

ИЗВЕСТИЯ КРЫМСКОЙ АСТРОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ

Год основания издания – 1947

ТОМ — 94

КРЫМ — 1998

УДК 523

В 94 томе "Известий Крымской Астрофизической Обсерватории" представлены материалы юбилейной научной конференции, посвященной пятидесятилетию Крымской астрофизической обсерватории. В то же время проходили 3 научные конференции: первый пленум секции "Солнце" Украинской астрономической ассоциации, совещание РГ "Физика звездных атмосфер" и совещание по спектрофотометрии, посвященное памяти проф. В.Б. Никонова, материалы которых также изложены.

Сборник рассчитан на специалистов в области астрономии, астрофизики и истории астрономии.

The 94th volume of the "Izvestia Krymskoi Astrofizicheskoy Observatorii" presents the proceedings of the scientific conference dedicated to the 50th anniversary of the Crimean astrophysical Observatory. In this issue the proceedings of the following conferences are also submitted: the 1st plenum of the section "The Sun" of the Ukrainian Astrophysical Association, the Workshop conference "Physics of stellar atmospheres" and the spectrophotometry conference, dedicated to the memory of prof. V.B. Nikonov.

The collection of papers is intended for specialists in astronomy, astrophysics and history of astronomy.

Редакционная коллегия:

Академик НАНУ Н.В. Стешенко (председатель)
канд. физ.-мат.наук Н.И. Шаховская (ответственный секретарь)
доктор физ.-мат.наук Р.Е. Гершберг
доктор физ.-мат.наук Н.Н. Степанян
доктор физ.-мат.наук Д.Н. Рачковский
канд.физ.-мат.наук И.С. Саванов
канд.физ.-мат.наук В.И. Бурнашев

Рецензенты:

доктор физ.-мат.наук А.В. Брунс
канд. физ.-мат.наук Ю.С. Ефимов

Адрес редакции:

334413 Украина, Крым, Бахчисарайский р-н, п. Научный
Крымская астрофизическая обсерватория
Тел. (380)65-54-71161
FAX (380)65-54-40704
E-mail nish@crao.crimea.ua

Оригинал-макет изготовлен в редакции журнала
Журнал зарегистрирован Государственным комитетом Украины
по делам издательств, полиграфии и распространения книги
7 февраля 1994г., свидетельство КВ N 424

УДК 520

Симеизская обсерватория

П.П.Добронравин

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413, Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 10 февраля 1995 г.

Аннотация. Представлены исторические заметки о Симеизской обсерватории, которая является предшественницей Крымской астрофизической обсерватории.

SIMEIZ OBSERVATORY, by P.P. Dobronravin. Historical outlines of Symeiz observatory, which is a forerunner of Crimean Astrophysical Observatory, are presented.

Ключевые слова: история астрономии

Крымская астрофизическая обсерватория отмечает свое пятидесятилетие. Для научного учреждения это срок не такой уже большой, но Крымская астрофизическая обсерватория возникла не на пустом месте: ее достойной предшественницей была обсерватория в Симеизе, на горе Кошка – Симеизское отделение Пулковской обсерватории. Поэтому если начинать счет от первого камешка, заложенного в основании обсерватории, то придется говорить уже о сроке, близком к столетию.

Первый камень в основании обсерватории был заложен около 1900 года богатым любителем астрономии, отставным крупным чиновником Николаем Сергеевичем Мальцовым – собственником имения на Южном берегу Крыма. Им были построены две небольшие астрономические башни на горе Кошка над Симеизом и заказаны фирме Карл Цейсс (Йена, Германия) астрономические инструменты.

Далее случилось так, что эти башни увидел пулковский астроном Алексей Павлович Ганский, приехавший в Крым в поисках места для строительства южного отделения Пулковской обсерватории, северное положение которой затрудняло там дальнейшее развитие астрономических наблюдений. Надо отметить, что это были годы бурного развития астрофизики, а для астрофизических наблюдений нужно много темного, прозрачного неба, чего в Пулкове не было. А.П. Ганский познакомился с Н.С. Мальцовым, и тот предложил свою строящуюся обсерваторию в дар Пулкову. В 1908 году она стала Симеизским отделением Пулковской обсерватории. К тому времени были получены из Германии и астрономические инструменты – двойной фотографический телескоп с объективами 120 мм и гелиограф Дальмейера. Естественно, что первым симеизским астрономом был назначен А.П. Ганский.

К сожалению, Алексею Павловичу очень недолго пришлось поработать в Симеизе – вскоре он утонул, купаясь в море...

Следующим симеизским астрономом стал Сергей Иванович Белявский, прибывший в Симеиз в 1909 году. С.И. Белявский сосредоточил свое внимание на фотографических наблюдениях переменных звезд, поскольку имевшееся в обсерватории оборудование подходило для этой цели. Им также визуально была открыта яркая комета, названная в дальнейшем его именем.

Судьба обсерватории во многом изменилась в 1912 году, когда в Симеиз приехал Григорий Николаевич Неуймин. Им были начаты регулярные наблюдения малых планет и астероидов, на многие

годы составившие славу обсерватории: несмотря на весьма скромные наблюдательные возможности, симеизская обсерватория была второй, а то и первой в мире по числу наблюдений и открытий малых планет.

Мирный труд обсерватории был прерван грянувшей первой мировой войной и послевоенными годами гражданской войны и разрухи. Маленькому коллективу симеизцев – двум астрономам и хозяйственнику Иосифу Гавриловичу Иосько, ведавшему всей хозяйственной жизнью обсерватории, пережившему первых симеизских астрономов и скончавшемуся уже после второй мировой войны, выпали очень тяжелые годы. Чтобы как-то выжить, приходилось даже ходить пешком в Севастополь, за полсотни километров через горы. Но научные наблюдения полностью не прерывались, и даже в самые тяжелые годы наблюдали и открывали новые малые планеты.

Миновали тяжелые годы, страна, а с ней и обсерватория, вернулись к мирной жизни, к мирному труду. Коллектив обсерватории увеличился, в него вошел еще один астроном – Владимир Александрович Альбицкий. Активно продолжались наблюдения астероидов и переменных звезд. Но коренной перелом в жизни и работе обсерватории наступил в 1924 году.

Еще до революции английской фирме Гребб–Парсонс были заказаны два телескопа – метровый рефлектор для Симеиза и рефрактор для астрометрической обсерватории в Николаеве. После восстановления дипломатических отношений с Англией выяснилось, что фирма сохранила заказ за Россией, а теперь за СССР, и после необходимых формальностей, в чем очень помог работавший тогда в Англии Л.Б. Красин, и соответствующего перерасчета стоимости, телескоп был отправлен морем и прибыл в Ялту летом 1924 года. Для руководства монтажом рефлектора и для дальнейшей работы на нем из Пулкова были направлены в Симеиз астрономы Григорий Абрамович и Пелагея Федоровна Шайны.

Фирма Гребб–Парсонс не только не направила в СССР мастеров – монтажников, но даже не прислала и монтажных чертежей. Однако бригада рабочих Севастопольского Морского завода под руководством Григория Абрамовича Шайна и при активном участии Иосифа Гавриловича Иосько успешно справилась с монтажом, и в начале 1926 года на телескопе был сделан первый астрономический снимок.

Вскоре на телескопе был установлен призменный спектрограф, изготовленный в Женеве, и спектральные наблюдения стали основными в работе метрового рефлектора. Эти исследования проводились Г.А. Шайном, к которому присоединился В.А. Альбицкий. А Пелагея Федоровна Шайн сосредоточила свое внимание на наблюдениях малых планет – традиционной теме Симеизской обсерватории.

Одним из первых программных исследований было наблюдение лучевых скоростей звезд. Хотя каталог, опубликованный по результатам наблюдений Г.А. Шайна и В.А. Альбицкого содержал не слишком много звезд (около 350), но по продуманности программы и тщательности ее выполнения он был высоко оценен научной общественностью, и были даже авторитетные высказывания, что в области исследования радиальных скоростей Симеизской обсерваторией сделано больше, чем всеми остальными за это же время.

В дальнейшем спектральные наблюдения развивались по широкой программе. В частности, изучая спектр колец Сатурна, Г.А. Шайн показал, что они состоят из частиц малого, но не микроскопического размера. Наблюдая радиальные скорости звезд в созвездии Волосы Вероники и сопоставляя их с данными о собственных движениях, он установил, что скопление динамически устойчиво, т.е. звезды не могут уйти из него, а могут только совершать колебательные движения по отношению к центральной плоскости скопления. Были получены и спектрограммы, обработка которых позднее, уже в эвакуации, послужила основой для важного вывода о соотношении числа атомов обычного и тяжелого углерода в атмосферах холодных углеродных звезд.

Шли годы. Симеизская обсерватория активно работала, расширялся ее коллектив. В работу по спектральным исследованиям включилась вернувшаяся из ссылки, куда она попала в результате репрессий 1937–39 гг., Вера Федоровна Газе. На установленном спектрогелиоскопе наблюдения Солнца вели Елизавета Федоровна Ушакова–Шапошникова и супруги Волковы. Из Пулкова был перенесен так называемый “зонный” астрограф, на котором наблюдала переменные звезды Се-
рафима Валериевна Некрасова, часто приезжали и работали сотрудники других обсерваторий.

Начиная с 1936 года регулярно приезжал и я для работы под руководством Григория Абрамовича.

Но приближались грозные годы войны, она уже гремела с осени 1939 года на западе. Непосредственное дыхание войны симеизцы почувствовали еще летом 1940 года. В те месяцы, когда происходило возвращение СССР Бессарабии, захваченной Румынией в 20-е годы, в Крыму, из опасения каких-либо выходов со стороны Румынии, на некоторое время было введено военное положение – затемнение, постоянные дежурства, наблюдение за морем и т.п. К счастью, тогда ничего не произошло, и военное положение вскоре было отменено.

Но началась Отечественная война. Гитлеровцы наступали, приближались к Крыму. Вскоре стало ясно, что эвакуация обсерватории неизбежна, и в начале октября 1941 года сотрудникам пришлось её покинуть. Но и тогда положение было уже настолько тяжелым, что теплоход, на котором выехали из Ялты сотрудники обсерватории, был последним, плывшим в Грузию вдоль советских берегов. В дальнейшем из-за вражеских атак это стало слишком опасным, теплоходы сразу уходили к берегам Турции и плыли вдоль них в нейтральных водах.

Естественно, что в таких условиях не приходилось думать о спасении телескопов и библиотеки. Сотрудники смогли взять только спектрограммы и журналы наблюдений.

По плану эвакуации намечалось, что сотрудники симеизской обсерватории эвакуируются в поселок Китаб (Средняя Азия) на широтную станцию. Однако по прибытии в Батуми стало ясно, что состояние здоровья Григория Абрамовича делает для него дальнейшее путешествие рискованным. Из Батуми по телефону удалось связаться с Абастуманской обсерваторией (в Грузии) и было решено, что Г.А. Абрамович и П.Ф. Шайны, В.Ф. Газе и В.А. Альбицкий направятся туда. А остальные симеизцы, во главе с Григорием Николаевичем Неуйминым продолжали путь и прибыли в Китаб.

В период эвакуации обе группы продолжали научную работу. Так, Григорий Абрамович вместе с В.Ф. Газе выполнили исследование о тяжелом углероде в атмосферах звезд; эта работа была уже после войны отмечена Государственной премией, продолжались и исследования малых планет. Для военных нужд Григорием Абрамовичем был задуман и разработан спектральный метод исследования состава крови.

В Китабе на имеющихся там телескопах велись наблюдения малых планет и переменных звезд.

Время шло, и наши войска постепенно освобождали территорию СССР, временно оккупированную гитлеровцами. В мае 1944 г. был освобожден Крым, и я послал Григорию Абрамовичу в Москву, куда он к тому времени переехал из Абастумани, телеграмму, поздравив с освобождением Симеиза. Вскоре в госпитале, где я находился на излечении после ранения на фронте, я получил от него телеграмму: "Читайте "Известия" за такое-то число". В газете была напечатана статья Григория Абрамовича... Он при первой возможности добрался до Симеиза и описал ужасное состояние, в котором он нашёл обсерваторию. Главное здание было сожжено, башни стояли пустыми, все телескопы были вывезены оккупантами...

Осенью 1944 года по ходатайству Григория Абрамовича я был уволен из армии. Вскоре он предложил мне приехать в Москву для помощи ему в подготовительных работах по организации Крымской астрофизической обсерватории. Об этом уже было решение Президиума АН СССР, хотя Решения Правительства еще не было. Я работал с ним в Москве до середины февраля 1945 года.

После короткого пребывания в Ленинграде в конце апреля я выехал в Симеиз, где своими глазами увидел то полнейшее разрушение обсерватории, о котором писал Григорий Абрамович в "Известиях".

9 мая 1945 года мы узнали о Победе и мире. В этот день старейший (с 1913 года) сотрудник обсерватории И.Г. Иосько организовал для Шайнов, меня и бывших в это время в Симеизе А.Б. Северного и Э.Р. Мустеля скромный праздник, отметив Победу тостом с бокалами хорошего виноградного вина его собственного изготовления.

Но А.Б. Северному и мне почти сразу пришлось покинуть Симеиз: по распоряжению Президиума АН СССР мы должны были выехать в Германию для поисков вывезенного оккупантами симеизского оборудования. В Берлине мы были уже 23 мая.

По некоторым косвенным соображениям можно было предполагать, что оборудование находится в Потсдамской обсерватории. Предположение подтвердилось: ее директор профессор Ганс Кинле показал его во дворе обсерватории. Мы с Андреем Борисовичем увидели, что все превра-

шено в железный и медный лом, зеркало совершенно испорчено ударами штыком или выстрелами в него. Нам стало ясно, что мечта Григория Абрамовича быстро восстановить работу в Симеизе невыполнима.

Можно сказать, что история Симеизской обсерватории закончилась как "физически" (её оборудование погребено), так и юридически: 30 июня было принято Решение Правительства СССР об организации самостоятельной Крымской астрофизической обсерватории АН СССР. Симеизское отделение Пулковской обсерватории перестало существовать. Но интересно остановиться на переходном периоде от Симеизской к Крымской обсерватории.

Обнаружив гибель симеизского оборудования, А.Б. Северный поехал в Москву, чтобы доложить о ситуации Президиуму АН СССР. В результате последовало Распоряжение Правительства СССР о проведении репарационных изъятий из немецких обсерваторий в компенсацию за нанесенные оккупантами разрушения. Вскоре А.Б. Северный вернулся в Германию во главе репарационной бригады, в которую входили от Пулкова Олег Александрович Мельников и Андрей Антонович Немиро, от ГАИШ – Борис Васильевич Кукаркин, Петр Оскарович Чечик и два человека вспомогательного персонала. В соответствии с распоряжением Правительства этой бригадой из Бабельсбергской обсерватории был изъят 122-см рефлектор (теперь он работает в КраО в п. Научном), из Потсдамской – нормальный астрограф (установлен в Пулковской обсерватории), а также ряд меньших телескопов, переданных в различные обсерватории нашей страны. Была изъята и часть библиотеки Потсдамской обсерватории, поскольку библиотека Симеизской обсерватории была вывезена в Германию.

Эшелон с репарационным оборудованием осенью 1945 года отправился в СССР под надзором А.А. Немиро. Мне же было предложено остаться в Германии в составе группы АН СССР, руководимой академиком-генералом В.С. Кулебакиным. Моя задача состояла, в основном, в осуществлении взаимодействий с фирмой К. Цейсс (Йена): размещение там заказов, получение готовых изделий и т.п.

Часто бывая в Йене, на фирме К. Цейсс, я однажды узнал, что в астрономическом цехе находятся четыре телескопа. Оказалось, что в свое время Гитлер хотел сделать подарок своему союзнику Б. Муссолини – подарить ему телескопы для обсерватории его имени. Это были 26" рефрактор, внезатменный коронограф типа Лио, двойной 16" светосильный короткофокусный астрограф и метровый телескоп типа Шмидта. Первые три инструмента были практически готовы, четвертый находился в ранней стадии готовности. Я доложил об этом Главному ученому секретарю АН СССР академику А.В. Топчиеву. Были организованы соответствующие мероприятия, и теперь 26" рефрактор находится в ГАО в Пулкове, внезатменный коронограф – на станции ГАО под Кисловодском, двойной 16" астрограф – в Крымской астрофизической обсерватории (в п. Научном), рефрактор типа Шмидта (после существенных переделок) – в Бюраканской обсерватории в Армении. Так были закончены репарационные мероприятия в Германии.

Обсерватория в Симеизе была частично восстановлена. Работая там с небольшими телескопами, Г.А. Шайн и В.Ф. Газе выполнили важное исследование газовых туманностей в межзвездной среде, возобновились также наблюдения астероидов и переменных звезд. А.Б. Северный и Э.Р. Мустель начали работу в новой для Симеиза области изучения Солнца.

Но постепенно "центр тяжести" деятельности обсерватории переносился на ее новую базу, в поселок Научный, а работа в Симеизе угасала, особенно заметно после 1954 года – после переезда дирекции и основного персонала в Научный.

В 1974 году опустевшие здания и башни на Кошке были переданы Астрономическому Совету АН СССР для развертывания там пункта по наблюдениям искусственных спутников Земли – ИЗС. Постепенно тематика работы этой станции была расширена, и были установлены новые инструменты: камера Шмидта диаметром 53-см, 60-см рефлектор фирмы К. Цейсса, астролябия и 100-см рефлектор системы Ричи-Кретьен с фокусом Куде, в котором смонтирован лазерный спутниковый дальномер. Обсерватория на горе Кошка вновь ожила.

После 1991 года, в связи с общими политическими событиями, Симеизская обсерватория снова вернулась в систему КраО и стала одним из её подразделений. Основные направления исследований этого подразделения: планеты и астероиды, геодинамика и лазерная локация искусственных

спутников Земли. Крымская станция лазерной локации искусственных спутников Земли (Crimean SLR Stations N 1873) входит в мировую сеть подобных станций и участвует в большинстве международных программ по наблюдению ИСЗ.

УДК 524.6; 524.5

Послевоенные работы Г.А. Шайна и его сотрудников по межзвёздной среде и строению Галактики

И.И. Проник

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413, Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 10 июня 1995 г.

Аннотация. Составлена компиляция по работам академика Шайна и его сотрудников, выполненным по межзвёздной среде и строению Галактики. При этом использовались, кроме оригинальных работ, еще обзоры Шайна (1955 а), Пикельнера (1957 а,б), Колесника (1995) и В. Проника (1995).

POST-WAR WORKS OF G.A. SHAJN AND HIS COLLABORATORS ON INTERSTELLAR MATTER AND STRUCTURE OF THE GALAXY, by I.I. Pronik. Compilation of the works of academician G.A. Shajn and his collaborators carried out on interstellar matter and structure of the Galaxy is made. Reviews of Shajn (1955 а), Pickelner (1957 а, b), Kolesnik (1995) and V. Pronik (1995) are used in addition to original works of the authors.

Ключевые слова: межзвёздная среда, строение Галактики

1 Газовые туманности

Работа по наблюдению эмиссионных туманностей в Симеизе началась в 1949 г., сразу после завершения первой очереди восстановления обсерватории, полностью разрушенной во время войны (Шайн и Газе 1950). Вначале использовались объективы диаметром всего 100 мм, а со временем вступили в строй светосильные (1:1,4) менисковые камеры 450 мм и 640 мм. Приемником была панхроматическая эмульсия Eastman Kodak 103а-Е. В сочетании со стеклянным фильтром КС5 эта эмульсия позволяла выделить излучение эмиссионной линии $H\alpha$ (область спектра приблизительно $\lambda 6330 - \lambda 6600 \text{ \AA}$; Шайн и Газе 1955). По программе предполагалось перекрыть весь пояс Млечного Пути, доступный для наблюдений в Симеизе, от Стрельца до Единорога, занимающий по долготе 210° . До наблюдений в Симеизе для статистических исследований использовали компиляцию Седерблада (1946), в которой было 78 эмиссионных туманностей, 96 пылевых туманностей и 43 – без оценок спектра (Шайн и Газе 1953б). В результате шестилетних наблюдений было обнаружено около 300 неизвестных диффузных туманностей и деталей ярких туманностей, которые получили S-номера симеизского каталога (Газе и Шайн 1955). Наиболее интересные из них представлены в "Атласе диффузных газовых туманностей" (Шайн и Газе 1952г).

Полученный материал составил новый обширный банк данных по эмиссионным туманностям. Он послужил основой для серии исследований, сделавших переворот в представлении о межзвёздной среде. Итоги этой колоссальной работы в свое время были кратко изложены Шайном (1955а) и Пикельнером (1957а,б), а позже В. Проником (1995) и другими.

До симеизских работ считалось, что эмиссионные туманности бесструктурны (диффузны). Шайн и Газе показали, что эмиссионным туманностям присуща волокнистая структура. Был выделен особый класс туманностей с периферийной структурой (Шайн и Газе 1951, 1953в). Среди открытых в Симеизе наиболее интересной является тонковолокнистая туманность в Возничем (Шайн и Газе 1953в). Было установлено, что это представитель принципиально нового класса туманностей – остатков вспышек сверхновых звезд, не имеющих возбуждающих звезд, к которым относятся также туманности “Цирусы” в Лебеде. Для объяснения свечения этих туманностей Пикельнер (1954) разработал теорию ударного механизма возбуждения в пересеченных ударных волнах.

Разнообразные формы туманностей были объяснены с точки зрения их движения и эволюции. Было показано, что эмиссионные туманности расширяются с последующим торможением, обусловленным столкновением с межзвездной средой. Туманности нестабильны, процесс их расширения ведет к распаду (Шайн 1955б,в). Расширяясь, туманности попадают под влияние межзвездного магнитного поля Галактики. Были отмечены отдельные светлые и темные туманности с тенденцией вытянутости вдоль направления магнитного поля Галактики (Шайн и Газе 1952а; Шайн 1955г,д). Самым значительным образованием такого рода является комплекс туманностей в области γ Суг, протянувшийся по небу больше, чем на 11° и образовавший “космический газовый поток” (Шайн и Газе 1953 а,б).

Пикельнер и Шайн исследовали флуктуации яркости туманности Ориона (1954) и пришли к выводу, что они обусловлены турбулентными движениями газа. Было показано также, что эмиссионные туманности содержат пыль, соотношение которой с газом по массе примерно такое же, как в межзвездной среде. Это была первая оценка относительного содержания пыли в диффузных туманностях. В предположении, что существует равновесие между магнитной и кинетической энергиями, была оценена величина магнитного поля в туманности, равная $\sim 10^{-4}$ Гс. Исследуя соотношение газа и пыли в планетарных и диффузных туманностях, Шайн, Газе и Пикельнер (1964) показали, что нельзя провести грань между отражательными и эмиссионными туманностями, но и нельзя говорить о единстве их природы. Сильный непрерывный спектр ярких эмиссионных туманностей они объяснили двухквантовым излучением водорода и гелия. Исследование поляризации света Крабовидной туманности привело к заключению, что ее излучение в оптическом диапазоне синхротронного происхождения (Шайн и др. 1955).

До работ Шайна и Газе считалось, что эмиссионные туманности выбрасываются из звезд и пассивно перерабатывают ультрафиолетовую радиацию звезд. Шайн и Газе дали новое освещение вопроса о связи между горячими звездами и эмиссионными туманностями. Полученные ими результаты по абсолютной фотометрии эмиссионных туманностей позволили оценить электронные концентрации и массы этих образований. Для наиболее крупных туманностей они оказались равными сотням и тысячам масс Солнца. Таким образом, было показано, что туманности не могли быть выброшены из звезд (Шайн и Газе 1952б). Было предложено рассматривать группы туманностей, как генетически связанные между собой системы. Образование групп туманностей и отдельных туманностей шло, в основном, вдоль большой спиральной ветви Галактики, и этот процесс, вероятно, продолжается. Таким образом, было показано, что туманности являются активными объектами Галактики в целом (Пикельнер 1957).

В то же время была обнаружена тенденция для более ярких и значительных туманностей ассоциироваться с группами О-ВО звезд (Шайн и Газе 1953б; Шайн 1955е). Было показано, что между этими объектами есть генетическая связь, которая имеет всеобщий характер для разных галактик. Звезды образуются группами в ассоциациях, туманности также встречаются группами приблизительно в тех же местах, где находятся О-В звезды (Шайн и Газе 1953б; Шайн 1955е). В ряде работ подтверждена гипотеза о том, что комплексы газовых туманностей, группировки молодых, горячих звезд существуют в спиральных ветвях галактик, которые удерживаются только благодаря наличию в них магнитного поля.

Работы Шайна и его сотрудников, выполненные 40 лет назад, во многом являются современными. В них легко можно найти идеи для нынешних работ. Обратимся только к двум, но важным, моментам: теории и наблюдениям звездообразования и спиральной структуре нашей Галактики.

Основные положения экспериментального и теоретического подхода к проблеме звездообразо-

вания изложены во многих монографиях и трудах симпозиумов. В странах СНГ популярны монографии Марочника и Сучкова (1984), Ефремова (1989), сборник под редакцией Колесника (1990). В этих монографиях справедливо отмечается, что в начале семидесятых годов произошел скачок в понимании проблем звездообразования. Он был связан с открытием в 1967 г. радиоизлучения гидроксила на волне 1.35 см, а затем и излучения других молекул. В частности, оказалось, что межзвездной среды по массе больше в два раза, чем было известно по оптическим данным. Бурное развитие молекулярной астрофизики дало мощные средства для диагностики физических условий, динамики межзвездной среды, а также условий звездообразования.

Было установлено, что важнейшей характеристикой звездообразования является факт, что облака, в которых образуются звезды, намного массивнее не только индивидуальных звезд, но и звездных скоплений. Этот факт легко прослеживается в работах Шайна и Газе (1952б). В основе современных представлений о звездообразовании лежит вывод о том, что звезды образуются группами разных масштабов: скопления, ассоциации, сверхассоциации, комплексы гнезд звездообразования размерами соответственно (10–15) пк, (30–200) пк, 500 пк и 1000 пк. Решающую роль в утверждении этого представления сыграли работы Амбарцумяна о звездных ассоциациях (1949), в которых процесс звездообразования продолжается в настоящее время. Массовые наблюдения в миллиметровом диапазоне длин волн в 1975–1979 гг. привели к выводу о том, что в размерах молекулярных облаков имеется та же иерархия, что и в размерах областей звездообразования (Соломон и др. 1987). Было показано, что все О-ассоциации и НП области неизменно связаны с гигантскими молекулярными облаками, которые, в свою очередь, состоят из более мелких облаков размерами 20 пк, 60 пк и более. Гигантские молекулярные облака окружены сверхгигантскими Н1 облаками размером ~1000 пк. Скопления гигантских облаков располагаются в спиральных рукавах. Легко видеть, что иерархия размеров эмиссионных областей и связь ее с иерархией группировок молодых звезд была обнаружена в работах Шайна и его сотрудников. Например, в его работе от 1954 г. читаем: “Эмиссионные туманности имеют некоторую тенденцию встречаться группами на небе и в пространстве. Отдельные туманности также нередко состоят из нескольких частей или уплотнений. Группы туманностей имеют тесное отношение к О-ассоциациям, но эти системы далеко не идентичны. Концентрации туманностей встречаются также во внегалактических системах. Группы туманностей различных размеров до 300 пк представляют собою реальные флуктуации в спиральных ветвях (иногда вытянутых вдоль последних). Спиральную ветвь в отношении газовой населенности можно представить себе как систему туманностей большого масштаба. Группу туманностей можно рассматривать как систему генетически связанных между собой туманностей”.

Изучались отдельные туманности, связанные со скоплениями звезд, как, например, туманности около скоплений IC 1805 и IC 1795 размером 50 пк и 8 пк соответственно (Шайн и Газе 1950), которые образуют группу с примыкающими к ним туманностями S1, S2, S3, S4. Размер всей группы порядка 100 пк. В настоящее время эта группа известна как часть области современного звездообразования W3/W4 в рукаве Персея, находящаяся на расстоянии 2.23 кпс от Солнца (Колесник 1990). Крупными областями газа и звезд являются и детали (“узлы”) спиральных ветвей, изученные Шайном и Газе (1953а) около γ Суг и ζ Пер. Их размеры соответственно равны 120 пк и 30 пк (Шайн 1954). И, наконец, была выделена крупная, размером около 1000 пк, деталь регулярного магнитного поля в окрестностях Солнца (Шайн 1957). Эта деталь была обнаружена в результате исследования распределения углов поляризации излучения звезд – магнитное поле детали связано с межзвездной средой. Плоскость местного магнитного поля наклонена к плоскости Галактики под углом $\sim 18^\circ - 20^\circ$. Координаты полюса этой системы в новой системе координат: $l_{pol} = 150^\circ$, $b_{pol} = 70^\circ$. Координаты полюса местной системы ярких звезд (пояса Гулда; Гулд 1929) отличаются от этих координат, они равны $l_{pol} = 205^\circ \pm 1$, $b_{pol} = +72^\circ \pm 1$ (Стозерс и Фрогель 1974). Видно, что плоскость местного магнитного поля развернута относительно плоскости местной системы ярких звезд на угол примерно 50° . Ситуация напоминает разделение положений молодых звезд и газовых туманностей внутри спиральных ветвей галактик, когда газ сосредоточен ближе к центру Галактики, а звезды – к антицентру. Различие положений плоскостей крупных группировок газа и звезд в окрестностях Солнца может свидетельствовать о том, что новые очаги звездообразования в этой области будут несколько смещены относительно “старых”, возраста ($10^7 - 10^8$) лет, очагов

звездообразования.

Все приведенные примеры свидетельствуют о том, что иерархия размеров облаков межзвездной среды и их связь с группировками молодых звезд разных размеров рассматривалась в работах Шайна и его сотрудников. И этой связи придавалось космогоническое значение.

2 Спиральные ветви Галактики по оптическим данным

Другой пример, свидетельствующий о современности симеизских работ, относится к выявлению спиральных ветвей Галактики в окрестностях Солнца в работе Газе (1954). По данным о 150 газовых туманностях, для которых были известны возбуждающие звезды, Газе выделила три фрагмента спиральных ветвей. Ранее были выделены спиральная ветвь Ориона, на краю которой находится Солнце, и фрагмент спиральной ветви Персея на расстоянии примерно 1000 пк от Солнца в сторону антицентра (Воронцов-Вельяминов 1953; Морган и др. 1952). Вера Федоровна Газе выделила еще одну спиральную ветвь – ветвь Стрельца, которая расположена в направлении, близком направлению на центр Галактики. Правда, была представлена схема только той части ветви Стрельца, которая доступна наблюдениям в северном полушарии. Впоследствии она была “достроена” объектами южного полушария (Копылов 1958). Схема трех “оптических” фрагментов спиральных ветвей в окрестностях Солнца, построенная Газе по эмиссионным туманностям, в общих чертах сохранилась до нашего времени, хотя с тех пор был накоплен значительный материал наблюдений в оптическом диапазоне длин волн по населению этих фрагментов (Гармани 1986).

3 План Шайна по исследованию структуры Галактики

Удовлетворительные результаты по распределению газовых туманностей и выявлению спиральных ветвей в Галактике по данным симеизских работ получались только по объектам, расположенным ближе 1000–1500 пк. Более далекие туманности наблюдались лишь выборочно не дальше 2000–3000 пк (Газе 1954). Для более глубокого исследования околосолнечной части Галактики Шайн предложил план по определению спектральных классов, звездных величин и показателей цвета звезд до 12^m – 13^m , расположенных вдоль всей полосы Млечного Пути, доступного для наблюдений в Крыму. Предполагалось охватить около 200000 звезд (Шайн 1955ж; Бродская 1956б; Колесник 1995). Спектры фотографировались с объективной призмой, имеющей угол $6^\circ 9'$, установленной на одной из камер двойного $16''$ астрографа Цейсса. За 10 лет наблюдений было получено около 350 спектральных пластинок и около 90 пластинок с прямыми изображениями звезд. Каждая пластинка охватывала область по $10^\circ \times 10^\circ$. Звездные величины определялись по пластинкам, полученным с камерой Догмар. Сведения об аппаратуре и методике наблюдений и обработки содержатся в работах Бродской (1953, 1955), Проник (1959) и др. Первоначально были выбраны площадки в местах наибольшей концентрации газовых туманностей и комплексов О–В звезд (Шайн и Газе 1953б). Работа была доведена до конца для 13 областей, размером 15–85 кв. град. Их расположение на карте Млечного Пути, построенной по ранним звездам и газовым туманностям, показано на рисунке, взятом из работы Шайна и Газе (1953б). Некоторые данные, полученные по каждой из площадок, содержатся в колонках таблицы: 1 – Но площадки, 2,3, – экваториальные координаты на эпоху 1950 г.; 4,5 – галактические координаты в старой системе координат, 6 – размер площадки; 7 – количество измеренных звезд; 8 – количество ранних звезд и интервал их спектральных подклассов; 9 – ссылки на выполненные работы. Галактические координаты приведены в старой системе координат, чтобы можно было отождествить положение площадок на карте Шайна и Газе (1953б). В колонке 8 приведены разные интервалы подклассов ранних звезд, именно такие, какие были выделены для исследования каждым из авторов. В некоторых случаях это были О–В2 звезды, а в некоторых О–В8 звезды. Из таблицы следует, что в результате выполненных работ данные о спектрах, звездных величинах и показателях цвета были получены примерно для 35000 звезд, при этом было обнаружено более 4000 ранее неизвестных О–В звезд.

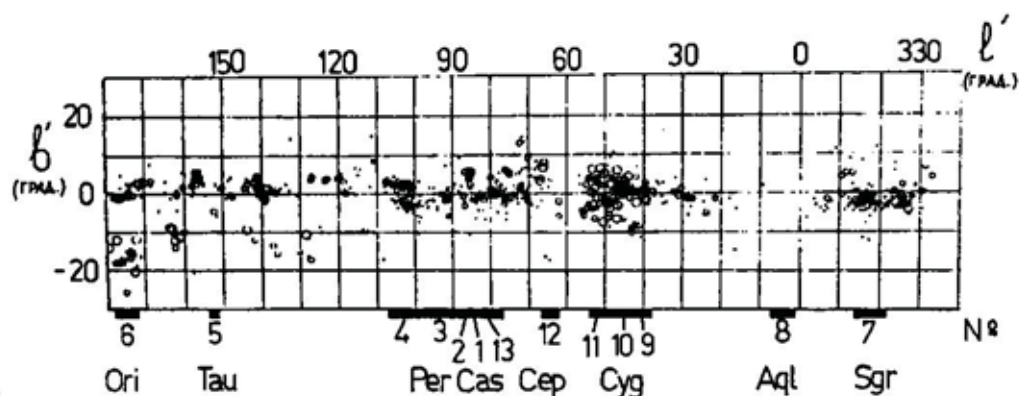


Рис. 1. Распределение звезд W – R, O, B0, B1 (точки) и туманностей (кружки) в Млечном Пути согласно работе Шайна и Газе (19536) (в старых галактических координатах). Жирные горизонтальные линии и номера в нижней части рисунка показывают места расположения площадок согласно таблице

Таблица 1. Характеристики избранных площадок Млечного Пути, изученных по плану Г.А. Шайна

No	α 1950	δ 1950	l'	b'	разм. области	кол-во звезд	к-во звезд O-B	Ссылки
1	2	3	4	5	6	7	8	9
1.	0 ^h 00 ^m	+66°5	86°	+5°	15 кв. град.	605	44	Разник (1963, 1964, 1965, 1967) O-B5
2.	0 30	+62	89	0	45	2816	500	Бродская и Григорьева (1964); O-B5 Григорьева (1964, 1965, 1967)
3.	1 25	+61 50	95	+0.5	85	3206	731	Копылов (1953); O-B5 Бродская (1960, 1961 а, б)
4.	2 30	+58 00	104	-1.0	48	3340	835	Бродская и Шайн (1958); O-B5 Бродская (1961 а, б)
5.	5 32	+22 00	153	-3.6	2° × 2°	86	6	Бродская (1963) O-B5
6.	5 32	-5.5	177	-17.6	56	1572	57	Копылов, Страйжис (1963); O-B6 Страйжис (1963)
7.	18 10	-15 00	343	-0.6	8° × 8°5	3914	276	Проник (1958, 1959, 1960 а, б; 1961 а; 1962, 1963) O-B3
8.	18 54	+5 00	6.1	-0.7	6° × 6°	1492	79	Проник (1960 в, 1961 б, в); O-B3 Григорьева и др. (1971), Проник и Шаранова (1971)
9.	20 05	+36	41.0	+1.1	6° × 6°	5000	120	Нумерова (1958 а, б, 1961) B0-B5
10.	20 16	+42 30	47.6	+3.0	30 кв. град.	952	952	Ихсанов (1959 а, б; 1960) O-A
11.	20 44	+45 00	53°	+0.6	7° × 6°	3404	60	Метик (1960, 1961, 1962, 1963) O-B2
12.	21 24	+58.5	67	+5.6	25 кв. град.	2060	67	Алкснис (1958 а, б, в; 1961) O-B5
13.	23 25	+61 30	81	+0.8	8° × 8°	5752	400	Бродская (1953, 1955, 1956 а) O-B5

Полученный материал позволил уточнить структуру поглощающей среды, состав известных скоплений и ассоциаций и их размеры, а также распределение звезд различных спектральных классов в спиральных ветвях Ориона, Персея и Стрельца до расстояния примерно 5000 пк от Солнца. Всего в 13 площадках было выделено 120 областей, отличающихся величиной межзвездного поглощения. Размеры областей были от полуградуса до нескольких градусов. Интересно, что очень плотные облака пыли размером 10–40 пк были обнаружены в каждой из трех спиральных ветвей. Такие облака с поглощением до 20^m – 30^m на 1 кпк в области длин волн 4000–5000 Å были найдены как в направлении на Стрелец (Проник 1960а), так и в направлении на Лебедь (Нумерова 1961), так и в направлении на Цефей (Разник 1964). В среднем наиболее запыленным оказалось направление на рукав в Стрельце. Здесь поглощение начинается на расстоянии 100 пк от Солнца и составляет от 2^m 5 до 25^m на 1 кпс (Проник 1960а; Григорьева и др. 1971). В областях Млечного Пути в созвездии Лебедь наряду с мелкими облаками, поглощающими 20^m на 1 кпс (Нумерова 1961), имеются более прозрачные области с поглощением 0^m 3 – 1^m 0 на 1 кпс (Нумерова 1961; Метик 1961; Ихсанов 1959б). В спиральной ветви Ориона в области созвездия Персей поглощение, как правило, невелико и равно всего 1^m – 2^m на 1 кпк (Бродская 1956 а). Бродская впервые представила данные о величине поглощения в направлении на Крабовидную туманность (1963). В этом направлении поглощение в визуальной области плавно нарастает с расстоянием, и на расстоянии 1500 пк от Солнца равно 1^m 6. Если “Краб” находится на расстоянии 1100 пк, то поглощение света в его излучении составляет 0^m 7.

Выявленные неизвестные ранее О–В звезды позволили существенно дополнить сведения о составе скоплений звезд и ассоциаций, а также обнаружить неизвестные ранее сгущения этих звезд. Наиболее значительные результаты были получены для ближнего к Солнцу спирального рукава – Орионова. В созвездии Лебедя этот рукав был исследован до расстояния 4500 пк. В области двух О-ассоциаций, расположенных около скопления звезд NGC 6871 и звезды Р Суг, Нумерова (1958а) исследовала 23 скопления ранних звезд, расстояния которых от Солнца равны от 1500 пк до 4200 пк. Она обнаружила, что все места наибольшего поглощения в этой области связаны с ранними звездами высокой светимости.

Ихсанов (1960) показал, что большинство эмиссионных туманностей, расположенных в области размером 30 кв.град около звезды γ Суг, образуют один физический комплекс с центром около ассоциации Суг VI на расстоянии 1000–1500 пк от Солнца. Таким образом, были получены более детальные сведения об “узле” спиральной ветви, выделенном в работе Шайна и Газе (1953а).

Метик (1961) обнаружила и исследовала цепочку группировок О–В2 звезд в области эмиссионной туманности “Северная Америка” и темной туманности “Пеликан”, образующих сгущения на расстояниях 1000, 1800 и 2400 пк от Солнца.

Пространственная плотность звезд спектрального класса А0 в спиральной ветви Ориона в обширной области созвездий Кассиопея и Персей определялась Бродской (1961 б) и Григорьевой (1967). В этом направлении максимальная плотность звезд А0 была отмечена на расстоянии 400 пк от Солнца. Согласно наблюдениям нейтрального водорода на волне 21 см ближайшая часть Орионова рукава также располагается на расстоянии 400 пк от Солнца (Бродская 1961б).

Фрагмент Персеева спирального рукава изучался, главным образом, по ранним О–В звездам, расположенным в созвездиях Кассиопея – Персей. Как показала Григорьева (1967), звезды В0 V и гиганты В0–В3 в этой области неба образуют сгущения на расстояниях 2.0–3.5 кпс от Солнца. Дополнительные данные о составе ассоциаций Сер III, Cas II и Cas V получила Бродская (1961б). Она уточнила расстояния до этих ассоциаций, которые получились равными 1200 пк, 3500 пк и 2900 пк соответственно.

Алкснис (1961) подробно исследовал область в созвездии Цефея в районе эмиссионной туманности IC 1396 и скопления молодых звезд Tr 37, близко расположенного к этой туманности. Он существенно дополнил состав членов скопления. В списке Алксниса было 56 звезд этого скопления спектральных типов О–G, в том числе 4 звезды В0–В3 и 12 звезд В5. Он определил расстояние до комплекса, состоящего из скопления ранних звезд, эмиссионной туманности и темной туманности, которое оказалось равным (820 ± 70) пк.

Копылов и Срайжис (1963) исследовали ядро ассоциации в большой туманности Ориона. Они

показали, что звезды O-A0 в ней концентрируются на расстоянии примерно (600–1000) пк от Солнца, и что ассоциация продолжается в сторону Пояса Ориона.

Для спиральной ветви Стрельца также был получен ряд новых результатов. Было показано, что в области известных скоплений ранних звезд NGC 6604, NGC 6611 и NGC 6618 звезды O-B5 все расположены дальше 500 пк от Солнца (Проник 1960б). Изученная Шайном (1954) группа эмиссионных туманностей Стрелец П, входящая в крупномасштабную деталь ветви Стрельца, была прослежена до расстояния 2500 пк от Солнца. Был существенно дополнен состав членов скоплений ранних звезд этой детали.

Все полученные данные в результате выполнения плана Шайна по спектрам, звездным величинам, показателям цвета звезд, а также по распределению межзвездной пыли и звезд могут с успехом использоваться в работах по исследованию звезд и структуры Галактики.

Благодарности. При составлении таблицы мне помогала Л.П. Метик. Обзор прочли и сделали полезные замечания В.И. Проник и Л.П. Метик. Я выношу им благодарность.

Литература

- Алкснис А.К., 1958а, Труды астрофиз.лаборатории АН Латв. ССР, 7, 33.
 Алкснис А.К., 1958б, Изв.Латв.ССР, No9, с.87.
 Алкснис А.К., 1958в, Изв.Латв.ССР, No9, с.97.
 Алкснис А.К., 1961, Труды астрофиз.лаборатории АН Латв.ССР, 8, 11.
 Амбарцумян В.А., 1949, Астрон.Ж., 26, 3.
 Бродская Э.С., 1953, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 10, 104.
 Бродская Э.С., 1955, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 14, 3.
 Бродская Э.С., 1956а, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 16, 162.
 Бродская Э.С., 1956б, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 16, 219.
 Бродская Э.С., 1960, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 24, 160.
 Бродская Э.С., 1961а, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 26, 375.
 Бродская Э.С., 1961б, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 26, 382.
 Бродская Э.С., 1963, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 30, 126.
 Бродская Э.С., Григорьева Н.Б., 1964, Сообщения ГАИШ, No136.
 Бродская Э.С., Шайн П.Ф., 1958, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 20, 299.
 Воронов-Вельяминов Б.А., 1953, Астрон.Ж., 30, 37.
 Газе В.Ф., 1954, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 12, 88.
 Газе В.Ф., Шайн Г.А., 1952, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 9, 52.
 Газе В.Ф., Шайн Г.А., 1955, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 15, 11.
 Гармани (Garmany C.D.), 1986, in: Luminous stars and associations in Galaxies. Eds. C.W.H. De Loore, A.J. Willis, P.Laskarides. Dordrecht. Reidel Publishing Company. p.19.
 Григорьева Н.Б., 1964, Астрон.Ж., 41, 185.
 Григорьева Н.Б., 1965, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 34, 238.
 Григорьева Н.Б., 1967, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 36, 260.
 Григорьева Н.Б., Проник И.И., Шарапова Г.Н., 1971, Сообщения ГАИШ, No168, с.3.
 Гулд (Gould B.A.), 1929, Source books in astronomy, Ed.Shapley H., New York, p.324.
 Ефремов Ю.Н., 1989, Очаги звездообразования в галактиках. М.: Наука, Физ.мат.лит.
 Ихсанов Р.Н., 1959а, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 21, 229.
 Ихсанов Р.Н., 1959б, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 21, 257.
 Ихсанов Р.Н., 1960, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 23, 31.
 Колесник И.Г. ред., 1990, Строение и эволюция областей звездообразования. Киев: Наукова Думка, с.5.
 Колесник И.Г., 1995, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 90, 34.
 Колесник Л.Н., 1990, в: Строение и эволюция областей звездообразования. Киев: Наукова Думка, с.43.

- Копылов И.М., 1953, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 10, 120.
Копылов И.М., 1958, Астрон.Ж., 35, 390.
Копылов И.М., Страйжис В.Л., 1963, Бюллетень Астрон.обс. Вильн. Универ., No5, с.18.
Марочник Л.С., Сучков А.А., 1984, Галактика. М.: Наука, Физ.мат.лит.
Метик Л.П., 1960, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 23, 60.
Метик Л.П., 1961, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 26, 386.
Метик Л.П., 1962, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 27, 283.
Метик Л.П., 1963, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 29, 315.
Морган и др. (Morgan W.W., Sharpless S., Osterbrock D.), 1952, Sky and Telescope, 11, 6.
Нумерова А.Б., 1958а, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 19, 189.
Нумерова А.Б., 1958б, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 19, 230.
Нумерова А.Б., 1961, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 25, 46.
Пикельнер С.Б., 1954, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 12, 93.
Пикельнер С.Б., 1957а, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 17, 3.
Пикельнер С.Б., 1957б, Историко-астрономические исследования, 3, 551.
Пикельнер С.Б., Шайн Г.А., 1954, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 11, 22.
Проник В.И., 1955, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 90, 72.
Проник И.И., 1958, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 20, 208.
Проник И.И., 1959, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 21, 268.
Проник И.И., 1960а, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 22, 151.
Проник И.И., 1960б, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 23, 46.
Проник И.И., 1960в, Астрон.цирк., N214.
Проник И.И., 1961а, Астрон.Ж., 38, 662.
Проник И.И., 1961б, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 25, 37.
Проник И.И., 1961в, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 26, 351.
Проник И.И., 1962, Астрон.Ж., 39, 362.
Проник И.И., 1963, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 30, 118.
Проник И.И., Шаранова Г.Н., 1971, Сообщения ГАИШ, No168, с.8.
Разник Р.М., 1963, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 30, 131.
Разник Р.М., 1964, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 32, 165.
Разник Р.М., 1965, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 34, 227.
Разник Р.М., 1967, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 36, 264.
Седерблад (Cederblad S.), 1946, Medd. Lunds Astr. Obs., Serie II, No 119.
Соломон и др. (Solomon P.M., Rivolo A.R., Mooney T.J. et al.), 1987, Star formation in Galaxies, ed. C.Persson.
Стозерс, Фрогель (Stothers R., Frogel J.), 1974, Astron.J., 79, 456.
Страйжис В.Л., 1963, Бюллетень Астрон.обс. Вильн. Унив., No5, с.35.
Шайн Г.А., 1954, Астрон.Ж., 31, 217.
Шайн Г.А., 1955а, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 13, 3.
Шайн Г.А., 1955б, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 15, 3.
Шайн Г.А., 1955в, Астрон.Ж., 32, 209.
Шайн Г.А., 1955г, Астрон.Ж., 32, 381.
Шайн Г.А., 1955д, Астрон.Ж., 32, 489.
Шайн Г.А., 1955е, Астрон.Ж., 32, 492.
Шайн (Shajn G.A.), 1955ж, IAU Draft Repors, Dublin Meeting., p.308.
Шайн Г.А., 1957, Астрон.Ж., 34, 3.
Шайн Г.А., В.Ф. Газе, 1950, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 6, 3.
Шайн Г.А., Газе В.Ф., 1951, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 7, 87.
Шайн Г.А., Газе В.Ф., 1952а, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 8, 3.
Шайн Г.А., Газе В.Ф., 1952б, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 8, 80.
Шайн Г.А., Газе В.Ф., 1952в, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 9, 123.
Шайн Г.А., Газе В.Ф., 1952г, Атлас диффузных газовых туманностей АН СССР. Москва.

- Шайн Г.А., Газе В.Ф., 1953а, Астрон.Ж., 30, 130.
Шайн Г.А., Газе В.Ф., 1953б, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 10, 152.
Шайн Г.А., Газе В.Ф., 1953в, Астрон.Ж., 30, 135.
Шайн Г.А., Газе В.Ф., Пикельнер С.Б., 1954, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 12, 64.
Шайн Г.А., Пикельнер С.Б., Ихсанов Р.Н., 1955, Астрон.Ж., 32, 395.

УДК 524.7

Наблюдения активных ядер галактик в Крымской обсерватории

В.И. Проник

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 12 мая 1995 г.

Аннотация. Дается краткая историческая справка возникновения в 1950-х годах нового раздела Астрофизики – “Активные ядра галактик”. Отмечены три основных этапа в наблюдениях активных ядер галактик в КрАО: спорадические наблюдения до 1970 года, когда еще не было никаких подозрений на быструю переменность в ядрах галактик; второй этап более или менее систематических фотографических наблюдений спектров с целью изучения характера спектральной переменности ядер; и, наконец, в 1988 году начался этап современного мониторинга активных ядер галактик с применением CCD приемников и методов обработки спектров на РС с целью исследования детальной внутренней структуры газа в области формирования широких эмиссионных линий. Перечислены основные результаты, полученные по активным ядрам галактик в КрАО за последние пять лет (1988 – 1994).

OBSERVATIONS OF ACTIVE GALAXY NUCLEI AT CRIMEAN OBSERVATORY, *by V.I. Pronik.* A brief historical outline of the beginning of a new section of astrophysics at the 1950 “Active Galaxy Nuclei (AGNS)”, is presented. Three main stages of the observations of AGNs at CrAO are marked: sporadic observations till 1970, when rapid variations in the galaxy nuclei were no suspected yet; the second stage of obtaining of more or less systematic photographic observations of spectra with the purpose to investigate characteristics of spectral variability of nuclei; and finally, in 1988 the modern stage of AGN monitoring with the use of CCD-detectors and new technique of spectra processing using Personal Computers is started with the aim to study in detail the inner gaseous structure of the region of formation of broad emission lines. The main results on AGN obtained at CrAO during the last 5 years (1988 – 1994) are listed.

Ключевые слова: активные ядра галактик

1 Введение

Раздел астрофизики “активные ядра галактик” формировался в 60–70 годах, уже после открытия квазаров и в значительной мере благодаря их открытию. Однако основы этого раздела были заложены еще в 50-х годах, когда В.А. Амбарцумяном для объяснения целого ряда явлений в физике галактик впервые был введен термин “активность ядер галактик”. Подобно тому как в 70-е годы одной из основных проблем в астрофизике было объяснение чрезвычайно мощного энерговыделения квазаров, так в 50-е годы главной задачей астрофизики было объяснение очень мощного

радиоизлучения некоторых галактик, получивших название радиогалактики (Cygnus-A, Persei-A, Virgo-A, Centaur-A и др.).

Наряду с такими явлениями как струйные выбросы из ядра или истечение газа с очень большой скоростью – приблизительно 5000 км/сек, о чем свидетельствуют широкие эмиссионные линии, гипотеза Амбарцумяна об активности ядер галактик давала объяснение также нетепловому радиоизлучению галактик: согласно гипотезе причиной радиоизлучения должен быть выброшенный из ядра на большие расстояния релятивистский газ. Несмотря на свою, казалось бы, очевидность (вспомним струеподобный выброс из ядра NGC 4486–Virgo-A), гипотеза Амбарцумяна об активности ядер галактик долго не находила поддержки в научном мире – столь глубоко было убеждение, что ядра галактик есть обычные скопления горячих звезд и ионизированного газа и ничего больше (см. доклады Амбарцумяна на XI и XIII Сольвейских конференциях в Брюсселе в 1958 и 1964 годах, а также на генеральной ассамблее Международного Астрономического Союза в Беркли, 1961 год – русский перевод докладов имеется в книге В.А. Амбарцумяна “Проблемы эволюции Вселенной”, Ереван, 1968 год.).

Для объяснения радиоизлучения галактик в то время существовала гипотеза “сталкивающихся” галактик. Решающим аргументом в пользу такой гипотезы был обнаруженный Минковским газ и пылевые облака – вероятно, иррегулярная галактика – проектирующиеся на NGC 1275 (Per-A) и движущиеся по направлению к ней со скоростью 3000 км/час (Минковский 1957).

Превышение скорости красного смещения этого газа над скоростью галактики NGC 1275 на 3000 км/сек и то, что он наблюдается на фоне NGC 1275, служит неопровержимым доказательством сближения этих галактик с огромной скоростью. Другим аргументом в пользу сталкивающихся галактик было раздвоенное изображение в оптике далёкой галактики Cyg-A и две радиообласти, удаленные от её оптического изображения по линии раздвоения на одинаковое расстояние по обе стороны от него. Считалось, что при столкновении двух галактик их газовые составляющие испытывают упругое соударение, отскакивают в разные стороны и образуют радиообласти, а звезды перемешиваются, образуя одну галактику.

Однако именно галактика NGC 1275 в скором времени явилась решающим аргументом в пользу гипотезы активности ядер: с увеличением углового разрешения радиотелескопов и особенно с появлением радиоинтерферометров выяснилось, что большая часть радиопотока этой галактики сосредоточена в ядре, размером меньше 1 угловой секунды, а радиоспектр состоит из нескольких компонент, одна из которых переменна во времени, с характерным временем изменения несколько лет, что свидетельствовало о появлении новых порций релятивистской плазмы (Келлерман и Паулини-Тос 1968).

С открытием радиоисточника Centaur-A (галактики, в которой четко наблюдается видимая с ребра пылевая полоса) стало ясно, что кажущаяся раздвоенность оптического изображения Cyg-A обусловлена такой же пылевой полосой, пересекающей галактику и принадлежащей плоскому диску этой галактики. Что касается падающего на NGC 1275 газа или галактики, то природа этого феномена неясна по сей день.

Идея активности ядер галактик в смысле Амбарцумяна, т.е. способность ядер генерировать гигантскую энергию за характерное время – сотни тысяч, миллионы лет, официально была признана в 1963 году (Линдс и Сандейдж 1963; Бербидж и др. 1963)

В настоящее время под словом “активность ядра” подразумевается нестационарность процессов энерговыделения, т.е. изменение со временем потока излучения в линиях и континууме во всем диапазоне длин волн от радио до гамма излучения, переменность контуров широких линий, нестационарность истечения газа из ядра и т.п., во временных масштабах гораздо более коротких, чем это можно было бы предполагать, а именно: годы, месяцы, дни и меньше. Любопытно, что наблюдаемые факты такой оптической переменности ядер сейфертовских галактик были известны ранее (Дейч 1966). Но в силу указанной выше причины эти факты считались настолько несерьезными, что на них никто не обращал внимания. И только благодаря кардинальным изменениям формы профиля $H\alpha$ и $H\beta$ линий в спектрах некоторых сейфертовских галактик, не требующих ни абсолютной привязки, ни высокой точности фотометрии, факт переменности потоков в линиях и в континууме в шкале времени годы-месяцы был признан реальным. В 1974 году появился первый

обзор по фотометрической и спектральной переменности активных ядер сейфертовских галактик (Лютый и Проник 1975).

2 Наблюдения активных ядер галактик в КрАО.

В Крымской астрофизической обсерватории спектральные наблюдения активных ядер галактик (AGN) были начаты в 1963 году, сразу после отождествления необычно большого красного смещения в спектре квазара 3C-273 (Гринштейн и Метьюз 1963; Шмидт 1963). Большое космологическое расстояние $z = 0.35$ и 13-ая видимая звездная величина квазара 3C-273 свидетельствовали о чрезвычайно высокой светимости этого объекта, что требовало своего объяснения. В то же время подобие его спектра спектрам ядер сейфертовских галактик (широкие водородные линии и узкие запрещенные, нетепловая природа континуума и др.) свидетельствовало о родственности или даже тождественной природе этих объектов. Различие имелись только в светимости: в квазарах она на несколько порядков выше. Но поскольку среди ядер сейфертовских галактик имеются объекты более яркие чем 3C-273, да и линейное разрешение в ядрах галактик намного лучше по причине их малого расстояния, то стало очевидным, что ключ к пониманию природы квазаров следует искать в ядрах сейфертовских галактик. С этой целью Э.А. Дибая и В.И. Проником были начаты в 1963 году исследования физических условий в ядрах сейфертовских галактик. Спектры получались на светосильных спектрографах, специально изготовленных для кассегреновского фокуса 125 см телескопа Южной станции ГАИШ и прямого фокуса 2,6 м телескопа (ЗТШ).

Работы Дибая и Проника (Дибай и Проник 1965; 1966; 1968) по исследованию сейфертовских галактик в то время были пионерскими. Так, в них впервые был сделан вывод о наличии в ядрах сейфертовских галактик двух подсистем (двух зон) газа: одной, излучающей узкие линии и имеющей невысокую плотность ($10^3 - 10^4 \text{ см}^{-3}$) и низкую дисперсию скоростей (300 – 500 км/сек), и другой, излучающей широкие линии, имеющей плотность $10^8 - 10^9 \text{ см}^{-3}$ и дисперсию скоростей несколько тысяч км/сек. Впоследствии они получили название: область узких линий (NLR) и область широких линий (BLR). Эта примитивная модель просуществовала около 20-ти лет, а сами термины широко используются и в настоящее время. В качестве нулевого приближения была предложена сферически симметричная модель ядра с концентрацией плотной материи к центру; предполагалось также, что зона низкой плотности имеет вид гало. Тогда впервые были определены размеры зон: для плотной зоны (BLR) они оценивались от нескольких десятых долей парсека до нескольких парсек, для внешней разреженной зоны (NLR) – десятки или даже сотни парсек. Считалось, что обе системы газа есть результат последовательных взрывов в центральном теле ядра, ответственном за излучение континуума. Позже, когда было принято деление сейфертовских галактик на два типа (Хачикян и Видман 1971) – SyI с очень широкими водородными, но узкими запрещенными линиями и SyII с линиями одинаковой, как правило, небольшой ширины считалось, что SyII есть спокойное состояние ядра в промежутке между взрывами. Такое представление весьма близко к современному с той лишь разницей, что понятие “взрыв” заменено понятием “состояние высокой активности”. При этом до сих пор остается неясным, почему у одних галактик (Sy II, например, NGC 3227) состояния высокой активности столь редки и коротки, что промежуток между ними составляет десятилетия (а может быть и тысячелетия) – NGC 6764, в то время как у других галактик (SyI, например, NGC 4151, NGC 3516, NGC 5548) ядра находятся в активном состоянии постоянно.

Дальнейшее развитие представлений о структуре ядра заключалось в обосновании модели, в которой плотность газа меняется более или менее непрерывно при переходе от внутренних частей ядра к более внешним (Проник В.И. 1977), поскольку в предложенной ранее схеме неестественным является большой разрыв по плотности между BLR и NLR. Нами было показано, что такой скачок плотности есть результат наблюдательной селекции: информация о плотности $n_e \geq 10^7 \text{ см}^{-3}$ отсутствует, поскольку запрещенные линии [O III] при $n_e \geq 3 \cdot 10^6 \text{ см}^{-3}$ практически не излучаются, в то время как в излучение водородных линий максимальный вклад вносят газовые облака, имеющие наибольшую плотность. Доказательством этому является то, что наблюдаемые оценки электронной плотности, сделанные по линиям [O III] (I_{4363}/I_{N1+N2}) практически для всех галактик дают

одну и ту же величину $(2 - 3) \cdot 10^6 \text{ см}^{-3}$ (критическая плотность!), несмотря на большой диапазон светимости – 2–3 порядка.

Наличие в активных ядрах галактик газа с плотностью $2 \cdot 10^6 \text{ см}^{-3}$ делало небезосновательным предположение о наличии слабых широких крыльев у линий [O III] и возможной переменности потока в них (Проник В.И. и Проник И.И. 1988; 1992). Однако наиболее перспективным было исследование области, излучающей широкие линии (BLR), в которой дисперсия скоростей достигает более 10000 км/сек, а сама область ближе всего находится к центральному телу или, как сейчас принято говорить, к центральной машине. Интерес к этой области еще более возрос, когда выяснилось, что контуры широких водородных линий могут существенно менять свою форму и интенсивность в течение года или даже нескольких месяцев (Андерсен 1971). По этой причине начиная с 1970 г. спектральные наблюдения активных ядер галактик в КрАО уже приняли систематический характер.

В основном наблюдения велись Чуваевым К.К. на ЭОПном спектрографе ЗТШ в фокусе Нессмита и Проник И.И. на светосильном спектрографе прямого фокуса ЗТШ. Задача заключалась в обнаружении и исследовании переменности контура линии H β и относительных интенсивностей эмиссионных линий.

Первым объектом, для которого был сделан анализ систематических спектральных наблюдений была галактика Mrk 6 (Проник и Чуваев 1972), привлекавшая к себе внимание тем, что в голубом крыле H β был обнаружен дополнительный компонент (Видман 1970). В этой работе впервые была применена методика калибровки спектров по линиям [O III] I_{N1+N2} . Благодаря такой калибровке удалось проследить корреляцию между потоком в линии H β и в континууме.

По спектрограммам, полученным в прямом фокусе ЗТШ в 1971 – 1972 годах обнаружена переменность водородных линий в спектре ядра NGC 7469 и NGC 3227 (Проник И.И. 1971, 1975a, 1975b, 1983).

В ядре NGC 7469 впервые было зарегистрировано изменение бальмеровского декремента с характерным временем 20 дней и обнаружена переменность контуров водородных линий. Характерное время переменности линий в NGC 3227 составляет 2–3 года (Проник И.И. 1971, 1983).

Результаты многолетних наблюдений профилей и интенсивностей линии H β и [O III] в галактиках NGC 7469, NGC 5548, NGC 4151, NGC 1275, 3C 120 опубликованы К.К. Чуваевым (Чуваев 1980; 1985; 1986; 1991). Для NGC 4151 впервые было найдено время запаздывания потока в линии H β при изменении континуума; оно составляло примерно 1 месяц (Чуваев и Окнянский 1989). Следует заметить, что время запаздывания является единственным источником информации о линейных размерах BLR области в активных ядрах галактик. Было зарегистрировано быстрое, в течение двух месяцев, изменение потока в линиях континуума NGC 7469, что привело к временному исчезновению широких крыльев в H β и H α линиях (Дорошенко и др. 1994).

Большое количество работ, выполненных в КрАО, посвящено исследованию ядра галактики NGC 1275. Из всех галактик со звездообразным ядром она единственная, в ядре которой имеется мощный радиоисточник, а в окрестностях ядра наблюдается строгое радиальное движение многочисленных слабых газовых струй (Бербидж Р. и Бербидж Е. 1965). В связи с исключительно сильными изменениями блеска ядра в континууме (до 3-х раз), которые наблюдались в 60-х, 70-х годах, были предприняты попытки обнаружить спектральную переменность в эмиссионных линиях (Проник И.И. 1974; 1977; 1987; 1990). И хотя по вопросу спектральной переменности в NGC 1275 нет единого мнения (Чуваев 1990), все же следует отметить, что наиболее корректные фотоэлектрические измерения, выполненные на сканере телескопа АЗТ-11 с привязкой к звездному стандарту, то есть измерения абсолютных потоков H β , [O III] и континуума (Меркулова и др. 1987; 1988), указывают на переменность линий в NGC 1275.

3 Наблюдения AGN с CCD приемником. Результаты, полученные за последние пять лет.

С появлением твердотельных приемников (CCD) спектральные наблюдения активных ядер галактик перешли на качественно новый уровень. Фотоэлектрическая точность наблюдений и автомати-

ческая регистрация спектров с последующей обработкой их на персональном компьютере сделали возможным проводить непрерывное слежение (мониторинг) за поведением спектра ядра. В Крымской обсерватории такие наблюдения были начаты в 1988 году. Одновременно со спектральными наблюдениями, проводимыми на ЗТШ, (Проник В.И., Чуваев К.К., Сергеев С.Г., Мальков Ю.Ф.) ведутся фотоэлектрические наблюдения в полосах UVRI на 125 сантиметровом телескопе с целью изучения очень быстрых – от нескольких минут до нескольких часов – вспышек в континууме (Проник И.И., Меркулова Н.И., Метик Л.П.). Ещё два сотрудника (Шаховской Н.М. и Ефимов Ю.С.) исследуют переменную поляризацию объектов типа BL Lac.

Из трёх галактик NGC 4152, NGC 1275 и NGC 7669 наибольшее количество вспышек наблюдается в NGC 1275. В NGC 4151 кроме микропеременности с амплитудой $0.03^m \div 0.05^m$ и характерным временем 0.5–2 часа не обнаружено ни одной вспышки, хотя суммарное время патрулирования NGC 4151 было самое большое. Характерной особенностью вспышек NGC 1275 и NGC 7469 является короткая предвспышечная депрессия, которая чётко выражена в фильтре U перед красными вспышками, амплитуда которых в фильтре I достигает $0.^m2$ (Меркулова и Метик 1994; 1995). Для вспышек, наблюдаемых в фильтрах U и B, предвспышечная депрессия или очень слаба, или совсем отсутствует.

Что касается поляризации, то наиболее интересные результаты получены для объекта OJ 287. Поляризационные наблюдения OJ 287, выполненные в период международного мониторинга, показали периодические изменения угла поляризации с характерным временем 40 дней. Поскольку поляризованное излучение имеет синхронную природу, то наблюдаемое явление интерпретируется как движение облака релятивистских электронов в джете вдоль магнитного поля, имеющего форму спирали (Ефимов и Шаховской 1994; 1995). Переменность угла и степени поляризации в других объектах указывают либо на неоднородную структуру, либо на наличие двух переменных источников поляризованного излучения.

Важные результаты, полученные за последние 3–5 лет, относятся к интерпретации контуров широких водородных линий в спектрах активных ядер галактик. Как известно, в настоящее время нет разумной альтернативы модели активного ядра в виде аккреционного диска с массивной черной дырой в центре и двумя противоположными конусами выброса газа. Однако связать наблюдаемое разнообразие переменных во времени контуров H α и H β линий с такой моделью до сих пор не удавалось. Попытки декомпозиции контура на отдельные гауссианы (Пила и Аллоин 1980; Бонато и Пасториза 1990) или попытка представить широкий контур с двумя максимумами по краям как излучение вращающегося диска в сильном гравитационном поле черной дыры не дали положительных результатов.

В результате длительного (~ 4 года) мониторинга ядер галактик в КрАО получена важная информация, касающаяся структуры самой внутренней части ядер – BLR области. Детально исследованы переменность и корреляция оптического континуума и интегральных потоков в линиях H α и H β , а также переменность профилей этих линий. Сергеевым и Мальковым разработана математическая модель декомпозиции профилей широких водородных линий на отдельные компоненты (в том случае, когда последние меняются со временем по-разному) в предположении, что форма профиля каждого из них постоянна на заданном отрезке времени, а меняется только поток в этих компонентах из-за переменного ионизирующего излучения. Такая модель позволила найти количество переменных компонент в профиле H α (H β). Их оказалось два – центральный компонент с широкой колоколообразной формой профиля и двугорбый компонент с двумя максимумами, удалёнными от центра линии на ± 2500 км/сек. Максимумы имеют разную интенсивность, однако, голубой всегда ярче.

Особенностью переменности этих компонентов является то, что их потоки по-разному коррелируют с континуумом, принадлежащим центральному источнику, и не всегда коррелируют между собой. Их бальмеровские декременты также различны: для центрального компонента H α / H β = 2.7 для двугорбого – 3.7. Для сравнения укажем, что для постоянного, очень широкого компонента H α / H β = 6. Слабая корреляция потоков переменных компонентов между собой и различие бальмеровских декрементов свидетельствуют о том, что системы газа, ответственные за эти компоненты, пространственно и кинематически разделены друг от друга (Сергеев 1994).

Наблюдения указывают и на вероятный механизм образования двугорбого компонента. Так, в спектре ядра NGC 5548 в контурах $H\alpha$ и $H\beta$ линий прослеживается эволюция эмиссионной детали, появившейся на краю красного крыла линий в 1991 году. На протяжении двух лет её лучевая скорость менялась от +4600 до +2100 км/сек, а яркость росла. Достигнув на контуре положения красного максимума, деталь остановилась, став частью двугорбого компонента, в результате чего высота красного максимума выросла. Подобные детали наблюдались и в контурах $H\alpha$ и $H\beta$ линий других галактик, только эволюция их неизвестна. Во время движения детали по контуру её яркость менялась точно так же, как и яркость двугорбого компонента в целом. При этом световая кривая последнего совсем не похожа на световую кривую центрального переменного компонента. Характер изменения лучевой скорости детали (сначала быстро, а затем медленнее) свидетельствует о движении газового облака от ядра внутри конуса истечения газа. Следовательно, двугорбый компонент принадлежит газу, находящемуся в двух противоположных конусах, которые непосредственно наблюдаются только на больших расстояниях от ядра – 0.1 до 10 угловых секунд, что составляет десятки и сотни парсек (Вильсон и др. 1993; Цветанов и др. 1993). Обнаружение двугорбого компонента, вероятно, принадлежащего конусам истечения газа, является важным шагом на пути к созданию многокомпонентной кинематической модели излучающего газа в BLR областях активных ядер. Природа центрального переменного компонента $H\alpha$ ($H\beta$) линий пока неясна, вероятно, он принадлежит короне, окружающей аккреционный диск, или самому диску (Сергеев и др. 1994).

Важная информация, полученная в результате мониторинга, относится к характеру переменности активных ядер. Так, на световой кривой ядра NGC 5548 в континууме наблюдается квазипериодичность с характерным временем ~ 2 года. Особенностью кривой блеска является резкий (в течение 1–2 месяцев) вход в минимум и одновременное изменение запаздывания сигнала в линиях по отношению к континууму, а также изменение характера корреляции между потоком в линии и континуумом. Интерпретация этого факта тесно связана с причиной появления резких минимумов на световой кривой центрального источника.

В результате исследования точности калибровки спектров активных ядер по узким запрещённым линиям обнаружена переменность крыльев линии $[O III] \lambda 5007$ в ядрах NGC 5548 и 3C 390.3 с запаздыванием по отношению к непрерывному спектру в обоих случаях до 500–600 дней (Сергеев и др. 1995). Дополнительные наблюдения этих и других галактик покажут, к чему относится эта переменность: к линии $Fe II \lambda 5018$, блендирующейся с линией $[O III] \lambda 5007$, или к широкой компоненте линии $[O III]$. Заодно будут получены дополнительные сведения о том, где образуются линии $Fe II$ и с каким из двух переменных компонентов линии $H\alpha$ и $H\beta$ они коррелируют.

Крымская обсерватория принимает активное участие в международной программе спектрального мониторинга активных ядер галактик.

Литература

- Амбарцумян В.А., 1968, Проблемы эволюции вселенной, Ереван.
 Андерсон (Anderson K.S.), 1971, *Astrophys.J.*, **169**, 449.
 Бербидж и др. (Burbidge R.G., Burbidge E.M., Sandage A.R.), 1963, *Rev. Modern Phys.*, **35**, 947.
 Бербидж, Бербидж (Burbidge R.G., Burbidge E.M.), 1965, *Astrophys. J.*, **142**, 1351.
 Бонато, Пасториза (Bonato C.J., Pastoriza M.G.), 1990, *Astrophys.J.*, **535**, 445.
 Видман (Weedman D.W.), 1970, *Astrophys.J.*, **159**, 405.
 Вилсон и др. (Wilson A.S., Braatz J.A., Heckman T.M. et al.), 1993, *Astrophys.Lett.*, **61**, 419.
 Гринстейн, Метьюз (Greenstein J., Matthews Th.), 1963, *Nature*, **197**, 1041.
 Дейч А.Н., 1966, в: Нестационарные явления в галактиках, Симпозиум МАС, **29**, 130.
 Дибай Э.А., Проник В.И., 1965, *Астрофизика*, **1**, 78.
 Дибай Э.А., Проник В.И., 1966, *Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв.*, **36**, 87.
 Дибай Э.А., Проник В.И., 1968, в: Нестационарные явления в галактиках, Симпозиум МАС Бюракан, Ереван, **29**, 83.
 Дорошенко В.Т., Сергеев С.Г., Чуваев К.К., 1994, *Астрон.Ж.*, **71**, 200.

- Ефимов, Шаховской (Efimov Yu.S., Shakhovskoy N.M.), 1994, Tuorla Observatory Reports, Informo, 174, 28, 35, 42.
- Ефимов, Шаховской (Efimov Yu.S., Shakhovskoy N.M.), 1995, Tuorla Observatory Reports, Informo, 175, in Press.
- Келлерман, Паулини-Тос (Kellerman K.I., Pauliny-Toth I.K.), 1968, in: Proceedings of the Conference on Seyfert Galaxies and Related Objects, University of Arizona.
- Линдс, Сандейдж (Linds C.R., Sandage A.R.), 1963, Astrophys.J., 137, 1005.
- Лютый В.М., Проник В.И. (Lyuty V.M., Pronik V.I.), 1975, in: Variable stars and stellar evolution, IAU Symp. Eds. Sherwood and Plant, 67, 592.
- Меркулова Н.И., Метик Л.П., Проник И.И., 1987, Изв.Крым. Астрофиз.Обсерв., 77, 135.
- Меркулова Н.И., Метик Л.П., Проник И.И., 1988, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 79, 133.
- Меркулова, Метик (Mercurlova N.I., Metik L.P.), 1994, in: Proceedings of Symp IAU, New Light on Galaxy Evolution, 171.
- Меркулова Н.И., Метик Л.П., 1995, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 90, 175.
- Минковский (Minkovski R.), 1957, Radio Astronomy, IAU Symposium, 4, 107.
- Пила, Аллоин (Pelat D., Alloin D.), 1980, Astron.Astrophys., 81, 172.
- Проник И.И., 1971, Астрон.Цирк., 663.
- Проник И.И., 1974, Астрон.Ж., 51, 1204.
- Проник И.И., 1975а, Астрон.Ж., 52, 481.
- Проник (Pronik I.I.), 1975b, in: Variable stars and stellar evolution. Eds. Sherwood and Plaut, IAU Symp. 67, 605.
- Проник И.И., 1977, Астрон.Ж., 54, 260.
- Проник И.И., 1983, Изв.Крым.Астрфиз.Обсерв., 68, 81.
- Проник (Pronik I.I.), 1987, in: Observational evidence of activity in galaxies. Eds. Khachikian et al, IAU Symp. 121, 169.
- Проник И.И., 1990, Изв.Крым.Астрфиз.Обсерв., 81, 131.
- Проник В.И., Чуваев К.К., 1972, Астрофизика, 8, 187.
- Проник В.И., 1977, Астрофизика, 13, 51.
- Проник В.И., Проник И.И. 1988, Астрон. Ж., 65, 478.
- Проник, Проник (Pronik V.I., Pronik I.I.), 1992, Astrophys.Trans., 3, 57.
- Сергеев и др. (Sergeev S.G., Malkov Yu.F., Pronik V.I., Chuvaev K.K.), 1994, Reveberation Mapping of the Broad Line Region in AGN's, Astron.soc., 69.
- Сергеев и др. (Sergeev S.G., Malkov Yu.F., Pronik V.I., Chuvaev K.K.), 1995, Astronom.Astrophys., (in press).
- Хачикян Э.Е., Видман Д.В., 1971, Астрофизика, 7, 389.
- Цветанов и др. (Tswetanov Z., Evans I., Kriss G. et al.), 1993, Astrophys.J., 417, 82.
- Чуваев К.К., 1980, Письма в Астрон.Ж., 6, 323.
- Чуваев К.К., 1985, Письма в Астрон.Ж., 11, 803.
- Чуваев (Chuvaev K.K.), 1986, Communications of Space Astrophys. Observ., 50, 73.
- Чуваев К.К., Окнянский В.Л. 1989, Астрон.Ж., 66, 1.
- Чуваев К.К., 1990, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 81, 138.
- Чуваев К.К., 1991, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 83, 194.
- Шмидт (Schmidt M.), 1963, Nature, 197, 1040.

УДК 524.33

Исследования нестационарных звезд в Крымской астрофизической обсерватории

Р.Е. Гершберг

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 1 сентября 1995 г.

Аннотация. Представлена история и перечислены основные результаты изучения нестационарных звезд в Крымской астрофизической обсерватории.

INVESTIGATIONS OF NON-STATIONARY STARS IN CRIMEAN ASTROPHYSICAL OBSERVATORY, by R.E. Gershberg. The history and main results of investigations of non-stationary stars in Crimean Astrophysical Observatory are presented.

Ключевые слова: нестационарные звезды – сверхновые, новые, симбиотические, катализмические, вспыхивающие, пятнистые звезды и звезды типов Т Тельца, Ae/Be Херbiga и Be

Первый астроном-профессионал Симеизской обсерватории С.И. Белявский вел на малом телескопе фотографические наблюдения переменных звезд. Вскоре после установки метрового рефлектора Г.А. Шайн и В.Б. Никонов получили на нем спектр Новой Орла 1927 года. Позднее Г.А. Шайн собрал богатый наблюдательный материал по долгопериодическим переменным, который он использовал в эвакуации для выяснения природы их эмиссионного спектра с аномальным Бальмеровским декрементом.

После войны проблемы нестационарных звезд выдвинулись в число важнейших направлений астрофизики: из собрания отдельных диковин в мире звезд они превращались в ключевые объекты для проверки быстро развивающейся теории внутреннего строения и эволюции звезд. И в КрАО их изучение стало одним из центральных направлений исследований. Не пытаясь перечислить сотни выполненных в КрАО работ этого направления, я остановлюсь лишь на некоторых наиболее важных результатах этих исследований, имея в виду, что крымские исследования по звездному магнетизму будут рассмотрены в докладе С.И. Гопасюка, а поляриметрические исследования – в докладе Н.М. Шаховского.

Первый цикл исследований по нестационарным звездам в КрАО был выполнен в Симеизе С.Б. Пикельнером. Собрав и отъюстировав на склоне Кошки небулярный спектрограф, он получил первоклассные спектры волокнистых туманностей в Лебеде – остатков вспышки сверхновой звезды, провел количественный анализ этих спектров и для их интерпретации предложил и рассчитал модель пересечения высвечивающихся ударных волн. По существу, это исследование положило начало новой ветви теоретической астрофизики – космической радиационной газодинамике.

Вступивший в 1961 году в строй Шайновский 2,6 м рефлектор (ЗТШ) с набором штатных спектрографов дал возможность получать высококачественные спектры сравнительно слабых звезд до 12^m – 13^m . Используя эти новые возможности, А.А. Боярчук выполнил очень интересный цикл исследований симбиотических звезд. Проведя тщательный количественный анализ нескольких сот

полученных на ЗТШ спектрограмм этих объектов, на которых сосуществуют свойственные холодным звездам молекулярные полосы и типичные для планетарных туманностей эмиссионные линии горячего газа, собрав данные о характере изменений таких объектов как во время мощных вспышек, длящихся месяцы, так и на временных интервалах в десятки лет, А.А. Боярчук показал, что все разнообразие фотометрических, спектральных и кинематических характеристик симбиотических звезд укладывается в рамки модели, содержащей нормальный холодный гигант и разреженный газ высокой степени возбуждения. Оценив с помощью специально развитой методики основные параметры этих видимых компонентов и определив в качестве источника возбуждения газа горячую звезду малого размера, которая в видимой области теряется в лучах красного гиганта, но в Лаймановском континууме дает достаточно мощный поток для ионизации протяженной оболочки типа планетарной туманности, А.А. Боярчук построил самосогласованную феноменологическую модель симбиотических звезд и показал, что такие сложные системы возникают в ходе естественной эволюции двойных систем с компонентами разных масс. В последующие годы эта модель получила дальнейшее развитие благодаря появлению новых спектральных, радиоастрономических, инфракрасных и ультрафиолетовых данных и является в настоящее время общепринятой. Заметный вклад в развитие этой модели внесли многолетние фотоэлектрические наблюдения симбиотических звезд, выполненные Т.С. Белякиной: ее исследования позволили уточнить параметры входящих в такие системы компонент в спокойном состоянии и их вариации во время вспышек.

Существенно расширились возможности изучения слабых объектов и быстропотекающих явлений в ярких объектах после создания в Обсерватории в 1964 году спектрографа для фокуса Нэсмита ЗТШ с трехкаскадным ЭОПом в качестве светоприемника. На этом приборе я провел спектральные наблюдения вспыхивающих звезд типа UV Кита с высоким временным разрешением, при этом блеск патрулируемых звезд одновременно регистрировался П.Ф. Чугайновым фотоэлектрически на светосильной 640 мм камере. В результате таких исследований впервые удалось зарегистрировать спектры звездных вспышек с временным разрешением порядка минуты, которое существенно меньше характерного времени развития вспышек средней и большой интенсивности. Это позволило выявить основные особенности спектрального развития вспышек – последовательность возгорания и затухания эмиссии различных элементов, появление на начальной фазе вспышки непрерывной эмиссии и кратковременность такого вспышечного излучения, характер изменения ширины и интенсивностей эмиссионных линий различных элементов, оценить эффект замыкания фотосферного спектра на разных стадиях развития вспышек. Анализ собранных данных позволил сделать вывод о том, что вспышки этого типа являются существенно локальными процессами, охватывающими лишь небольшую долю поверхности звезды, и по своей природе практически идентичны вспышкам на Солнце. Н.И. Шаховская провела на ЗТШ исследование эмиссионного спектра таких объектов в спокойном состоянии. Количественный анализ полученных спектрограмм позволил заключить, что плотность вещества в хромосферах звезд такого типа примерно на порядок величины выше, чем на Солнце, и это обстоятельство связывается с более мощной энергетикой вспышечной активности красных карликов. Во время одной из таких вспышек была открыта значительная асимметрия профиля водородной эмиссии, характерная и для солнечных вспышек. Цикл спектральных наблюдений вспыхивающих красных карликовых звезд во время их вспышек и в спокойном состоянии, выполненный на ЗТШ в 60–70 годы, вошел в число тех пионерских исследований, из которых к настоящему времени выросло обширное направление звездно-солнечной физики.

Разнообразные исследования вспыхивающих красных карликов – наиболее многочисленных переменных звезд – продолжаются в КрАО и поныне. В 70-е годы П.Ф. Чугайнов возобновил начатые Дж. Кроном исследования пятнистости таких звезд и оценил степень их запятненности в течение ряда сезонов. Сейчас эти исследования интенсивно продолжаются И.Ю. Алексеевым с помощью *UBVRI* наблюдений на АЗТ-11 и Н.И. Бондарь по фототекам ГАИШ, Одесской и Зоннебергской обсерваторий. В результате было обнаружено, что в некоторых случаях темные пятна покрывают существенную часть – десятки процентов – поверхности звезды и картина пятнистости заметно меняется от сезона к сезону. Статистические исследования многих сотен вспышек обнаружили степенной энергетический спектр, что позволило выявить ряд эффектов наблюдательной селекции, приводивших к искажениям истинных характеристик этих явлений (В.И. Краснобабцев

и Р.Е. Гершберг). С 1986 года КраО ежегодно организует и проводит широкие кооперативные наблюдения одной из звезд рассматриваемого типа – EV Lac. Кроме оптических наблюдений, в разные сезоны в этих кампаниях звезда патрулировалась в диапазонах от метровых радиоволн до гамма излучения сверхвысоких энергий, включая ультрафиолет и ближнюю ИК область. В ходе наблюдений EV Lac с борта космической станции АСТРОН были зарегистрированы ее очень быстрые вспышки как в оптическом излучении, так и в лучах ультрафиолетового резонансного дублета C IV (Р.Е. Гершберг, П.П. Петров, А.М. Зверева). По полученным в Крыму *UBVRI* данным проведен подробный колориметрический анализ вспышечного излучения звезды и показана несводимость излучения вспышек к простым однородным радиативным моделям (И.Ю. Алексеев, Р.Е. Гершберг, Н.Н. Чаленко). Были зарегистрированы вариации фотосферных пятен и активных областей хромосферы, обусловленные реальными изменениями активности EV Lac, найдена тесная антикорреляция водородной эмиссии в спектре вспыхивающей звезды и ее блеска, то есть, прямое свидетельство связи темных фотосферных пятен и ярких активных областей хромосферы звезды (И.В. Ильин, Р.Е. Гершберг, Н.И. Шаховская); по характеру изменения профилей эмиссионных линий во вспышках обнаружена кинематическая неоднородность вещества вспышек (Д.Н. Шаховской). Оценен верхний предел поляризации вспышечного излучения (Ю.С. Ефимов и Н.М. Шаховской). Для интерпретации наблюдений применительно к хромосферам холодных звезд были проведены обширные расчеты в рамках вероятностного метода Соболева (Р.Е. Гершберг) и предложено обобщение этого метода для нелокального радиативного взаимодействия, дано объяснение аномальным Бальмеровским декрементам в спектрах звездных вспышек, явлениям “отрицательных” вспышек, разработана модель нагрева вещества вспышек потоками быстрых частиц (В.П. Гринин). Заново оценена средняя пространственная плотность вспыхивающих звезд в окрестностях Солнца (Н.И. Шаховская).

В КраО были выдвинуты новые идеи, касающиеся активности самых молодых звезд – объектов типа Т Тельца. В середине 70-х годов П.П. Петров и А.Г. Щербаков высказали предположение о существовании на поверхности таких звезд структур типа солнечных активных областей, затем была выдвинута концепция решающей роли звездного магнетизма в активности таких звезд (Р.Е. Гершберг и П.П. Петров). В.П. Гринин и А.С. Мицкевич предложили и разработали модель стохастически клочковатого звездного ветра. Последующие наблюдения в Крыму способствовали развитию и уточнению этих идей. П.Ф. Чугайнов, П.П. Петров, М.Н. Ловкая и Г.В. Зайцева (ГАИШ) определили параметры запыленности ряда звезд типа Т Тельца. П.П. Петров и В.П. Гринин обнаружили периодические изменения профиля эмиссионных линий $H\alpha$ и $H\beta$ в спектре RW Aur, обусловленные неоднородной структурой звездного ветра. В.П. Гринин получил спектры ряда классических звезд типа Т Тельца в области линии $H\alpha$ и инфракрасного триплета кальция и показал, что линии кальция систематически уже водородных линий и не имеют абсорбционных компонент; этот наблюдательный факт подтвердил существование стратификации в звездном ветре таких объектов и явился аргументом в пользу развитой В.П. Грининым и А.С. Мицкевичем модели стохастически дискретного звездного ветра. П.П. Петров провел спектральный мониторинг линий натриевого дублета в спектре звезды типа Т Тельца RY Tau и по характеру изменения профиля этих линий пришел к выводу о существовании восходящих и нисходящих движений сравнительно холодных масс в звездном ветре этой звезды, которые можно, видимо, рассматривать как звездные аналоги солнечных протуберанцев. Спектральное исследование звезды V 410 Tau, выполненное С.В. Бердюгиной, П.П. Петровым и В.А. Щербаковым, показало, что темные пятна – на 1000–1300 К холоднее невозмущенной фотосферы – занимают около половины поверхности этой звезды, а вариации водородной эмиссии свидетельствуют о существовании двух больших активных областей. На другой звезде того же типа – SU Aur – И.В. Ильин, П.П. Петров, Г. Гам (Швеция) и И. Туоминен (Финляндия) обнаружили сосуществование аккреции вещества вблизи звезды и звездного ветра как более общего явления. Процесс аккреции обнаруживает периодичность, обусловленную вращением звезды, и, по-видимому, контролируется структурой магнитного поля; звездный ветер ускоряется до скорости убегания на расстоянии около трех радиусов звезды и затем постепенно тормозится до скорости около 50 км/с на расстоянии порядка 1 АЕ.

С 1986 года В.П. Гринин с Н.Х. Миниколовым, а затем с А.Н. Ростопчиной, О.В. Козловой и за-

рубежными коллегами изучает Ae/Be-звезды Хербига – молодые звезды более ранних спектральных классов, чем звезды типа Т Тельца. В результате этих исследований было обнаружено, что во время спорадических минимумов блеска поляризация излучения таких объектов резко возрастает. Эти наблюдения говорят о богатой пыли и неоднородной околозвездной среде, а спектральные данные привели к выводу о нестационарной аккреции такого вещества на рассматриваемые звезды.

Появление в конце 60-х годов в схеме эволюции звезд концепции обмена масс между компонентами тесных двойных систем и процесса нестационарного термоядерного горения на поверхности звезд дало ключ к пониманию многих явлений на конечной стадии развития таких систем. Богатство и разнообразие таких явлений обусловило выделение большого числа типов новых, симбиотических и катаклизмических нестационарных звезд. Такие объекты традиционно находятся в кругу интересов “звездников” КрАО.

Новую Лебедя 1975 – одну из самых ярких объектов этого типа за последние десятилетия – открыл в Научном вечере 29 августа студент Московского университета С.Ю. Шугаров, проходивший практику в Крымской лаборатории ГАИШ, и через полчаса после открытия были начаты ее наблюдения на ЗТШ. Благодаря такой оперативности впервые удалось получить высококачественные спектры новой звезды в предмаксимальной фазе, когда она обладала особенностями спектрального класса B2, и анализ ее “горячего” абсорбционного спектра позволил обнаружить значительный избыток гелия, углерода, азота и кислорода при нормальном содержании кремния. Уже назавтра звезда “остыла” до спектрального класса A2 с профилями типа P Cyg, а еще через день ее спектр стал чисто эмиссионным, по которому определение содержания перечисленных элементов, существенных для понимания звездной эволюции вообще и вспышек новых в частности, становится весьма затруднительным. Этой яркой Новой было посвящено много десятков исследований, но высококачественные спектры, полученные в КрАО в первую ночь, остались уникальными. Последующие наблюдения Новой Лебедя 1975, выполненные на ЗТШ и других телескопах Обсерватории, позволили построить кривые блеска звезды в различных участках спектра, проследить основные особенности развития спектра в видимой и ближней инфракрасной областях, оценить основные параметры сброшенной газовой оболочки и построить ее пространственно-кинематическую модель, определить параметры поляризации излучения и их изменения на разных стадиях развития Новой, оценить верхний предел потока γ -квантов и амплитуды быстрых пульсаций оптического излучения (А.Н. Абраменко, А.А. Боярчук, В.И. Бурнашев, Б.М. Владимирский, Т.С. Галкина, Р.Е. Гершберг, Ю.С. Ефимов, В.И. Краснобабцев, В.П. Маланушенко, Ю.И. Нешпор, В.В. Прокофьева, Т.М. Рачковская, А.А. Степанян, В.П. Фомин, Н.И. Шаховская, Н.М. Шаховской, А.Г. Щербаков). Спустя 12 лет после вспышки стало известно, что система Новой Лебедя 1975 содержит белый карлик с магнитным полем напряженностью около сотни миллионов гаусс, и многолетняя фотометрия этой системы в КрАО привела к открытию быстрой – около 300 лет – синхронизации вращения компонентов системы, причем в первые два года темп замедления вращения в сто раз превосходил темп замедления в следующие 10 лет (Е.П. Павленко и В.П. Маланушенко).

Уже в течение 15 лет в КрАО ведутся наблюдения пекулярного объекта Кувано-Хонда – предельно медленной новой звезды. В эпоху ее максимального блеска были получены спектрограммы, которые позволили провести анализ фотосферы объекта в этой фазе; при этом было найдено, что по всем основным физическим параметрам и химическому составу атмосферы объект Кувано-Хонда соответствовал в то время нормальному F сверхгиганту. Во время глубокого минимума 1980–81 годов, обусловленного формированием околозвездной пылевой оболочки, были получены спектрограммы этого объекта, которые обнаружили двойственность объекта и показали уникальное сочетание излучения фотосферы холодного гиганта и сильного эмиссионного спектра с многочисленными линиями редкоземельных элементов и линиями, характерными для солнечной хромосферы. При анализе этого эпизода Ю.С. Ефимов выдвинул изящную концепцию появления аномальных цветовых характеристик у звезды, экранируемой пылью *in status nascendi*; эта идея дала возможность прямого определения размера пылевых частиц. В последние годы происходил медленный переход этой новой звезды в небулярную стадию, в ходе которого была обнаружена одновременность появления эмиссии в разных линиях и эпизоды обратной смены эмиссии на абсорбционные детали. Как и в случае с Новой Лебедя 1975, спектральные наблюдения объекта Кувано-Хонда

на ЗТШ сопровождалась фотометрическими, поляриметрическими и спектрофотометрическими измерениями на других телескопах Обсерватории, но, кроме того, были дополнены спектрофотометрией в ближней ультрафиолетовой области с борта космической станции АСТРОН. На разных стадиях этих исследований в них участвовала заметная часть сотрудников отдела – Т.С. Белякина, Н.И. Бондарь, В.И. Бурнашев, Р.Е. Гершберг, Ю.С. Ефимов, В.И. Краснобабцев, Е.П. Павленко, П.П. Петров, И.С. Саванов, К.К. Чуваев, Н.И. Шаховская, Н.М. Шаховской, А.Г. Щербаков, В.А. Щербаков, а также коллеги из других обсерваторий: В.И. Шенаврн (ГАИШ), И. Туоминен, М. Поутанен, Ю. Хувелин, В. Пиирола (Финляндия), Д. Хохол, Л. Гриц, И. Грыгар (Чехословакия).

Высокая проникающая сила телевизионной системы МТМ-500, реализованная в КрАО задолго до появления современных панорамных систем с ПЗС матрицами, и высокая точность фотоэлектрических наблюдений на АЗТ-11 позволили чисто фотометрически или с привлечением поляриметрических данных с АЗТ-11 получить ряд важных результатов по катаклизмическим переменным и рентгеновским транзиентам. К этому ряду относится упомянутое выше открытие быстрой синхронизации вращения компонентов в системе Новой Лебедя 1975. Далее, была оценена нижняя граница отношения потоков в рентгене и в оптике рентгеновского бастера МХВ 1837+05 (А.Н. Абраменко, Р.Е. Гершберг, Е.П. Павленко, В.В. Прокофьева с американскими коллегами В.Левиным, Дж.ван Паррадийзом, Дж. Хоффманом и Ф.Ли). Найдены орбитальные периоды у транзиентов QZ Vul и V 404 Cyg, причем в последней системе на кривой блеска обнаружен эффект эллипсоидальности, оценен наклон орбиты и заподозрено существование в системе черной дыры массой 8–16 масс Солнца. По информации, полученной из Евпаторийского центра дальней космической связи, было проведено оперативное отождествление рентгеновской новой GRO 0422+3249 с оптическим объектом, что позволило начать интенсивные наземные и космические наблюдения этого объекта, оказавшегося предельно медленным рентгеновским транзиентом (Е.П. Павленко, В.В. Прокофьева, А.А. Шляпников и А. Кастро-Тирадо (Дания)). Обнаружена переменность активности обоих магнитных полюсов белого карлика в системе BY Cam и квазипериодические осцилляции его блеска с характерными временами порядка десятка минут и зависящими от уровня блеска системы. На кривой блеска предельно медленной новой RT Ser через 70 лет после ее вспышки найдена заметная по амплитуде – до $0^m 5$ – волна с характерным временем порядка десяти лет; это означает, что даже через много десятилетий после взрыва в системе имеют место, по-видимому, не только чисто релаксационные процессы (Е.П. Павленко и В.В. Бочков с О.П. Васильяновской (Душанбе)). Во время длительного пребывания поляр АМ Нег в состоянии низкого блеска обнаружено практическое исчезновение круговой поляризации его излучения – характеристического свойства поляров – на всех фазах орбитального периода и во всех полосах *UBVRI*; иными словами, поляр АМ Нег на некоторое время перестал быть таковым. (Подробнее этот результат будет обсуждаться Н.М. Шаховским.) У этого же поляр АМ Нег найдены изменения ориентации аккреционной колонны над поверхностью белого карлика и зарегистрирована быстрая и мощная вспышка, которая отличается от типичных для поляров вариаций блеска, связанных с нестационарной аккрецией на магнитный белый карлик, но весьма близка по цветовым и энергетическим характеристикам к сильным вспышкам на красных карликах; по-видимому, это первое прямое свидетельство активности звезды-донора в полярных (И.Ю. Алексеев и Н.М. Шаховской с И.Л. Андроновым и С.В. Колесниковым из Одессы). Обнаруженные зависимости распределения энергии в спектрах нескольких катаклизмических объектов от орбитальной фазы не укладываются в существующие модели таких систем и наводят на подозрение о существовании компактных источников в точках Лагранжа L3 и/или L5 и о физически различных причинах переменности блеска у разных звезд этого типа (Е.С. Дмитриенко).

Перечислю еще результаты нескольких интересных исследований, которые не вошли в рассмотренные выше крупные проблемные блоки.

В ходе исследования сверхгиганта ρ Cas А.А. Боярчук, М.Е. Боярчук и П.П. Петров зарегистрировали довольно быстрое – за один месяц – формирование у этой F8 звезды молекулярного спектра, соответствующего температуре поздней К звезды. Физический смысл этого явления остается неясным.

А.Г. Щербаков выполнил наблюдения ряда нестационарных звезд в линии гелия $10830 \text{ \AA}$, анализ которых, проведенный в сотрудничестве с московскими, финскими и испанскими коллегами, позволил установить синхронность вращения и орбитального обращения первичного компонента Капеллы, формирование гелиевой эмиссии в окрестностях внутренней точки Лагранжа и перетекание вещества от М гиганта к белому карлику в системе HR 1105, вариации профиля этой линии в спектрах активных двойных систем типа RS CVn. Позднее он разработал метод изучения хромосферной активности звезд с помощью наблюдений инфракрасной линии гелия, который позволяет с единой точки зрения рассматривать активность Солнца и звезд различной светимости.

А.Е. Тарасов недавно закончил обширный цикл исследований В и Ве звезд по куде ПЗС спектрам в области линий водорода и гелия. Он обнаружил прямые свидетельства двойственности Ве звезд 59 Cyg и κ Dra, двойственность и спин-орбитальный резонанс у ϵ Peg и интерпретировал переменность фотосферных линий этой звезды в рамках модели нерадиальных пульсаций, впервые детально проследил медленный сброс оболочки σ And и переход ее из состояния В звезды в состояние Ве, обнаружил высокую активность звезды ζ Ori, проявляющуюся в быстрой переменности гелиевой линии и сопровождающуюся частыми сбросами оболочки.

В заключение замечу, что из 5 томов хорошо известной серии монографий "Нестационарные звезды и методы их исследования", выпущенной московским издательством Наука, 3 тома вышли под редакцией сотрудников КРАО: "Эруптивные звезды" – под редакцией А.А. Боярчука и Р.Е. Гершберга, "Методы исследования переменных звезд" – под редакцией В.Б. Никонова и "Явления нестационарности и звездная эволюция" – под редакцией А.А. Боярчука и Ю.Н. Ефремова (ГАИШ).

УДК 524.31

Определение параметров атмосфер красных гигантов

А.А. Боярчук¹, И.С. Саванов², М.Е. Боярчук¹, Л.И. Антипова¹

¹ Институт астрономии РАН, Россия, Москва

² Крымская астрофизическая обсерватория, 334413, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 20 августа 1995 г.

Аннотация. Изложены методы определения параметров атмосферы звезды – эффективной температуры $T_{\text{эф}}$, ускорения силы тяжести g , турбулентной скорости v_t . Приведены результаты определения содержания химических элементов в атмосферах трех красных гигантов.

ATMOSPHERIC PARAMETERS DETERMINATION OF RED GIANT STARS, by A.A. Boyarchuk, I.S. Savanov, M.E. Boyarchuk, L.I. Antipova. The methods of star atmospheric parameters determination – the effective temperature, the gravity, the turbulent velocity – are given an account. The results of chemical composition determination in the atmospheres of three red giants are given.

Ключевые слова: Звезды: красные гиганты – параметры атмосфер – содержание химических элементов

Согласно современной теории звездной эволюции при переходе звезд от главной последовательности к гигантам у них развивается обширная конвективная оболочка. В результате частичного перемешивания вещества продукты ядерного горения выносятся на поверхность звезды и изменяют наблюдаемый химический состав звездных атмосфер. Уже давно известно, что указанные процессы резко уменьшают содержания легкогорящих элементов, таких как литий и бериллий и приводят к существенному изменению содержаний углерода, азота и кислорода, принимавших участие в CNO-цикле. Сравнительно недавно был обнаружен избыток натрия, свидетельствующий о существенной роли процесса захвата нейтронов для формирования химических элементов (Боярчук и Боярчук 1981; Боярчук и Любимков 1981; Боярчук и Любимков 1983). Поэтому возникает задача поиска и других аномалий химического состава, появившихся в ходе эволюции звезды. В частности, возникающие вследствие ядерных реакций нейтроны могут захватываться не только атомами CNO и натрия, но и атомами других элементов. Конечно, доля вновь образованных атомов мала по сравнению с количеством ранее существовавших атомов, но для элементов с очень малым содержанием, таких как редкоземельные элементы, она может быть заметной.

В настоящее время возможность получения наблюдательного материала с высоким отношением сигнала к шуму $S/N \geq 100$ и с высоким спектральным разрешением $\lambda/\Delta\lambda \approx 10^5$, с одной стороны, и наличием сравнительно точных величин сил осцилляторов и моделей атмосфер звезд, с другой стороны, позволяет существенно улучшить точность анализа химического состава и надеяться на обнаружение небольших аномалий.

При рассмотрении химического состава атмосфер нормальных гигантов следует помнить, что среди гигантов имеются звезды с резко выраженными аномалиями, что не позволяет их даже классифицировать по одному параметру. К таким звездам относятся углеродные, стронциевые,

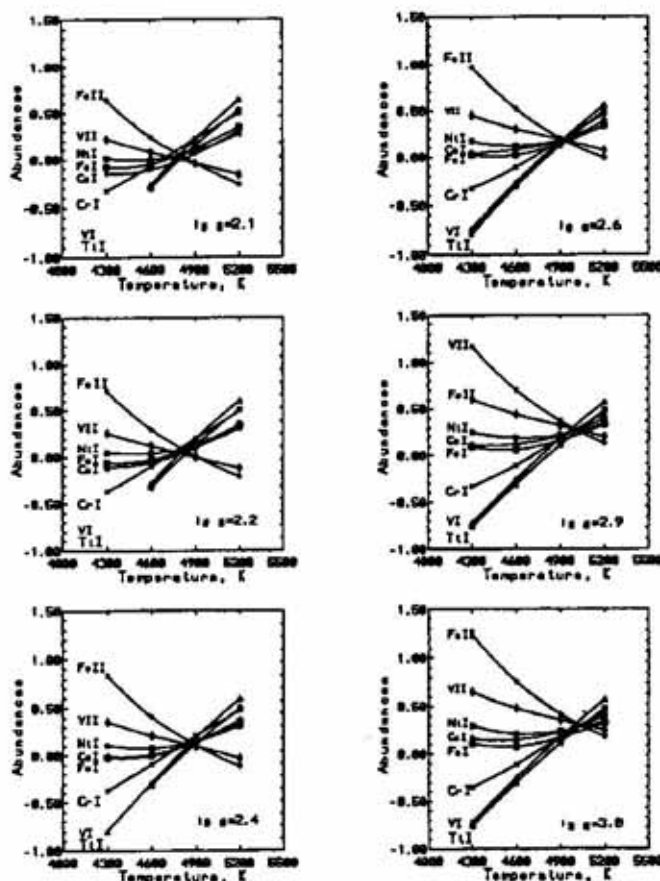


Рис. 1. Содержания элементов группы железа относительно их содержаний на Солнце, вычисленные по наблюдаемым эквивалентным ширинам линий поглощения в спектре η Aul для различных значений параметров атмосферы

бариевые звезды. При этом нет достаточно надежных данных о существовании промежуточных звезд. Поиски подобных звезд составляли вторую задачу.

В Крымской астрофизической обсерватории накоплен большой опыт исследования холодных звезд. Работы в этом направлении ведутся здесь с начала семидесятых годов. Наша программа исследования красных гигантов содержит несколько десятков звезд, относящихся к различным подгруппам.

Наблюдения по программе проводятся на 2.6-метровом телескопе Крымской астрофизической обсерватории; в качестве приемника излучения используется ПЗС-камера, установленная в спектрографе куде телескопа. Одновременно регистрируется участок спектра шириной в 30 Å. Наблюдения ведутся в ряде специально выбранных полос.

Обработка наблюдательного материала выполняется с помощью пакета программ, разработанных в Крымской астрофизической обсерватории. Выбор спектральных линий, методика измерения эквивалентных ширин, источники сил осцилляторов обсуждены в (Антипова и др. 1995; Боярчук и др. 1995). В данной работе на примере трех звезд обсуждаются некоторые вопросы методики выбора параметров атмосферы и результаты определения химического состава этих звезд.

Как известно, при анализе химического состава атмосфера звезды характеризуется тремя параметрами: температурой $T_{\text{эфф}}$, ускорением силы тяжести g , турбулентной скоростью V_t .

Обычно температуры красных гигантов определяются по показателям цвета. Последняя кали-

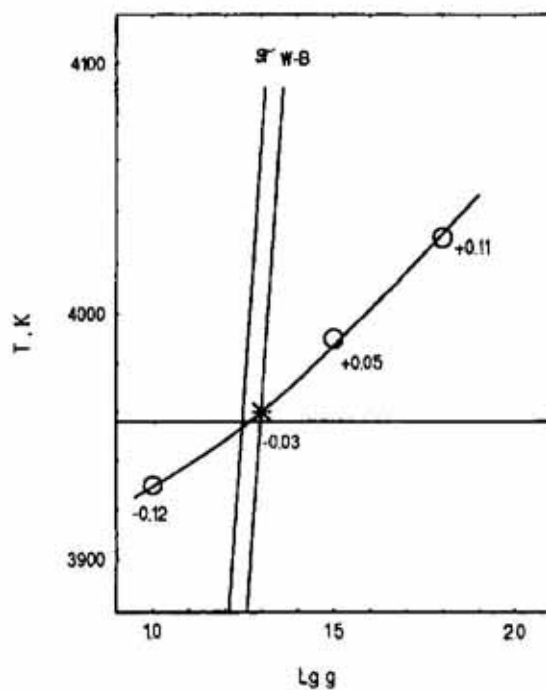


Рис. 4. Диаграмма $T_{\text{эфф}}-\lg g$ для определения основных параметров атмосферы γ Sge

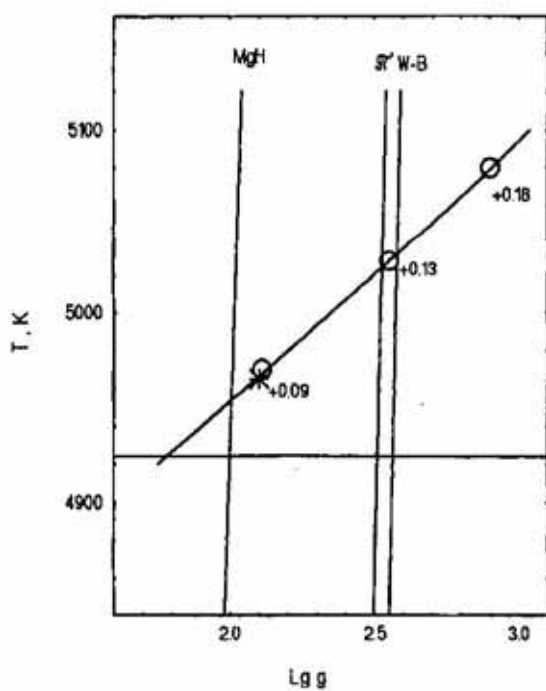


Рис. 5. Диаграмма $T_{\text{эфф}}-\lg g$ для определения основных параметров атмосферы η Psc

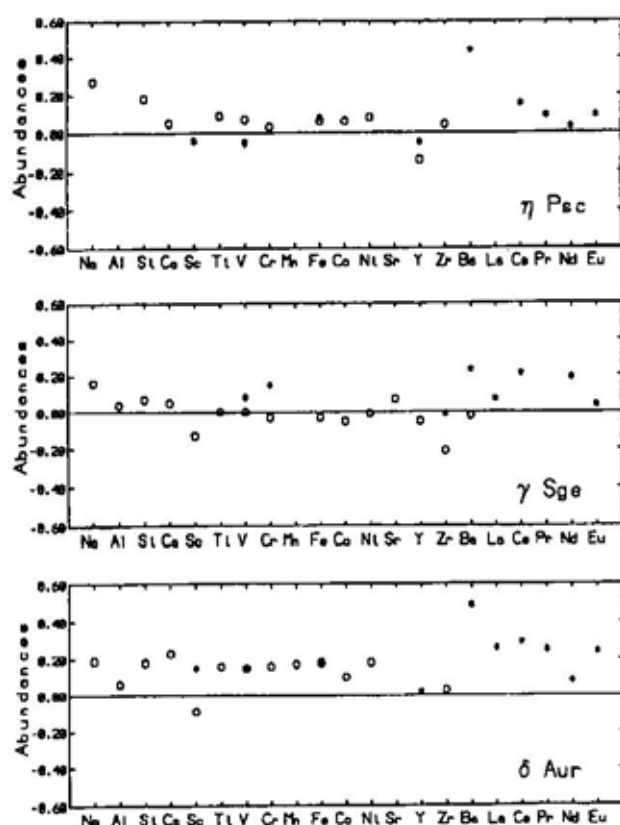


Рис. 6. Относительные (по отношению к Солнцу) содержания химических элементов в атмосферах исследованных звезд

бровка была дана МакУильямом (1990). Здесь нужно иметь в виду, что цвета могут быть искажены межзвездным поглощением. Кроме того, избыток металлов также может приводить к понижению излучения звезд в коротковолновой части спектра. Поэтому мы использовали лишь длинноволновые показатели цвета.

Ускорение силы тяжести g можно определить из абсолютной величины звезды, принимая некое, выбранное на основании эволюционных треков значение ее массы. Абсолютную величину звезды можно оценить на основании тригонометрического паралакса или эффекта Вилсона-Баппу (Уилсон 1976). К сожалению, эти методы не дают высокой точности. Можно использовать спектроскопические методы. Известно, что интенсивность полос MgH сильно зависит от g (Бердюгина и Саванов 1992). Известно также, что ионизационное равновесие также определяется величиной g . Но в спектрах холодных звезд количество чистых (неблендированных) линий ионов мало, что существенно снижает точность этого метода.

Однако положение здесь можно улучшить, воспользовавшись следующим обстоятельством. Согласно теории звездной эволюции, относительные содержания элементов группы железа в атмосферах красных гигантов не отличаются от их относительных содержаний в атмосфере Солнца ($[\mathcal{E}(\text{Cr})/\mathcal{E}(\text{Fe})]_* = [\mathcal{E}(\text{Cr})/\mathcal{E}(\text{Fe})]_{\odot}$, $[\mathcal{E}(\text{Ti})/\mathcal{E}(\text{Fe})]_* = [\mathcal{E}(\text{Ti})/\mathcal{E}(\text{Fe})]_{\odot}$ и т.д.); отсюда следует, что содержания элементов группы железа относительно их содержаний на Солнце должны быть одинаковы, т.е. $[X] = \lg(\mathcal{E}(E)_*) - \lg(\mathcal{E}(E)_{\odot}) = M = \text{const}$ для каждого элемента E этой группы. (Величина M характеризует металличность звезды). На практике величина разброса этих

значений может зависеть не только от точности определения эквивалентных ширин спектральных линий, точности сил осцилляторов, но и от правильности выбора основных параметров атмосферы звезды. Имея это в виду, для каждой исследуемой звезды, на основе измеренных эквивалентных ширин спектральных линий, были проведены вычисления содержаний элементов группы железа при различных значениях параметров атмосферы, близких к ожидаемым, и полученные результаты проанализированы с целью определить такие значения параметров атмосферы, при которых разброс относительных содержаний элементов группы железа был бы минимален. Для примера, на рис. 1 такие результаты представлены для красного гиганта δ Ауг. Вычисления содержаний выполнены методом моделей атмосфер; модель атмосферы для выбранных параметров находилась путем интерполяции моделей (Белл и др. 1976). По оси ординат отложены содержания элементов группы железа относительно их "солнечных" содержаний; вычисления выполнены как для нейтральных атомов, так и для ионов. Из рисунка видно, что для каждого значения g имеется соответствующее значение $T_{\text{эфф}}$, для которого разброс относительных содержаний рассматриваемых элементов минимален. При этом величины металличности и величины разброса наименьших отклонений от "солнечных" содержаний различны для различных значений g . Найденные таким образом пары значений ($\lg g$, $T_{\text{эфф}}$) обозначены кружками на диаграмме $T_{\text{эфф}} - \lg g$ (рис. 2); цифры около них – среднее значение металличности, определенное по графикам (рис. 1). Квадратами изображены величины разбросов наименьших отклонений от "солнечных" содержаний элементов железного пика (см. правую ось ординат "Width") для значений $\lg g$, соответствующих этим графикам. На рис. 2 нанесены также результаты определения параметров атмосферы другими методами. Здесь же штриховкой указаны ошибки определения T и $\lg g$. Линия π соответствует определению ускорения силы тяжести по паралаксу, линия $W-B$ – ускорения силы тяжести на основании эффекта Вилсона-Барру. Горизонтальная штриховка указывает ошибки определения параметров атмосферы по паралаксу; ошибки определения их на основании эффекта Вилсона-Барру имеют примерно такую же величину. Горизонтальная линия определяет среднее из трех значений эффективной температуры, полученных на основании трех ИК – показателей цвета (Морел и Маненат 1978) и калибровки (МакУильям 1990). По совокупности данных были выбраны значения $T_{\text{эфф}}$ и $\lg g$, которые были использованы в дальнейшем анализе.

Еще один параметр атмосферы, турбулентная скорость V_t , был определен по линиям Fe I. С этой целью были выполнены расчеты содержаний Fe в атмосфере δ Ауг при найденных выше значениях $T_{\text{эфф}}$ и $\lg g$ для нескольких значений турбулентной скорости V_t (см. рис. 3). Значение $V_t = 1.4$ км/с было выбрано из условия равенства значений содержания железа, полученных по слабым и сильным линиям. Естественно, после определения V_t проверялась правильность принятия значений $T_{\text{эфф}}$ и g .

Аналогичным образом найдены параметры атмосфер красных гигантов η Рsc и γ Sge; диаграммы для выбора параметров атмосферы для них даны соответственно на рис. 4 и 5. Принятые значения параметров атмосфер для исследованных звезд приведены в таблице 1.

Для каждой из трех звезд с найденными параметрами атмосферы по измеренным эквивалентным ширинам отобранных спектральных линий были выполнены вычисления содержаний элементов в атмосферах этих звезд. Надо отметить, что диаграмма (рис. 5) для η Рsc строилась позднее выполнения работы (Антипова и др. 1995); в данной же работе при вычислении содержаний элементов использовались уточненные параметры атмосферы. Модели атмосфер для каждой из звезд были получены из сетки моделей (Белл и др. 1976) путем интерполяции для соответствующих параметров атмосферы. Результаты вычислений приведены в таблице 1 и на рис. 6.

Анализ полученных результатов позволил сделать следующие выводы относительно природы исследованных звезд:

- Красный гигант δ Ауг действительно является звездой с повышенной (относительно Солнца) металличностью.
- Звезда γ Sge, отнесенная к движущейся группе Гиад по общему движению, имеет с красными гигантами Гиад идентичный химический состав, что свидетельствует об их общем происхождении (Боярчук и др. 1995).

Таблица 1. Содержания химических элементов в атмосферах красных гигантов

	η Psc		δ Aur		γ Sge	
	G7 III		KO III		M0 III	
T, K	4970		4900		3970	
Lg g	2.1		2.5		1.3	
V_t , km/s	1.70		1.40		1.65	
	Число линий	[X]	Число линий	[X]	Число линий	[X]
Na I	1	+0.27	2	+0.19 $\pm$ 0.06	1	+0.16
Al I			4	+0.02 $\pm$ 0.06	1	+0.04
Si I	7	+0.18 $\pm$ 0.04	6	+0.18 $\pm$ 0.06	2	+0.07 $\pm$ 0.02
Ca I	5	0.05 $\pm$ 0.03	4	+0.23 $\pm$ 0.05	6	+0.05 $\pm$ 0.09
Sc I			3	-0.09 $\pm$ 0.07	3	-0.13 $\pm$ 0.11
Sc II	2	-0.04 $\pm$ 0.04	2	+0.15 $\pm$ 0.06		
Ti I	8	+0.09 $\pm$ 0.05	10	+0.16 $\pm$ 0.11	7	0.00 $\pm$ 0.05
V I	5	+0.07 $\pm$ 0.07	8	+0.15 $\pm$ 0.10	6	0.00 $\pm$ 0.06
V II	2	-0.05 $\pm$ 0.03	3	+0.15 $\pm$ 0.14	1	0.08
Cr I	10	+0.03 $\pm$ 0.17	15	+0.16 $\pm$ 0.11	8	-0.03 $\pm$ 0.10
Cr II			1		1	+0.15
Mn I			4	+0.17 $\pm$ 0.21		
Fe I	42	+0.06 $\pm$ 0.08	42	+0.18 $\pm$ 0.05	25	-0.03 $\pm$ 0.09
Fe II	2	+0.08 $\pm$ 0.04	3	+0.17 $\pm$ 0.07		
Co I	6	+0.06 $\pm$ 0.18	12	+0.10 $\pm$ 0.13	5	-0.05 $\pm$ 0.06
Ni I	11	+0.08 $\pm$ 0.15	11	+0.18 $\pm$ 0.07	4	-0.01 $\pm$ 0.08
Sr I					1	+0.07
Y I	2	-0.14 $\pm$ 0.06			1	-0.05
Y II	4	-0.05 $\pm$ 0.10	4	+0.02 $\pm$ 0.05		
Zr I	3	+0.04 $\pm$ 0.02	3	+0.03 $\pm$ 0.08	4	-0.21 $\pm$ 0.05
Zr II					1	-0.01
Ba I					1	-0.02
Ba II	1	+0.44	2	+0.49 $\pm$ 0.10	2	+0.23
La II			2	+0.26 $\pm$ 0.08	2	+0.07 $\pm$ 0.08
Ce II	1	+0.15	2	+0.29 $\pm$ 0.02	1	+0.21
Pr II	2	+0.09 $\pm$ 0.05	2	+0.25 $\pm$ 0.00		
Nd II	1	+0.03 $\pm$ 0.03	8	+0.08 $\pm$ 0.13	1	+0.19
Eu II	1	+0.09	1	+0.24	1	+0.04

– Гигант η Psc, который, согласно литературным данным, мог быть отнесен к умеренно бариевым звездам, не имеет избытков содержаний элементов s-процесса (кроме бария) и редкоземельных элементов, характерных для бариевых звезд. Сделан вывод, что эта звезда является нормальным красным гигантом. Избыток содержания Ba объясняется блендированием исследованных линий Ba линиями Fe I и отчасти не-ЛТР эффектом (Антипова и др. 1995).

Работа выполнена частично при поддержке Российского фонда фундаментальных исследований (код проекта 93-02-02894).

Литература

- Антипова Л.И., Бердюгина С.В., Саванов И.С., 1995, Астрон.Ж., **72**, 855.
 Белл и др. (Bell R.A., Eriksson K., Gustafsson B., Nordlund A.), 1976, Astron. and Astropys. Suppl. Ser., **23**, 37.

- Бердюгина С.В., Саванов И.С., 1992, Астрон.Ж., 69, 829.
Боярчук А.А., Боярчук М.Е., 1981, Изв.Крымск.Астрофиз.Обсерв., 63, 66.
Боярчук А.А., Любимков Л.С., 1981, Изв.Крымск.Астрофиз.Обсерв., 64, 3.
Боярчук А.А., Любимков Л.С., 1983, Изв.Крымск.Астрофиз.Обсерв., 66, 130.
Боярчук А.А., Антипова Л.И., Боярчук М.Е., Саванов И.С., 1995, Астрон.Ж., 72, 864.
МакУильям (McWilliam A.), 1990, Astrophys. J. Suppl. Ser., 74, 1075.
Морел, Маненат (Morel M., Magnenat P.), 1978, Astron. and Astrophys. Suppl. Ser., 34, 477.
Уилсон (Wilson O.C.), 1976, Astrophys. J., 205, 823.
-

УДК 524.38

Обмен веществом в двойных системах

А.А. Боярчук¹, Д.В. Бисикало¹, О.А. Кузнецов², В.М. Четкин²

¹ Институт астрономии РАН, Россия, Москва

² Институт прикладной математики им. М.В.Келдыша РАН, Россия, Москва

Поступила в редакцию 5 июля 1995г.

Аннотация. Рассмотрен механизм обмена массой в двойных системах, обусловленный звездным ветром.

MASS EXCHANGE IN BINARY SYSTEMS, by A.A. Boyarchuk, D.V. Bisikalo, O.A. Kuznetsov, V.M. Chechetkin. Mechanism of mass exchange in binary systems by stellar wind is considered.

Ключевые слова: звездный ветер, двойные звезды

Эволюция взаимодействующих двойных систем (ВДС) и параметры наблюдаемых объектов в значительной степени определяются обменом веществом между компонентами системы. Основными процессами, влияющими на обмен газом являются: истечение вещества из первичного компонента, аккреция вещества на вторичный компонент, с образованием общих оболочек, а также потеря системой в целом вещества и углового момента.

В классической постановке эволюция ВДС рассматривается в предположении, что в двойной системе существует критическая поверхность, при заполнении которой система должна терять вещество. Эта поверхность отождествляется с внутренней критической поверхностью (поверхностью Роша) в ограниченной задаче трех тел. Обмен веществом происходит через окрестность первой точки Лагранжа L_1 , где градиент давления не уравнивается силой тяготения. Газодинамику истечения вещества из окрестностей точки L_1 исследовали неоднократно многие авторы. Детальный анализ данной проблемы представлен в работе Любова и Шу (1975), а ее современное состояние, наряду с перечислением наиболее актуальных задач можно найти, например, в опубликованном недавно обзоре Любова (1993).

В последнее время все большее внимание уделяется исследованию другого возможного механизма обмена веществом в ВДС – посредством звездного ветра. Необходимость подобных исследований определяется, в частности, тем, что к системам, где истекающая звезда не заполняет свою полость Роша и обмен веществом идет через звездный ветер, относятся очень интересные в наблюдаемых проявлениях симбиотические и массивные рентгеновские звезды. Известно (Бисикало и др. 1994, 1995а,в), что в таких двойных системах картина течения вещества наряду с перетеканием массы через окрестность внутренней точки Лагранжа определяется в значительной степени потоком вещества на вторичный компонент, вызванным орбитальным движением аккрецирующей звезды в газе звездного ветра. Наличие взаимодействующих потоков приводит к усложнению общей картины течения, и, как следствие, к изменению параметров массообмена, определяющих эволюцию системы.

Рассмотрим более подробно механизм обмена массой в двойных системах, обусловленный звездным ветром. Исторически исследование движения вещества в двойных системах началось с изуче-

ния траекторий пробных частиц в гравитационном поле системы. Более адекватное решение о движении вещества в двойной системе может быть получено на основе газодинамического рассмотрения. В наших работах (Бисикало и др. 1994, 1995а,в,г) для двумерного моделирования течения вещества мы использовали газодинамическую модель, в рамках которой течение вещества описывается системой уравнений Эйлера и соответствующим уравнением состояния газа. Основные положения используемой модели, а также соответствующая система газодинамических уравнений детально описаны в (Бисикало и др. 1995в). Для учета неадиабатичности течения из-за радиационного выхолаживания и нагрева газа в уравнение энергии газа были включены функции охлаждения и нагрева, которые в предположении о полной ионизации газа в счетной области определялись традиционным способом (Спитцер 1981).

Для решения системы двумерных гидродинамических уравнений использовалась явная схема Рунге с ограничениями потоков в форме Ошера (Рунге 1986). Эта схема является квазимоноотонной и имеет третий порядок точности по пространству и первый порядок точности по времени. Специальные исследования показали, что данная схема позволяет адекватно отражать структуру течения, включающую ударные волны и тангенциальные разрывы, не приводя к искусственным осцилляциям и размыванию особенностей течения.

Рассмотрим полученные результаты расчетов для двойной системы с типичными для симбиотических звезд параметрами. В расчетах мы полагали, что первичная – истекающая – компонента имеет массу $M_1 = 4M_\odot$ и радиус $R_1 = 191R_\odot$, масса вторичного компонента – компактного объекта – $M_2 = 1M_\odot$, а радиус $0.8 R_\odot$. Орбитальный период $P = 725$ дней, расстояние между центрами компонент $A = 575 R_\odot$. Граничная скорость истекающего газа звездного ветра $V = 30$ км/с, температура газа 8000 К.

Все представленные рисунки приводятся во вращающейся системе координат (с направлением против часовой стрелки и угловой скоростью Ω). На Рис. 1, 2 изображены, соответственно, изобары и поля плотности с нанесенными на них векторами скорости. Масштаб рисунков выбран таким образом, чтобы отразить все существенные особенности течения (положения ударных волн и разрывов, направления течения вещества и т.д.), отстоящие от компактного объекта на значительных расстояниях.

Анализ представленных на Рис. 1 результатов позволяет выявить следующие крупномасштабные особенности структуры течения, типичные для всех симбиотических звезд:

1. Картина течения, наряду с перетеканием массы через окрестность внутренней точки Лагранжа L_1 , определяется в значительной степени потоком вещества на компактный объект, вызванным орбитальным движением аккрецирующей звезды в истекающем из первичной компоненты газе.

2. Взаимодействие потоков между собой и с компактным объектом приводит к формированию отошедших ударных волн, расположенных перед аккрецирующей звездой на пути орбитального движения (ударная волна I) и между компонентами системы (ударная волна II).

Результаты, представленные на Рис. 2 показывают, что наряду с крупномасштабными особенностями существует также сложная структура вблизи компактного объекта. Анализ результатов показывает, что вещество, аккрецирующееся на компактный объект, движется по закручивающейся спирали. Интересно отметить, что вблизи компактного объекта образуется стационарный диск с характерными линейными размерами $\sim 70 R_\odot$, края которого возмущаются набегающим по спирали потоком, что, в свою очередь, приводит к формированию отстающих и лидирующих спиральных ударных волн (Бисикало и др. 1995а,б).

Рассмотрим результаты расчетов, демонстрирующие влияние наиболее значимого параметра звездного ветра – скорости истекающего из первичного компонента газа – на общую картину течения вещества в двойных системах. Эта задача является тем более интересной, что наблюдаемые скорости истечения в различных двойных системах меняются в широком диапазоне. Следует отметить, что в качестве реального параметра, определяющего скоростной режим звездного ветра, целесообразно рассматривать отношение скорости ветра к орбитальной скорости газа вблизи аккректора. Введение такого безразмерного параметра Z позволит использовать полученные результаты и при анализе других двойных систем.

В работе (Бисикало и др. 1995г) нами была проведена серия расчетов с различными режимами те-

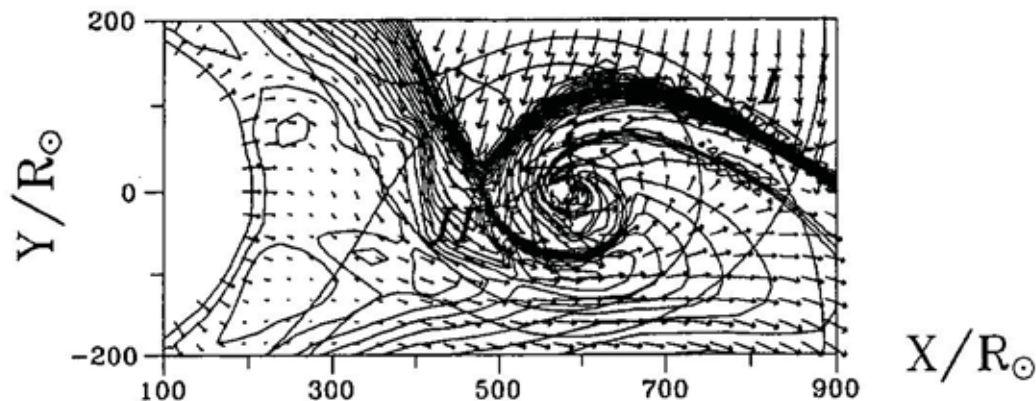


Рис. 1. Поле давлений и вектора скорости. Стрелка длиной 1 см соответствует скорости 100 км/с. Литерами I и II обозначены ударные волны

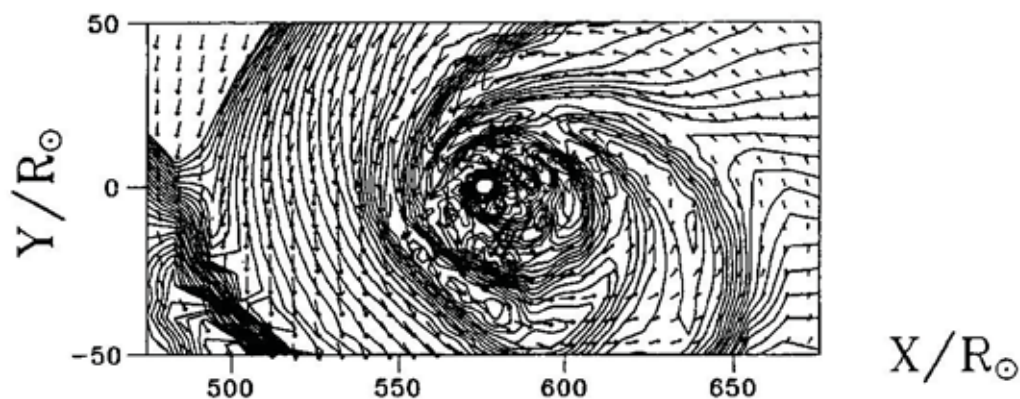


Рис. 2. Поле плотностей и вектора скорости. Стрелка длиной 1 см соответствует скорости 250 км/с

чения звездного ветра. На Рис. 3(а,б,в,г) представлена часть результатов, демонстрирующих общие тенденции, вызванные изменением значений скорости истекающего газа. На рисунках изображены поля давлений и вектора скорости. В расчетах, представленных на Рис. 1а, значение параметра Z примерно равнялось 1.0; на Рис. 1б – 3.0; на Рис. 1в и г – 6.0 и 15.0, соответственно.

Анализ представленных результатов показывает, что при больших скоростях ветра ($V > V_{орб}$, т.е. $Z > 1$) наблюдается коническая ударная волна, обусловленная прямым потоком вещества от звезды-донора. Увеличение граничной скорости ветра приводит к уменьшению раствора конуса и смещению его оси к линии, соединяющей центры звезд. Уменьшение скорости ветра приводит к заметному усложнению картины течения, и, в частности, к формированию сложной структуры из ударных волн и тангенциальных разрывов. Это связано с тем, что при уменьшении скорости ветра наряду с прямым потоком вещества от звезды-донора существенную роль начинает играть поток, обусловленный орбитальным движением звезды-аккректора в газе звездного ветра. Характерной особенностью рассчитанной структуры при малых скоростях ветра (типичных для симбиотических звезд $V < 30 \div 50$ км/с, и значении параметра $Z < 1 \div 1.5$) следует, в частности, считать наличие двух отошедших ударных волн, расположенных перед аккректором на пути орбитального движения и между компонентами системы, вместо конической ударной волны. В расчетах также было отмечено, что во всех низкоскоростных ($Z < 1$) вариантах наблюдалось формирование устойчивого аккреционного диска.

Другим важным проявлением изменения картины течения в зависимости от скоростного режима звездного ветра является изменение скорости аккреции вещества. Увеличение скорости ветра

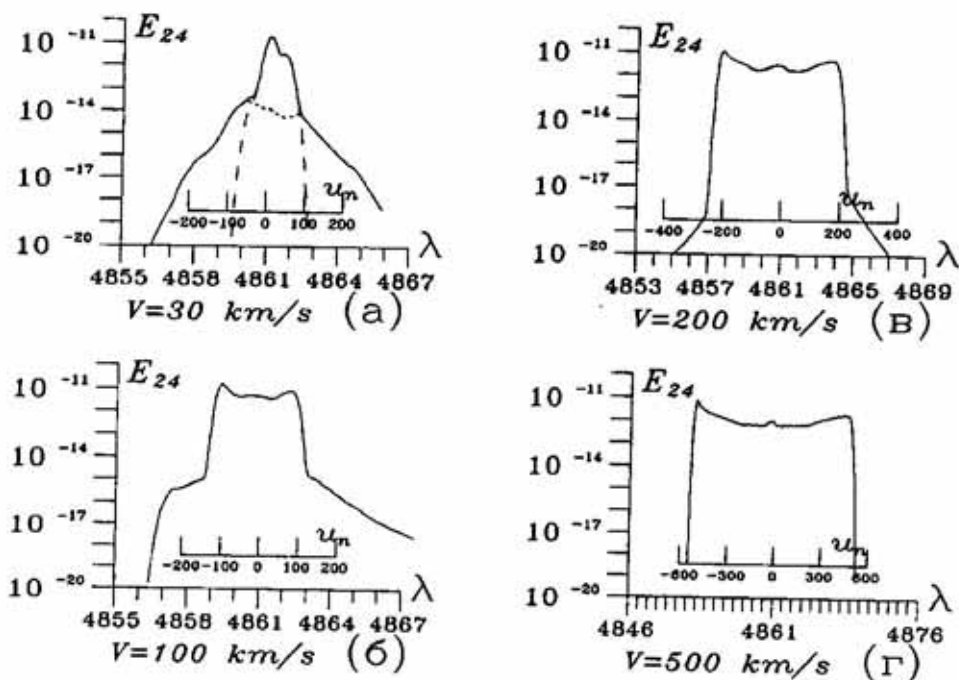


Рис. 3. Поле давлений и вектора скорости для различных значений скорости звездного ветра. Стрелка длиной 1 см соответствует: на Рис.3а – скорости 200 км/с, на Рис.3б – 300 км/с, на Рис.3в – 600 км/с, на Рис.3г – 1000 км/с.

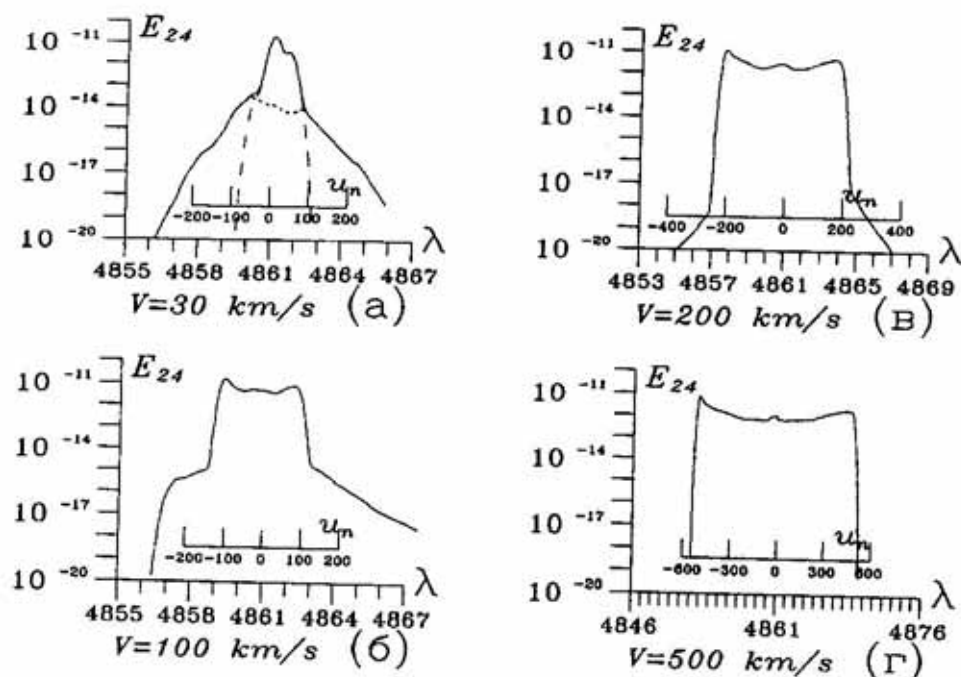


Рис. 4. Теоретические профили эмиссионной линии $H\beta$ для различных значений скорости звездного ветра

приводит к существенному уменьшению скорости аккреции, выраженной в долях от темпа истечения вещества из первичного компонента. В проведенных расчетах при $V = 30$ км/с скорость аккреции $\dot{M}_{\text{акк}}/\dot{M}_{\text{ист}}$ равнялась $\sim 5\%$; при $V = 100$ км/с — 2% ; при $V = 200$ км/с — 0.5% , и при $V = 500$ км/с — 0.1% .

Результатом решения двумерной системы газодинамических уравнений являются поля плотности, скорости и температуры газа. Опираясь на эти данные, можно рассчитать профили возникающих в среде эмиссионных линий. Наличие в рассматриваемых системах крупномасштабного дифференциального движения вещества позволило использовать при рассмотрении задачи о формировании линий приближение Соболева (Соболев 1947; Боярчук 1966). В качестве примера на Рис. 4 приведены профили линии $H\beta$, полученные для различных вариантов расчетов для фазового угла $\varphi = 90^\circ$. Фазовый угол $\varphi = 0^\circ$ соответствует направлению на наблюдателя вдоль луча, идущего от аккретора через центр первичной компоненты; отсчет углов ведется против часовой стрелки.

Анализ представленных результатов показывает, что в низкоскоростных (характерных для симбиотических звезд) вариантах профиль линии (Рис. 4а) состоит из ядра и высокоскоростных крыльев, причем в структуре ядра присутствует участок равной интенсивности. Проведенное нами ранее в работе (Бисикало и др. 1995в) рассмотрение вклада различных зон течения в форму профиля показывает, что крылья линии (точки) формируются в области диска и их уширение определяется высокими скоростями газа в аккрецирующемся веществе. Ядро линии (штриховая линия) в основном формируется в общей оболочке системы и характеризуется уширением, соответствующим средней скорости расширения газа в системе. Наличие же потока покидающего систему вещества проявляется в формировании на профиле линии участка равной интенсивности. Рассчитанные профили эмиссионной линии $H\beta$ для высокоскоростных вариантов являются типичными для случая радиально расширяющегося источника. Уширение линии в этих случаях (варианты б, в, г) напрямую связано только со скоростью разлета газа.

Следует отметить, что столь сильная зависимость формы рассчитанных профилей эмиссионных линий от скоростного режима звездного ветра может быть использована при интерпретации наблюдательных данных. В случае же низких скоростей ветра ($Z < 1$) анализ особенностей профиля позволяет сделать определенные выводы и о структуре течения вещества в системе.

Литература

- Д.В. Бисикало, А.А. Боярчук, О.А. Кузнецов и др., 1994, Астрон.Ж., **71**, 560.
 Бисикало Д.В., Боярчук А.А., Кузнецов О.А. и др., 1995а, Астрон.Ж., **72**, 190.
 Бисикало Д.В., Боярчук А.А., Кузнецов О.А. и др., 1995б, Астрон.Ж. **72**, 3.
 Бисикало Д.В., Боярчук А.А., Кузнецов О.А. и др., 1995в, Астрон.Ж. (в печати).
 Бисикало Д.В., Боярчук А.А., Кузнецов О.А. и др., 1995г, Астрон.Ж. (в печати).
 Боярчук А.А., 1966. Изв.Крымск.Астрофиз.Обсерв., **35**, 45.
 Любов (Lubow S.H.), 1993, in: The Realm of Interacting Binary Stars. Eds.J. Sahade,J.Jr. McCluskey, Y. Kondo. Dordrecht: Kluwer.
 Любов и Шу (Lubow S.H., Shu F.H.), 1975, Astrophys.J., **198**, 383.
 Рое (Roe P.L), 1986, Ann.Rev.Fluid Mech., **18**, 337.
 Соболев В.В., 1947, Движущиеся оболочки звезд. Л: Изд-во ЛГУ.
 Спитцер Л., 1981, Физические процессы в межзвездной среде. М.: Мир.

УДК 524.38

Контактная стадия у затменных двойных звезд

В.Г. Каретников

Астрономическая обсерватория Одесского гос. университета, Украина, 270014, Одесса, парк им. Т.Г. Шевченко,
e-mail: root@astro.odessa.ua

Поступила в редакцию 10 июля 1995г

Аннотация. Согласно сценарным расчетам часть контактных затменных двойных систем малых масс ($M < 3M_{\odot}$) и коротких орбитальных периодов ($P < 0.8$ суток) за время около $10^5 - 10^7$ лет уменьшают размеры своих орбит до слияния звезд в один объект. Другие, массивные контактные системы, либо сохраняют свои периоды, либо увеличивают их на величины до $5 \cdot 10^{-7}$ в год.

A STAGE OF CONTACT AT ECLIPSING BINARY STARS, V.G. Karetnikov. In accordance with scenario calculations, a part of contact eclipsing binary systems of low mass ($MC 3M_{\odot}$ and of short orbital periods ($P < 0.8$ days) during about $10^5 - 10^7$ years decreases dimensions of their orbit up to the stage of coalescence of stars into one object. Other, massive contact systems either remain their periods, or increase them by the value up to $5 \cdot 10^{-7}$ per year.

Ключевые слова: Звезды; контактные двойные; контактная стадия; эволюция звезд; перенос вещества; перенос момента; звездный ветер; магнитный звездный ветер

1. Все затменные двойные звездные системы по состоянию их компонент можно разделить на две большие группы. В первую могут войти системы, обе звезды которых принадлежат главной последовательности. Во вторую группу входят системы, одна либо обе звезды которых уже прошли фазу главной последовательности. К первой группе относятся системы тесных двойных звезд: РГП-, КВ-, КР- и КВ-типов, ко второй группе – двойные ПР-, РС- и АР-типов по классификации Свечникова (1986). Предмет нашего исследования принадлежит первой группе, содержащей два класса разделенных систем (РГП, КВ) и два класса контактных систем.

На контактной стадии находятся системы типов КР (контактные системы ранних спектральных классов) и КВ (контактные системы типа W UMa). Рассмотрение свойств этих объектов показывает, что среди двойных КР-систем возможно выделение 3 подгрупп – массивные, промежуточные, маломассивные системы (Свечников 1986), среди же КВ-систем выделены 2 подгруппы – А и W типов (Биннендайк 1965). С учетом индивидуальных свойств звезд двойных систем, по нашему мнению, разделение контактных систем может быть более конкретизированным с учетом не только масс звезд, но и их периодов движения по орбите.

Основное свойство контактных систем заключается в заполнении звездами своих внутренних критических полостей Роша. Однако, как указывают проведенные ранее исследования, заполнение полости Роша выполняется только для одной, главной звезды пары, тогда как для спутника ситуация не столь однозначна. Он заполняет свою полость Роша примерно на 80–110 процентов (Каретников 1987). При этом имеются многочисленные случаи “переполнения” внутренних критических поверхностей либо полостей Роша обеими звездами двойной системы. Таким образом, термин “контактные” системы звучит достаточно условно.

Одним из главных свойств контактных систем является то, что звезды, их составляющие, принадлежат к главной последовательности и подчиняются зависимостям типа "масса-светимость" (Бондаренко 1987; Истомин 1987). Имеющиеся избытки светимостей у спутников KW-систем объяснены аккрецией падающего на спутник вещества, теряемого главной звездой системы (Истомин 1987). Возможно, природа избытков светимостей, наблюдаемая у спутников маломассивных KP-систем, подобна, однако этот вопрос еще нуждается в дополнительном изучении. Можно только отметить большое сходство отдельных характеристик этих звезд и систем типа W UMa.

Другим главным свойством является то, что контактные системы имеют хорошо выраженные эффекты переноса вещества в системах и находятся на активной стадии эволюции. Обмен веществом приводит к образованию развитых околосветных газовых структур и значительным искажениям кривых блеска и лучевых скоростей. Это затрудняет вычисление для контактных систем абсолютных параметров звезд и систем в целом. Последнее ведет к неоднозначностям в определении и интерпретации природы этого класса тесных двойных систем и к возможным пересмотру либо уточнению их статуса.

Большое разнообразие масс и размеров контактных систем должно давать заметное различие путей их эволюции, так как величины потери вещества одной звездой и аккрецией его другой звездой являются функцией параметров звезд (Масевич и Тутуков 1988).

Величины потерь вещества и углового момента меняют абсолютные характеристики звезд и приводят к изменению величин систем и степени заполнения звездами их полостей Роша, убыстряя или замедляя потери и весь ход эволюции звездных пар. При этом точный учет всех факторов невозможен и предлагаемые в настоящей работе предположения не лишены характера сценарности.

2. Основное внимание в работе уделено вопросу изменения размеров контактных двойных звезд. В качестве факторов, меняющих размеры систем, приняты: перенос вещества потоками (p), звездным ветром (l) и магнитным звездным ветром (m), а в качестве определяемой величины – изменение орбитального периода двойной звезды ($\dot{P}/P$); в год⁻¹. Конечно, расчет приближенный, так как мы не можем учесть эволюционные изменения параметров звезд и систем, но для оценочного подхода оправданный. Формулы для расчетов взяты из публикаций (Вильковиский и Тамбовцева 1984; Каретников 1990; Масевич и Тутуков 1988; Хуанг 1963) и иллюстрируются ниже приведенной сводкой:

$$\begin{aligned}\frac{\dot{P}}{P_p} &= 730.5 \frac{Q}{P^2} \\ \frac{\dot{P}}{P_l} &= 2 \cdot 10^{-9.48} \frac{R_1^2 (T_1/10^4)^4 + R_2^2 (T_2/10^4)^4}{M_1 + M_2} \\ \frac{\dot{P}}{P_m} &= -6.9 \cdot 10^{-10} \frac{(M_1 + M_2)^{1/3} \cdot (R_1^4 M_1 + R_2^4 M_2)}{M_1 M_2 P^{10/3}}\end{aligned}$$

Здесь Q – квадратичный член формулы орбитального периода P , данного в сутках; M_1, M_2 и R_1, R_2 – массы и радиусы звезд, где индекс $i = 1$ присвоен более массивной звезде пары. Массы звезд, их радиусы даны в солнечных единицах. Отметим также, что расчет влияния магнитного звездного ветра выполнялся только для звезд с массами не более 1.5 масс Солнца, а влияние переноса вещества потоком вычислялось по формуле, справедливой для консервативного случая. К сожалению, пока мы вынуждены пользоваться этим приближением, так как формул учета неконсервативного переноса вещества нет.

Для исследования применены сведения по контактным звездам, собранные в компилятивном каталоге 303 затменных двойных звезд (Каретников и Андронов 1989), основанном на данных работ (Бондаренко 1987; Вуд и Форбес 1963; Крайнер и Жолковский 1987; Рэферт 1981; Свечников 1986) и наших исследований отдельных звезд. При расчетах объекты были разделены на группы по их орбитальным периодам и массам так, чтобы двойные системы имели одинаковые направления эволюции. Кроме этого контактные KP и KW системы рассматривались порознь, так как, по нашему мнению, они образовались при разных массах и отношениях масс $q = M_2/M_1$ звезд пары и разных расстояниях между звездами A (дается в радиусах Солнца).

Результаты расчетов приведены в таблице 1 для звезд, имеющих массы главной звезды менее 1.5 масс Солнца KW-систем (aw – группа A-типа и ww – группа W-типа), их возможных родоначальников – маломассивных разделенных звезд главной последовательности малых орбитальных периодов (ms) РГП-систем и для всех систем подобных типу W UMa (sw) (Каретников 1989). В таблице 2 даны средние характеристики для КР-систем, разбитых на группы: а) системы с $M_1 < 1.5M_\odot$;

б) системы с $M_2 > 1.5M_\odot$, а $M_2 < 1.5M_\odot$ с $P < 0.7$ суток и с) такие же, но с $P > 0.7$ суток; д) звезды с $1.5 < M_i < 10$ и е) с $M_i > 10M_\odot$; n – число всех систем, а nq – имеющих Q -член орбитального периода. Учитывая тот факт, что действие магнитного звездного ветра приводит к большой потере углового момента, мы вычислили временные интервалы, необходимые для перехода двойных звезд одного орбитального периода к другому, гипотетическому периоду. Формула для такого расчета приведена в работе (Каретников 1989) и имеет вид:

$$t - t_0 = -4.3 \cdot 10^8 \frac{M_1 M_2 (P^{10/3} - P_0^{10/3})}{(M_1 + M_2)^{1/3} (R_1^4 M_1 + R_2^4 M_2)} \text{ лет.}$$

Анализ табличных данных показывает, что если у KW-систем тенденция уменьшения орбитального периода, как сумма всех трех слагаемых первой сводки формул, приведенных выше, однозначна, то у КР-систем имеются двойные звезды, уменьшающие свой орбитальный период (это звезды групп ка, kb), не меняющие свой период – группа кс, а также и увеличивающие период – kd и ke. Вывод справедлив при постоянстве масс для звезд в двойных системах, что у КР-систем сомнительно. Однако по расчетам потерь вещества для небольших временных отрезков данные оценки достаточно справедливы.

Если тенденция по неуклонному уменьшению периода обращения сохранится, то все двойные системы типа W UMa и КР-системы в группах – ка и kb должны слиться в одну звезду за время $10^5 - 10^7$ лет. Этот вывод получается при применении второй формулы. При этом под эффектом слияния подразумевается ситуация, когда расстояние между центрами звезд становилось равным $A_i = R_i$ (большой звезды) – R_i (меньшей звезды), что равноценно понятию второго контакта при затмении. В таком случае, меньшая звезда полностью погружается в тело большей звезды и сливается с ней. При этом заканчивается ее фаза двойной звезды.

Самые короткие времена слияния мы получили для звезд KW- систем aw-группы: FG Нуа – около $1 \cdot 10^6$ лет и V566 Oph – около $2 \cdot 10^6$ лет. Время слияния у КР-систем еще короче: для Y Aql – около $4 \cdot 10^5$, а для V401 Cyg – около $1 \cdot 10^6$ лет (обе звезды группы kb). При этом общее время выгорания водорода в их ядрах заметно больше, составляя $(3 - 6) \cdot 10^9$ лет, что значительно больше времени перехода звезды главной последовательности как в стадию КР-, так и в стадию KW-систем. Таким образом, получается, что какая-то часть контактных систем идет к слиянию звезд пары в один объект. 2

Тогда мы обязаны наблюдать системы с характеристиками маломассивных РГП-систем. Для KW-систем изучение этого вопроса проведено в (Каретников 1990), где показано, что их родоначальниками являются маломассивные РГП-системы с орбитальными периодами менее 3 суток. Для массивных КР-систем вопрос при расчете осложняется большими переносом вещества и изменением масс звезд. Маломассивные КР-системы многим похожи на объекты группы aw в классе KW-систем и, не в последнюю очередь, наблюдаемыми избытками светимости. Подобное свойство присуще KW-системам и не присуще более массивным КР-системам звезд.

Анализ содержания таблицы 2 показывает, что в отличие от KW-систем, где идет неуклонный процесс слияния, у КР-систем этот процесс возможен только у объектов со средними суммарными массами систем менее 3 масс Солнца и средними орбитальными периодами менее 0.8 суток. Возможно, что эти объекты следует вывести в отдельный класс тесных двойных систем, так как они (Бондаренко 1987) заметно отличаются по своим свойствам от более массивных КР-систем. В последних в группе кс период, видимо, не меняется, но в группах kd и ke орбитальный период увеличивается, и ход их эволюции имеет другой характер.

Для затменных систем типа W UMa имеется еще одна интересная проблема, заключающаяся в том, что они на 80% являются кратными системами звезд. Поэтому слияние KW-звезд в кратных

системах переводит их, возможно, в визуально-двойные системы звезд, с отличием их свойств от образованных не путем слияния звезд. Отметим, что построение зависимости "масса-светимость" по визуально-двойным звездам показало наличие двух примерно параллельных последовательностей (Бэттен 1976). Это дает возможность предположить существование перехода KW-систем в визуально-двойные звезды. Возможны предположения, затрагивающие природу симбиотических и других аномальных объектов.

Конечно, наши рассуждения носят сценарный характер и справедливы в случае отсутствия других механизмов переноса вещества и углового момента, кроме принятых в наших оценках. Однако высказанные нами идеи и предположения хорошо ложатся в русло принятого в наше время мнения об эволюции затменных двойных звезд, когда контактная стадия развития признается промежуточной между системами, состоящими из звезд главной последовательности и системами, содержащими субгиганты. Тогда можно утверждать, что для одних систем контактная стадия, видимо, является концом жизни двойной звезды, а для других ее продолжением.

Таблица 1. Средние групповые характеристики звезд РГП-, подобных KW- и KW-систем

<i>N</i>	<i>n</i>	<i>P</i>	<i>A</i>	<i>M</i> ₁	<i>M</i> ₂	<i>R</i> ₁	<i>R</i> ₂	<i>n</i> <i>q</i>	$(P/P)_p$	$(P/P)_l$	$(P/P)_w$	*
1	4	1.458	6.18	0.85	0.77	0.87	0.78	1	$-2 \cdot 10^{-12}$	$7 \cdot 10^{-11}$	$-5 \cdot 10^{-10}$	ms
2	7	0.718	4.14	1.07	0.84	1.18	0.94	3	$-1 \cdot 10^{-11}$	$8 \cdot 10^{-11}$	$-1 \cdot 10^{-8}$	sw
3	7	0.424	2.86	1.33	0.48	1.40	0.79	4	$-2 \cdot 10^{-7}$	$2 \cdot 10^{-10}$	$-6 \cdot 10^{-8}$	aw
4	18	0.324	2.37	1.12	0.64	1.03	0.70	7	$-1 \cdot 10^{-7}$	$7 \cdot 10^{-11}$	$-7 \cdot 10^{-8}$	ww

Таблица 2. Средние групповые характеристики звезд КР-систем

<i>N</i>	<i>n</i>	<i>P</i>	<i>A</i>	<i>M</i> ₁	<i>M</i> ₂	<i>R</i> ₁	<i>R</i> ₂	<i>n</i> <i>q</i>	$(P/P)_p$	$(P/P)_l$	$(P/P)_w$	*
1	8	0.783	4.16	1.23	0.70	1.76	1.38	2	$-2 \cdot 10^{-10}$	$1 \cdot 10^{-09}$	$-4 \cdot 10^{-8}$	ка
2	26	0.606	4.16	1.83	0.84	1.96	1.22	9	$7 \cdot 10^{-10}$	$6 \cdot 10^{-10}$	$-9 \cdot 10^{-9}$	кб
3	13	0.989	5.15	2.58	1.00	2.43	1.37	4	$5 \cdot 10^{-10}$	$3 \cdot 10^{-9}$	$-2 \cdot 10^{-9}$	кв
4	18	1.198	7.99	4.63	3.62	3.24	2.68	3	$3 \cdot 10^{-10}$	$9 \cdot 10^{-9}$	0	кд
5	24	4.144	32.92	22.67	14.44	14.12	11.06	6	$9 \cdot 10^{-8}$	$4 \cdot 10^{-7}$	0	ке

Литература

- Биннендайк (Binnendijk), 1965, L. Kleine Veroff., Bamberg, 4, No.40, 36.
 Бондаренко И.И., 1987, Контактные двойные звезды ранних спектральных классов: Дисс. канд. физ.-мат. наук, Свердловск, 185 с.
 Бэттен А., 1976, Двойные и кратные звезды. М.: Мир, с.146.
 Вильковский Е.А., Тамбовцева Л.В., 1984, Астрон. Цирк., No.1332, с.4.
 Вуд, Форбес (Wood D.B., Forbes J.E.), 1963, Astron. J., 68, 257.
 Истомин Л.Ф., 1987, Фотометрические характеристики и пространственное распределение звезд типа W Большой Медведицы: Дисс. канд. физ.-мат. наук, Свердловск, 133 с.
 Каретников В.Г., 1987, Астрон. Цирк., No.1485, с.6.
 Каретников В.Г., Андронов И.Л., 1989, Статистические свойства затменных двойных звезд, находящихся на стадии первого обмена массами. Деп. УкрНИИТИ, No.2629, 41 с.

Каретников В.Г., 1990, Астрон. Ж., 67, 885.

Крайнер, Жолковский (Kreiner J.M., Ziolkowski J.), 1978, Acta Astron., 28, 497.

Масевич А.Г., Тутуков А.В., 1988, Эволюция звезд: теория и наблюдения. Москва, 280 с.

Рэферт (Rafert J.B.), 1981, Appalach. Publs., 1, 1.

Свечников М.А., 1986, Каталог орбитальных элементов, масс и светимостей тесных двойных звезд. Иркутск, 226 с.

Хуанг (Huang S.-S.), 1963, Astrophys. J., 138, 471.

УДК 523.9

Изучение солнечных вспышек в Крымской астрофизической обсерватории

Н.Н. Степанян

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 3 июля 1995 г.

Аннотация. Кратко излагается история исследования солнечных вспышек в Крымской астрофизической обсерватории.

INVESTIGATIONS OF SOLAR FLARES IN THE CRIMEAN ASTROPHYSICAL OBSERVATORY, by N.N. Stepanian. The history of solar flares investigations in the Crimean Astrophysical Observatory is described.

Ключевые слова: солнечные вспышки

Солнечные вспышки – наиболее мощное проявление солнечной активности. Их влияние распространяется не только на атмосферу Солнца, но и на всю солнечную систему.

Одной из первых задач нашей обсерватории было создание комплекса аппаратуры, позволяющего всесторонне изучить природу вспышек, их воздействие на окружающую среду. Такой комплекс был постепенно создан. Можно уверенно сказать, что нет ни одной обсерватории в мире, где бы так широко, как в Крыму, изучались вспышки, их влияние на окружающую атмосферу, межпланетное пространство и Землю. В каждой из этих областей в Крыму выполнено множество пионерских работ.

Изучив только исследования вспышек, опубликованные в Известиях Крымской астрофизической обсерватории, можно получить полную картину развития знаний о вспышках и представить современное состояние проблемы.

Наблюдения Солнца и патруль вспышек по международным и собственным программам велись в Симеизе еще до Великой Отечественной Войны. В III томе Известий КрАО опубликованы наблюдения вспышек с января по сентябрь 1941. Наблюдали Е.Ф. Ушакова-Шапошникова, В.Г. Шапошников, погибший затем на фронте, и Б.М. Рубашов. В таблицах наблюдений фигурируют названия “извержения” (к началу пятидесятых годов они стали называться хромосферными вспышками, а в семидесятых годах – солнечными вспышками), темные флоккулы, ставшие затем волокнами, яркие флоккулы. После войны в патрульных наблюдениях участвовали Е.Ф. Шапошникова, К.К. Чуваев, Э.Р. Мустель, С.В. Пикельнер, В.В. Суханова.

Первоначально наблюдения велись на стандартном спектрогелиоскопе Хелла. Затем к ним прибавились фотографические спектральные наблюдения (спектрогелиоскоп + спектрограф). А.Б. Северным и А.Б. Гильваргом был изготовлен ИПФ с полосой 1.8 Å. Вскоре полоса фильтра была уменьшена до 0.8 Å. Для наблюдений с этим фильтром был собран коронограф типа Лео на оптической скамье. В создании этих приборов большое участие принял механик П.Т. Козлов.

И вот с этим оборудованием по монохроматическим и спектральным наблюдениям были начаты исследования вспышек Э.Р. Мустелем и А.Б. Северным. Их первая работа на эту тему была опубликована в V томе Изв. КрАО (1950). А в VII томе публикация этих исследований продолжена И.И. Назаровой (ныне Проник). За симеизский период исследования вспышек были получены результаты, определившие на многие годы развитие физики вспышек. По поднятию крыльев линий H и K Ca II после максимума вспышек Э.Р. Мустелем и А.Б. Северным был сделан вывод о корпускулярных потоках от вспышек. Эта работа была естественным продолжением теоретических исследований корпускулярных потоков Э.Р. Мустеля. По контурам водородных и кальциевых линий были найдены механизмы расширения этих линий и определены физические условия во вспышках, рассчитаны контуры L_α и L_β и определено влияние этого излучения на ионосферу Земли. Впервые было сказано о неоднородности вспышки и свечении гелия и кальция в разных местах. По монохроматическим наблюдениям в H_α была определена полная энергия вспышки в H_α и оценена минимальная сила электрического тока, необходимого для выделения джоулева тепла, способного превратиться в излучение. Высказана возможность связи излучения вспышек с ядерными процессами. В течение последующих 40 лет эти результаты повторялись и подтверждались во многих обсерваториях и в космических экспериментах на основе несравненно более мощной технической базы.

В 1951 году начались наблюдения в Партизанском (теперь Научный) на внезатменном коронографе КГ-1. Основным наблюдателем на нем многие годы была Е.Ф. Шапошникова, беззаветно преданная Солнцу и его наблюдениям. На коронографе наблюдали С.И. Гопасюк, Т.Т. Цап, Э.Е. Дубов, М.Б. Огирь, А.Н. Бабин, Л.Г. Карташова, Н.Е. Стешенко, С.И. Абраменко, Н.К. Зыскина. Сейчас на нем наблюдают В.Б. Юрчишин, В.И. Абраменко и Т.Н. Стрельник.

Многочасовые ежедневные наблюдения на КГ-1 с фильтром H_α позволили накопить громадный наблюдательный материал. Он был использован для исследования развития вспышек и характера наблюдаемых в них движений и выбросов, изменений в хромосфере, наблюдаемых до и после вспышек, закономерностей во временной и пространственной локализации вспышек. Были сформулированы основные типы развития вспышек. Показано, что в начальной стадии вспышки возникают ударные волны. Детально исследованы выбросы, сопровождающие все стадии вспышки. Показано влияние вспышек одной активной области на возникновение их в соседних областях. Найдены временные цуги вспышек. Наблюдаемый характер движения лимбовых вспышек был объяснен геометрией скрещенных магнитных полей, окружающих нейтральную точку, в которой возникает вспышка в результате пинч-эффекта.

В 1954 году вошел в строй Башенный солнечный телескоп ВСТ-1, оснащенный двумя спектрографами и двойным спектрогелиографом. Работы на нем велись под руководством А.Б. Северного. Многие солнечники моего и более молодого поколения из разных обсерваторий многих стран прошли на этом телескопе большую школу А.Б. Северного, определившую их путь в науке и жизни. Из сотрудников КрАО здесь работали (а часть из них работает и сейчас) Г.С. Иванов-Холодный, В.Л. Хохлова, В.Е. Степанов, Н.Н. Степанян, С.И. Гопасюк, Т.Т. Цап, Н.В. Стешенко, Э.А. Барановский, Т.В. Казачевская, Н.Н. Петрова, А.Н. Коваль, Т.П. Хромова, М.Д. Гусейнов, М.С. Соляникова, В.А. Котов, В.И. Ханейчук, В.Б. Юрчишин. Создавали новые приборы, а также обслуживали телескоп Н.С. Никулин, Г.А. Монин, Е.П. Николаев, Мартыничук, Л.Ф. Бежко, А.Ф. Лагутин, Л.В. Дидковский, И.П. Залесов, Л.Н. Стуков, А.М. Чижев, механики В.Н. Красненко, В.И. Жиров, П.Г. Назаров, А.П. Власов, Э.П. Капсудин, Ю.А. Горюнов, А.С. Белов.

В 1955 году А.Б. Северный сформулировал наиболее важные характеристики вспышек, выявленные в КрАО к этому времени и требующие дальнейшего изучения. Это концентрация непрерывной эмиссии в малых ядрах (усы, полосы непрерывной эмиссии, тонкая структура вспышек); истечение корускулярных потоков при вспышках; взрыв и распространение ударной волны на ранней стадии развития вспышки.

Тонкая структура линейчатой эмиссии вспышек была обнаружена в первых же наблюдениях на ВСТ-1. Тогда же были спектроскопически открыты тонкоструктурные образования "усы", тесно связанные со вспышками и выходом новых магнитных потоков. Без преувеличения можно сказать, что в КрАО А.Б. Северным, А.Н. Коваль и А.Н. Бабиным получена вся известная сейчас

информация об усах. Помимо спектроскопических и эволюционных характеристик, была найдена и изучена линейная поляризация усов, разработаны механизмы этого явления.

Еще один элемент тонкой структуры – ядра непрерывной эмиссии, также связанный со вспышками. Изучение изменения этой эмиссии с длиной волны позволило разработать механизм такой эмиссии и определить физические условия ее возникновения.

Создание магнитографа продольной компоненты, а затем и полного вектора на БСТ-1, положило начало изучению связи вспышек с магнитными полями. Об этом говорится в докладе С.И. Гопасюка, представленном на этой конференции.

Спектроскопические работы были перенесены на горизонтальный телескоп ГСТ, а затем на башенный БСТ-2. На этих телескопах работали и работают Э.А. Барановский, М.Дж. Гусейнов, А.Н. Коваль, Н.Н. Степанян, А.В. Шумко, З.А. Щербакова, Г.А. Суница.

Новым шагом в исследовании вспышек было оснащение БСТ-1 (а затем ГСТ и БСТ-2) решеткой-эшелле. Получение за одну экспозицию всего видимого спектра позволило изучить характер распространения возбуждения от вспышки в области верхняя хромосфера – фотосфера, определить физические условия на разных высотах в атмосфере Солнца и их изменение в течение вспышки, найти механизмы расширения линий водорода, гелия, кальция.

В последующие годы был создан коронограф типа Никольского (КГ-2), позволяющий получать одновременно спектр деталей на Солнце и их изображение в линии H_{α} с высоким пространственным разрешением. Его создание и наблюдения на нём связаны с именами Э.Е. Дубова и А.Н. Бабина. На этом телескопе выполнены прецизионные исследования тонкой структуры вспышек, обнаружена и изучена линейная поляризация эмиссии вспышек, усов и ядер непрерывной эмиссии.

Многие вспышки изучались по наблюдениям на разных приборах. О характере движений во вспышечных петлях сделано заключение по одновременным наблюдениям со спектрографом и фильтром H_{α} . По различиям колебаний яркости вспышки в линиях H_{α} и $K\ CaII$ был сделан вывод о возбуждении вспышек электронным ударом. Очень плодотворными были одновременные H_{α} и магнитные измерения.

Пока что речь шла только о наблюдениях вспышек в видимой области спектра. С пятидесятых годов в КРАО началось изучение вспышек и в радиодиапазоне (наблюдался поток радиоизлучения Солнца на нескольких длинах волн). Ионосферная и магнитная станции регистрировали отклик вспышек в ионосфере и магнитном поле Земли. Нейтронный монитор давал сведения об эффекте вспышек в космических лучах. В этих областях исследований работали (а некоторые из них работают и сейчас) Н.Н. Ерюшев, Н.А. Савич, И.Н. Одинцова, И.Г. Моисеев, А.А. Степанян, А.С. Дворяшин, Ю.И. Виноградов, Ю.И. Нешпор, Б.М. Владимирский, Г.Ф. Елисеев, Л.А. Елисеева, Л.С. Левицкий, А.К. Панкратов, Ю.Ф. Юровский, Н.С. Нестеров, А.В. Степанов, Л.И. Цветков, А.Н. Абраменко, А.И. Смирнов. Следует отметить, что практически все приборы для этих исследований были изготовлены в КРАО.

Исследование ионосферы проходило в трех различных направлениях: изучение верхней ионосферы методом зондирования, нижней ионосферы – методом регистрации атмосферных помех в длинноволновом диапазоне и измерение поглощения в нижней ионосфере методом регистрации интенсивности космического радиоизлучения. Все эти методы позволяли проводить исследования воздействия солнечных вспышек как на верхнюю, так и на нижнюю ионосферу, а по характеру воздействия изучать и сами солнечные вспышки.

Очень плодотворными оказались комплексные исследования, использующие наблюдения одних и тех же событий разными методами. На их основе был сделан вывод о наличии и природе межпланетного магнитного поля. Найдено, что рентгеновское излучение вспышек простирается до единиц ангстремов. Источники жесткого рентгена (по ионосферным и радио-данным) были идентифицированы с отдельными, конкретными узлами вспышек в H_{α} . Получено, что спектральное распределение в рентгеновской области меняется от вспышки к вспышке. Были найдены механизмы излучения вспышек в ультрафиолетовой и рентгеновской областях. Показано, что за возмущение в ионосфере в большей степени ответственно рентгеновское излучение вспышек, чем излучение Лаймановской серии водорода. Эти результаты были получены в то время, когда еще не летали космические аппараты и не было наблюдений из космоса с высоким пространственным разрешением.

ем. Особенно успешными были наблюдения во время МГГ (Международный Геофизический Год, 1957–1958 гг.).

Заключение об отсутствии оснований для разделения вспышек на протонные и непротонные – еще один пример комплексного подхода к решению проблемы. Этот вывод сделан на основании H_{α} и спектральных наблюдений, по радио- и ионосферным данным и сведениям о космических лучах.

Важной стороной комплексных исследований было и то, что вспышки были использованы в качестве зонда межпланетной среды и земной ионосферы.

Полученные из наблюдений данные о вспышках и их влиянии на окружающую среду были использованы в КрАО для количественного определения параметров светящегося вещества вспышки, ее движений, создания механизмов возникновения вспышки, оценки возможностей протекания ядерных реакций во вспышке. Этим вопросам посвящены работы А.Б. Северного, Э.Е. Дубова, С.Б. Пикельнера, В.Г. Буславского, В.П. Шабанского, С.И. Гопасюка, Э.А. Барановского, В.М. Владимирского, А.Г. Косовичева, А.В. Степанова.

Результатом наблюдений стали не только теоретические модели вспышек, но и разработанные методы прогноза вспышек. В течение нескольких лет они применялись на практике во время пилотируемых полетов спутников. В это время объявлялся “Алерт Северного”, все обсерватории СССР присылали в КрАО свои радио- и оптические наблюдения. Ежедневно у А.Б. Северного собирались солнечники – наблюдатели и на основе своих и присланных наблюдений давали прогноз вспышек на 3 дня вперед по трехбалльной системе. При прогнозе “3” космонавты должны были сажать на землю. В частности, такой прогноз был дан при полете космонавта Берегового. И действительно, через 3 часа после его приземления произошла вспышка балла 3, представлявшая смертельную опасность для человека в космосе. В общем оправдываемость наших прогнозов составляла 85–90%. Разработанные в КрАО прогностические методики и опыт наблюдателей могут быть полезны при создании Национального Украинского Прогностического Центра.

Остановлюсь на некоторых характерных чертах исследований вспышек в КрАО. Во-первых, это строгость в выборе материала и обоснование выводов на большом его объеме. Так, например, работа С.И. Гопасюка и М.Б. Огирь “О связи вспышек с выбросами на Солнце” основана на H_{α} наблюдениях 330 вспышек на диске Солнца и 180 вспышек на лимбе, проведенных на коронографе КрАО.

Второе, что хотелось бы отметить, это наличие большого количества ювелирных наблюдений, каждое из которых обнаруживает новые и неожиданные явления на Солнце. Таковы наблюдения усов, проведенные А.Н. Бабиным во время солнечного затмения. Наблюдая покрытие усов краем Луны, он определил размер усов ($0''6$), яркость, составляющую 150% невозмущенного континуума, и почти прямоугольное распределение яркости в усах. Наблюдения М.Б. Огирь двухленточных вспышек дали новые сведения о тонкой структуре вспышечных лент. Л.Г. Карташова проследила изменение цепочек флоккулов перед вспышками. В работе А.Н. Коваль и Н.Н. Степанян приводятся результаты наблюдений смещений вертикальной поверхности раздела полярностей над пятном с δ – конфигурацией, происходившие во время вспышки. А.Н. Бабин и А.Н. Коваль наблюдали существенное различие в степени линейной поляризации близких элементов усов.

В завершение я хочу рассказать об уникальных наблюдениях вспышки в белом свете, включая начальную стадию ее развития, проведенные впервые в мире спектроскопически и с H_{α} фильтром А.Н. Бабиным, А.Н. Коваль и М.Б. Огирь 15 июня 1991 года. Вспышка была обнаружена на изображении Солнца в белом свете в виде двух очагов свечения голубоватого цвета. Были сняты спектрограммы в области линии H_{α} . На первой спектрограмме зарегистрированы выбросы светящегося вещества с лучевыми скоростями от 300 до 2000 км/сек. В спектре ядра белой вспышки практически полностью отсутствовали солнечные линии поглощения, а в эмиссии наблюдались линии с очень высоким потенциалом возбуждения, никогда ранее во вспышках не наблюдавшиеся. Крылья линии H_{α} протянулись на 40 Å. Яркость непрерывного спектра резко возрастала в коротковолновую область спектра. По H_{α} –наблюдениям, начатым через 6 минут после начала вспышки, прослежена ее дальнейшая эволюция, движение узлов и возникновение грандиозной системы петель. Вспышечный процесс захватил практически всю активную область (более 200 000 км), но в отдельных ее частях одновременно наблюдались разные стадии развития вспышки. Об-

щая продолжительность вспышки составила около 6 часов; а система петель существовала еще дольше. Обработка наблюдений позволила создать модель и определить физические параметры, характерные для белых вспышек. Особенность модели – наличие очень горячего слоя (24000°K), расположенного в нижней фотосфере.

И последнее общее замечание. Наземные всесторонние наблюдения вспышек таят в себе еще большие возможности познания процессов, протекающих на Солнце, в межпланетной среде и на Земле. Их ценность велика сама по себе. Кроме того, следует отметить, что исследования Солнца из космоса без одновременных наземных наблюдений не могут быть эффективными.

Ниже приводится список публикаций в Известиях Крымской астрофизической обсерватории, посвященных изучению вспышек (в алфавитном порядке по первому автору).

- Абраменко С.И., Дубов Э.Е., Огирь М.Б., Стешенко Н.Е., Шапошникова Е.Ф., Цап Т.Т., 1960, т.23, с.341-361.
- Абраменко В.И., Огирь М.Б., 1985, т.70, с.8-13.
- Абраменко В.И., Гопасюк С.И., Огирь М.Б., 1988, т.78, с.151-169; 1990, т.81, с.8-13; 1991, т.83, с.3-11; 1993, т.87, с.3-10.
- Бабин А.Н., 1970, т.41-42, с.45-52; 1974, т.50, с.152-158; 1974, т.52, с.88-91; 1978, т.58, с.8-12; 1980, т.62, с.142-147.
- Бабин А.Н., Карташова Л.Г., Коваль А.Н., Огирь М.Б., Степанян Н.Н., 1974, т.52, с.92-99.
- Бабин А.Н., Коваль А.Н., 1983, т.66, с.89-101; 1985, т.70, с.3-7; 1985, т.72, с.142-153; 1985, т.73, с.3-8; 1986, т.75, с.52-58; 1987, т.77, с.9-16; 1988, т.80, с.110-117; 1990, т.82, с.129-137; 1992, т.84, с.146-151; 1992, т.86, с.145-151; 1992, т.86, с.152-157.
- Бабин А.Н., Карташова Л.Г., 1983, т.67, с.102-110.
- Банин В.Г., 1964, т.32, с.38-45; 1965, т.33, с.118-137; 1965, т.34, с.252-272; 1966, т.35, с.190-203.
- Барановский Э.А., Коваль А.Н., 1981, т.64, с.127-131.
- Барановский Э.А., 1983, т.67, с.84-88; 1984, т.69, с.100-107; 1985, т.72, с.154-158; 1986, т.75, с.3-7.
- Барановский Э.А., Щербакова З.А., 1985, т.71, с.54-64; 1987, т.77, с.25-31.
- Берлянд Б.О., Буров В.А., Степанян Н.Н., 1979, т.60, с.146-156.
- Бумба В., 1958, т.19, с.105-114.
- Виноградов Ю.И., Савич Н.А., 1960, т.24, с.48-51.
- Виноградов Ю.И., Ерюшев Н.Н., 1963, т.29, с.141-145.
- Виноградов Ю.И., 1964, т.32, с.67-75.
- Владимирский Б.М., Дворяшин А.С., Ерюшев Н.Н., Моисеев И.Г., Нестеров Н.С., Огирь М.Б., Одинцова И.Н., 1961, т.26, с.74-78 Владимирский Б.М., Северный А.Б., 1963, т.29, с.80-85.
- Владимирский Б.М., 1963, т.30, с.250-261; 1963, т.30, с.262-266; 1968, т.38, с.132-140; 1965, т.33, с.151-159.
- Годовников Н.В., Огирь М.Б., Шапошникова Е.Ф., 1964, т.31, с.216-246.
- Гопасюк С.И., 1958, т.19, с.100-104; 1960, т.23, с.331-340; 1964, т.32, с.14-25.
- Гопасюк С.И., Огирь М.Б., Северный А.Б., Шапошникова Е.Ф., 1963, т.29, с.3-14.
- Гопасюк С.И., Огирь М.Б., Цап Т.Т., 1963, т.30, с.148-160.
- Гопасюк С.И., Огирь М.Б., 1963, т.30, с.185-199.
- Гопасюк С.И., Ерюшев Н.Н., Нешпор Ю.И., 1967, т.37, с.109-117; 1969, т.40, с.138-146.
- Гранат А.Д., Степанов А.В., Цветков Л.И., 1991, т.83, с.53-59.
- Дворяшин А.С., Левицкий Л.С., Панкратов А.К., 1961, т.26, с.90-135 Дворяшин А.С., 1963, т.30, с.221-249.
- Дубов Э.Е., Моисеев И.Г., 1960, т.24, с.277-280.
- Дубов Э.Е., 1963, т.29, с.86-96.
- Елисеева Л.А., 1967, т.37, с.153-157.
- Елисеев Г.Ф., Моисеев И.Г., 1965, т.34, с.3-8.
- Ерюшев Н.Н., 1958, т.20, с.3-11; 1960, т.23, с.129-137; 1961, т.26, с.144-148; 1965, т.33, с.160-162.
- Ерюшев Н.Н., Нешпор Ю.И., 1958, т.20, с.12-21.
- Ерюшев Н.Н., Елисеева Л.А., 1965, т.34, с.42-52.

- Зайцев В.В., Степанов А.В., 1994, т.91, с.144-192.
Зверева А.М., Северный А.Б., 1970, т.41-42, с.97-157.
Казачевская Т.В., Северный А.Б., 1958, т.19, с.46-71.
Казачевская Т.В., 1958, т.20,2 с.80-85.
Карташова Л.Г., 1983, т.68, с.15-24; 1987, т.77, с.32-38.
Коваль А.Н., 1960, т.22, с.81-83; 1962, т.28, с.241-245; 1964, т.32, с.32-37; 1965, т.33, с.138-150; 1965, т.34, с.278-287; 1967, т.37, с.62-81; 1972, т.44, с.94-102; 1974, т.51, с.13-18; 1974, т.52, с.100-112; 1976, т.55, с.42-48; 1979, т.59, с.64-72; 1980, т.61, с.20-25.
Коваль А.Н., Стешенко Н.В., 1963, т.30, с.200-210.
Коваль А.Н., Окс Е.А., 1983, т.67, с.90-101.
Коваль А.Н., Степанян Н.Н., 1983, т.68, с.3-14.
Котов В.А., Левицкий Л.С., 1986, т.75, с.59-66.
Курочка Е.Н., Барановский Э.А., 1992, т.85, с.15-19.
Левицкий Л.С., 1963, т.29, с.146-151; 1965, т.34, с.16-41; 1967, т.37, с.158-161; 1970, т.41-42, с.203-229; 1980, т.62, с.148-153.
Монин Г.А., Северный А.Б., 1951, т.7, с.113-117.
Мустьель Э.Р., Северный А.Б., 1950, т.5, с.3-33; 1952, т.8, с.19-50.
Мустьель Э.Р., 1955, т.15, с.54-68; 1955, т.15, с.95-103.
Назарова И.И., 1951, т.7, с.130-132.
Нешпор Ю.И., 1961, т.26, с.156-160; 1963, т.29, с.152-159; 1965, т.34, с.313-318; 1967, т.37, с.118-120.
Огирь М.Б., Шапошникова Е.Ф., 1965, т.34, с.272-277.
Огирь М.Б., 1967, т.36, с.60-75; 1967, т.37, с.94-104; 1968, т.38, с.78-91; 1970, т.41-42, с.25-44; 1971, т.43, с.152-156; 1974, т.51, с.19-31; 1983, т.66, с.102-109.
Огирь М.Б., Цап Т.Т., 1981, т.263, с.46-65.
Панкратов А.К., 1963, т.29, с.160-174.
Савич Н.А., 1958, т.19, с.126-139.
Северный А.Б., Гильварг А.Б., 1949, т.4, с.3-22; 1951, т.6, с.45-53.
Северный А.Б., 1951, т.6, с.191-196; 1952, т.9, с.3-12; 1955, т.13, с.103-110; 1955, т.15, с.111-120; 1956, т.16, с.194-196; 1957, т.17, с.129-161; 1958, т.19, с.72-99; 1958, т.20, с.22-51; 1960, т.22, с.12-41; 1960, т.22, с.67-74; 1959, т.21, с.131-151; 1960, т.23, с.311-321; 1963, т.30, с.161-184; 1964, т.31, с.159-199.
Северный А.Б., Мустьель Э.Р., 1955, т.13, с.82-95.
Северный А.Б., Шапошникова Е.Ф., 1954, т.12, с.3-32; 1960, т.24, с.235-257.
Северный А.Б., Коваль А.Н., 1961, т.26, с.3-40.
Слепян В.А., Слуцкая Т.Л., Степанян Н.Н., 1976, т.54, с.244-247.
Слуцкая Т.Л., Степанян Н.Н., 1974, т.52, с.131-140.
Степанян Н.Н., 1960, т.22, с.56-66; 1961, т.26, с.41-44; 1963, т.30, с.211-213; 1972, т.44, с.103-106; 1974, т.51, с.8-12.
Степанян Н.Н., Хохлова В.Л., 1962, т.28, с.230-40.
Степанян Н.Н., Щербакова З.А., 1975, т.53, с.116-120.
Стешенко Н.В., Хохлова В.Л., 1960, т.23, с.322-330; 1960, т.24, с.258-276.
Стешенко Н.В., 1971, т.43, с.130-151; 1971, т.43, с.152-156.
Хохлова В.Л., 1958, т.19, с.115-125.
Цап Т.Т., Крамынин А.П., 1974, т.51, с.32-38.
Шапошникова Е.Ф., 1948, т.3, с.81-92; 1949, т.4, с.211-222; 1961, т.25, с.122-133; 1976, т.55, с.49-50; 1979, т.59, с.96-103.
Шапошникова Е.Ф., Огирь М.Б., 1959, т.21, с.112-130.
Юровский Ю.Ф., Бабин А.Н., 1970, т.41-42, с.53-58.

УДК 523.9

Комплексы активных областей на Солнце. I

Э.И. Могилевский, Н.С. Шилова

ИЗМИРАН, 142092, Россия, Троицк, Московской обл.

Поступила в редакцию 3 августа 1992 г.

Аннотация. Проведен анализ наблюдений во вспышечном комплексе активных областей (сентябрь–октябрь 1991 г.) программы “Flare-22”. Используя материалы анализа также других вспышечных областей и комплексов (динамических явлений в хромосфере и магнитном поле), выявлен топологический магнитный центр (“Pivot point”), обеспечивающий временно энергетiku активных явлений. Установлена высокая корреляционная связь (со сдвигом фазы) в основной части магнитных потоков в компонентах комплекса. Построением фазовых диаграмм эволюции активных комплексов удалось выявить “гладкий” замкнутый цикл эволюции, на котором накладываются “петли” (квазипериодичность). Последние совпадают с периодом больших солнечных вспышек в активных областях. Степень активности комплекса зависит от его положения относительно границы фонового магнитного поля: высокая активность у хейловской границы и низкая – у антихейловской границы.

COMPLEXES OF ACTIVE REGIONS IN THE SUN. I, by E.I. Mogilevsky, N.S. Shilova. Observations in the flaring active complex of September–October 1991 obtained during the Flares-22 campaign, have been analyzed. The results of the analysis, together with other data on dynamic processes in the solar chromosphere and magnetic field, have been used to identify the topological magnetic center (“Pivot Point”), responsible for a temporary energy support of active phenomena. A high correlation (with a phase shift) has been established to exist in the main part of magnetic fluxes between the components of the complex. Phase diagrams of evolution of the active complexes have been plotted to reveal a “smooth” closed evolution cycle, superimposed by “loops” (quasi-periodicity). The latter coincide with the occurrence of major solar flares in active regions. The activity of the complex depends on its location relative to the boundary of the background magnetic field, being high at the Hale boundary and low at the anti-Hale boundary.

Ключевые слова: Солнце, комплексы активных областей, эволюция магнитных полей.

1 Введение

Чтобы понять природу солнечной активности недостаточно исследовать явления в отдельной активной области (АО). Тем более, что много индивидуальных особенностей АО проследить в полной мере не удастся из-за солнечного вращения. АО, объединенные единым магнитным полем, формируют так называемый комплекс активных областей (КАО). Однако это понятие содержит много неопределенностей. В некоторых работах, например, Витинский и др. (1986) под КАО понимают одни и те же места на Солнце, в которых несколько групп пятен появляются и, после распада

и "затишья", возникают вновь там же в течение десятков, а то и сотен оборотов Солнца. Близко к этому понятие "гнезда" солнечной активности (Браувер и Цваан 1990). Мы будем рассматривать КАО только на фазе максимальной вспышечной активности, когда из прямых наблюдений удается выявить местоположение источника энергетической связи АО с подфотосферными областями. Этот источник располагается в так называемом топологическом магнитном центре (ТМЦ) области. Термин равнозначен введенному французскими гелиофизиками (Мурадян и др. 1987) термину "pivot point" (стержневая точка). В ряде их публикаций было показано, что pivot points обычно вращаются твердотельно, располагаются вдоль линии смены магнитной полярности, где находится волокно, предшествуют появлению АО, вспышке нового магнитного поля и связаны со вспышечной активностью. В работах В. Бумбы (1988) и других (Могилевский и др. 1986) было обращено внимание на то, что магнитная ось всплывающего нестационарного нового магнитного поля составляет значительный, часто близкий к 90° , угол с осью основного магнитного поля АО. Очевидно, что на этом участке должна быть особенность в топологии магнитного поля, силовые линии которого уходят в глубь фотосферы, отсюда большая оправданность термина топологический магнитный центр. Пока еще мало что известно о физической природе ТМЦ. Недостаточно изучены связи компонент АО в КАО, питаются ли они от одного ТМЦ или в процессе эволюции КАО возникают еще новые ТМЦ. Существуют весьма общие и далеко не однозначные представления о связи АО и КАО с крупномасштабными магнитными полями (фоновыми полями), хотя ряд статистических эволюционных особенностей последних удалось выявить (Макаров и др. 1990; Степанян 1984). Без понимания природы иерархической структуры – фоновые поля – КАО–АО, трудно исследовать и детали солнечной активности, например, первичные энергоисточники солнечных вспышек. В настоящей работе сделана попытка выяснить некоторые стороны этой глобальной проблемы.

2 Комплекс активности 6848, 6850, 6853 NOAA

В качестве примера КАО во вспышечно активной фазе нами был взят "нормальный" КАО, который на таком этапе развития существовал два оборота. В первом обороте, N 1847, с 25 сентября по 7 октября 1991 года мы смогли наблюдать КАО с модифицированным телескопом Цейсс в системе Куде с однолинзовым объективом ($\Phi = 8$ м) в прямом фокусе с узкополосным ($\Delta\lambda = 0.25 \text{ \AA}$) быстро перестраиваемым в диапазоне $\pm 16 \text{ \AA}$ ИПФ Н α Оптон. Съемка производилась кинокамерой показово на пленку тип-38. В этом обороте КАО состоял из трех областей: N 6848 (АОI) – $\langle \varphi \rangle 8^\circ \text{ S}$, $\langle L \rangle 200^\circ$; N 6850 (АОII) – $\langle \varphi \rangle 12^\circ \text{ S}$, $\langle L \rangle 187^\circ$; N 6853 (АОIII) – $\langle \varphi \rangle 19^\circ \text{ S}$, $\langle L \rangle 174^\circ$, был предметом координированной международной программы "Flares-2". В следующем обороте Кэррингтона, N 1848 АОII достигла максимального развития, АОIII продолжала существовать в виде типичной биполярной группы, АОI практически уже не наблюдалась. При анализе этого КАО в двух оборотах мы использовали детальные вектор-магнитограммы Пекинской обсерватории, любезно предоставленные доктором Цен Хонгу, магнитные карты солнечных пятен, присланные нам из Крымской обсерватории до опубликования в "Солнечных данных" доктором Н.Н. Степанян, фотогелиограммы Астрономического института Узбекской АН, присланные нам З.В. Коробовой, годовым атласом за 1991 год магнитных измерений японской обсерватории в Киото (Solar Vector Magnetograms, 1992), вектор-магнитограмма АОII за 02.10.91 и Н α фильтрограммами КАО обсерватории Сакраменто Пик. В нашей работе использовались солнечные и геофизические материалы, опубликованные в соответствующих выпусках SGD (1991). Мы привлекали материалы также своих наблюдений (анализа ряда АО и КАО прошлых лет) и публикаций. Поскольку в процессе исследования объем работы значительно возрос, возникла необходимость разделить ее на две части. В настоящей, первой, части содержится феноменологический анализ КАО, выявление ТМЦ и исследование колебательного режима областей КАО. Во второй части сделана попытка полукорреляционного модельного представления результатов первой части с применением фрактального анализа.

Выходу КАО из-за восточного лимба 24–25 сентября предшествовало появление за 2 суток до этого интенсивной корональной эмиссии. Корональная конденсация с высокой температурой (эмис-

сия желтой корональной линии) располагалась над КАО весьма устойчиво: она наблюдалась в течение 3–5 дней на восточном и западном лимбе как в первом, так и во втором оборотах Кэррингтона. Такая же повышенно устойчивая микроволновая радиоэмиссия локального источника, помимо большой серии вспыхивающих радиовсплесков, отмечалась в обоих оборотах. Вспыхивающая активность, особенно активность АОII, значительно возросла в обороте N1848. Так, если в обороте N1847 в АОII отмечено всего 7 вспыхивающих рентгеновского балла М, а во всем КАО – 13, то в обороте N1848 зафиксировано 18 вспыхивающих М в КАО и 4 большие вспыхивающие балла 3(2)В/Х(2–6). Это был комплекс средней интенсивности, не столь выдающийся как, например, комплекс в августе–сентябре 1989 года.

При выходе АОI наблюдалась вспышка 1В/М6.1, у которой нам удалось наблюдать систему вспыхивающих арок в длине волны до $H\alpha \pm 1.5 \text{ \AA}$. В следующий день 26 сентября с появлением АОII можно было заметить, что арочные структуры и активное волокно соединяют эти две АО комплекса (сдвиг: $H\alpha - 1.9 \text{ \AA}$, $H\alpha + 0.5 \text{ \AA}$). Особый интерес представляла более мощная АОII – N 6850 в обороте N 1847 и N 6891 в обороте 1848. В обороте 1847 это была сложная многоядерная АО с максимальной площадью пятен 1550 единиц и с характерным головным пятном “δ”-конфигурации: центральные ядра S полярности были окружены в одной сложной полутени несколькими изменяющимися ядрами N полярности. В следующем обороте эта группа представляла собой центральное большое пятно N полярности с $B = 3200 \text{ Гс}$, которое окружали пятна и “рваные” куски полутени N и S полярности, суммарная площадь пятен в максимуме 3420 единиц. АОIII в обоих оборотах была нестационарной, но четко биполярной областью.

Некоторое представление о рассматриваемом комплексе дает Рис.1. Заметна точечная $H\alpha$ эмиссия и в ядрах пятен, во время наших наблюдений по интенсивности приближалась к интенсивности субвспыхивающих в ядрах пятен. Общность АО в комплексе выявилась не только системой объединяющих АО активных волокон, но и системой больших спокойных волокон, которые гигантской дугой к югу от КАО объединяли головную часть АОI и хвостовую часть АОIII. Особенно хорошо эта система волокон была видна 27 сентября. Отметим, что такие протяженные волокна, очерчивающие границы КАО, можно было видеть и в мощном КАО августа–сентября 1989 года в южной полусфере, и в других комплексах. Особенностью хромосферной структуры КАО было также то, что вспыхивающие, которые нам удалось наблюдать, своими эмиссионными лентами затрагивали обычно не одну, а две АО комплекса, неизменно включая АОII. За пределами КАО волоконца образовывали регулярную спиральную лучистую структуру с центром в АОII, формируя как бы суперпятно.

Магнитное поле всего КАО представляло собой систему биполярных ячеек неправильной формы, отдельно выделялись биполя АОI и АОIII, тогда как в АОII наблюдались две соприкасающиеся основные пары биполей в головном пятне “δ”-конфигурации. Между биполярными ячейками прослеживалась связь по аркам и активным волокнам и по распределению тангенциальной компоненты магнитного поля B_t . В обороте N 1848, когда средняя часть АОII стала преобладающей, большое центральное пятно N полярности в ней стало центром двух расходящихся от него спиральных структур пятен и пор. Наличие крупных биполярных ячейчатых структур КАО прослеживается и в других сложных КАО, например, в июне–июле 1982 (Могилевский и др. 1986), августе–сентябре 1989 года и других, и, по-видимому, является одним из главных свойств магнитного поля КАО.

Рассматриваемый нами КАО располагается, в основном, в фоновом магнитном поле S полярности, примыкая к границе более западного фонового магнитного поля N полярности. С учетом распределения магнитных полей в настоящем 22 солнечном цикле, наш КАО располагался вблизи хейловской границы N фонового магнитного поля. Последнее имело форму большой параболы, концы которой симметрично экватору уходили к высоким широтам. При этом фоновые магнитные поля оборотов 1847 и 1848 не были отягощены заметным влиянием локальных магнитных полей АО, расположенных в пределах их границ. При рассмотрении других КАО и АО выявляется зависимость активности от того, вблизи какой границы (хейловской или антихейловской) располагается КАО. Наглядным примером может служить мощный вспыхивающе активный комплекс в S полусфере в августе–сентябре 1989 года (вблизи хейловской границы) и большая многоядерная АО в N полусфере в августе 1989 года (вблизи антихейловской границы) без крупных вспыхивающих.

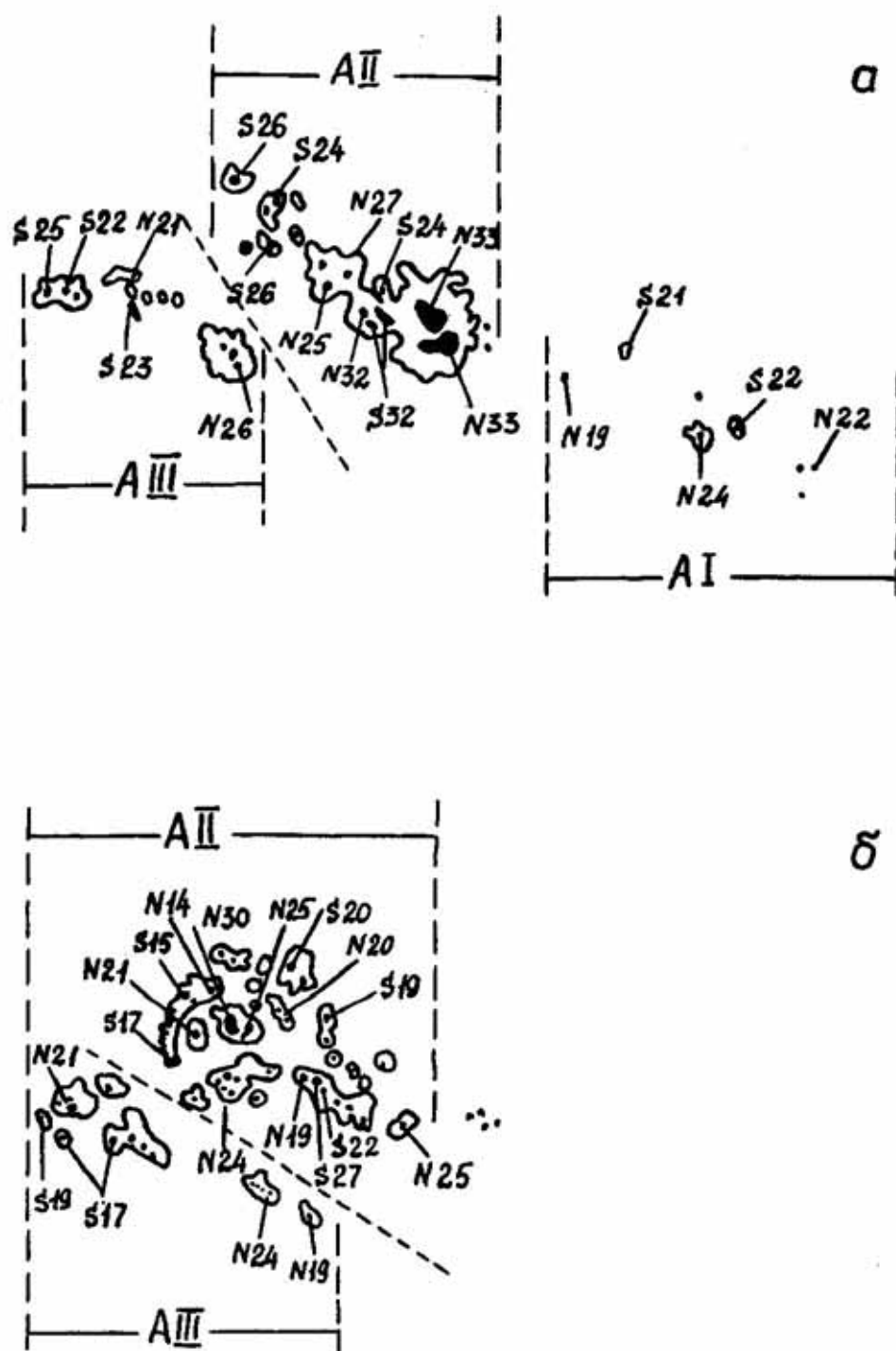


Рис. 1. Общий вид пятен и их магнитных полей в изучаемом комплексе а) в обороте Кэррингтона N 1847 1.09.1991 и б) в обороте 1848 28.10.1991. (По данным Крымской астрофизической обсерватории)

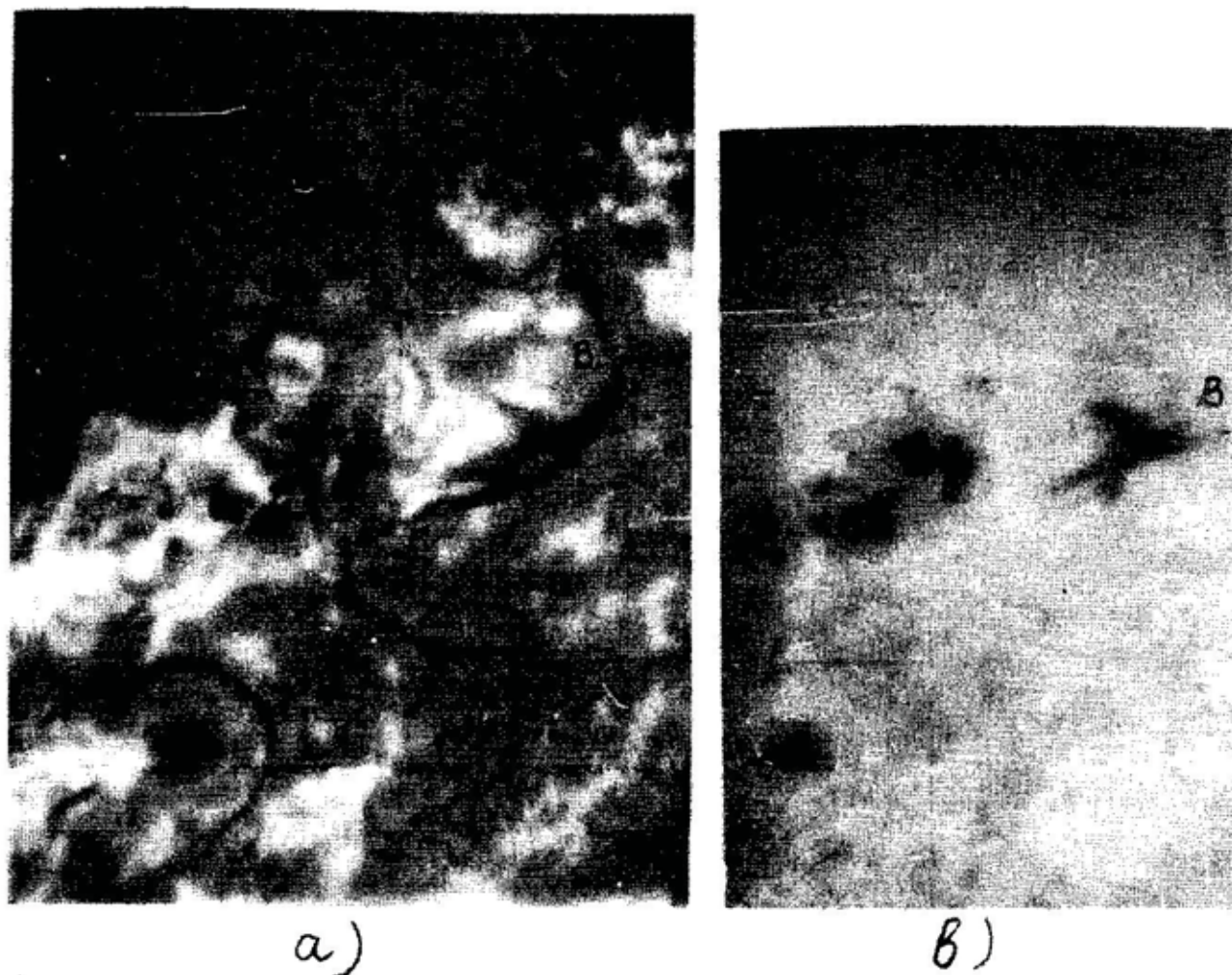


Рис. 2. Фрагменты $H\alpha$ фильтограмм комплекса по наблюдениям 1 октября 1991 года (а – центр линии $H\alpha$ 10:37 UT; б– $H\alpha+0.7\text{\AA}$ 10:35 UT). Стрелкой обозначено место магнитного топологического центра; на фильтограмме “б” виден выброс, связанный с ТМЦ

3 Определение ТМЦ

Как уже отмечалось выше, нестационарные активные волокна связывали области данного комплекса, скорость движения материи в них превышала 70–100 км/с. Во время двухленточной

вспышки 4 октября балла 1В/М1.1 одна из эмиссионных лент простиралась вдоль АОII, захватывая АОIII, а другая окаймляла головную часть АОIII. Во время этой вспышки в 07:47 UT появился темный выброс, наблюдавшийся в крыльях от $H\alpha + 2.9 \text{ \AA}$ до $H\alpha - 3.2 \text{ \AA}$, в виде перекрученных нитей волокна, которое соединяло АОII и АОIII. Основания нестационарных волокон располагались в местах противоположной магнитной полярности. На наших фильтрограммах с 26 сентября до 4 октября наиболее отчетливо выделялось активное волокно-арка (Рис.2а – "ABC").

Чтобы определить истинную скорость движения вещества вдоль него, мы воспользовались методом исправления доплеровских скоростей за эффект проекции, предложенным Бреем и Лаухедом (1984) и программой, разработанной нами ранее (Могилевский и др. 1988). Тщательное рассмотрение фильтрограмм и рассчитанных векторов скоростей показало, что непротиворечивая картина выявляется, если эта арка-волокно (обозначим ее ABC) состоит из двух частей АВ и ВС, с общим основанием на участке $2^\circ \times 3^\circ$ возле точки В вблизи малого пятна хвостовой части АОI. 27 сентября из участка В произошел выброс вещества со скоростями 300–500 км/с с последующим его опусканием в точки А и С (вблизи головного пятна АОII). 29 сентября в АОI и АОII произошла вспышка 3В/М7.3, и после нее осталось лишь волокно-арка ВС. Но уже 30 сентября снова восстановились обе арки с подъемом вещества из точки В со скоростями 150–200 км/с. При этом изменился наклон плоскостей арок АВ и ВС. 27 сентября плоскость дуги АВ была отклонена от вертикальной плоскости на 16° от наблюдателя, а плоскость дуги ВС – на 10° к наблюдателю. 30 сентября их наклон к вертикальной плоскости увеличился до -65° и $+85^\circ$; т.е. выброс вещества происходил по мере уменьшения скорости все ближе к солнечной поверхности. Видимая активность площадки В продолжалась до 4 октября. 1 октября в 09:10 UT за 10 минут до вспышки балла 1В/М1.7 (она была гомологична выше упоминавшейся вспышке 4 октября) возник темный веерообразный выброс в $H\alpha - 1.5 \text{ \AA}$, острый конец которого располагался возле площадки В, а движение происходило в направлении головного пятна АОII (Рис. 2). Совмещение магнитограмм и фильтрограмм показало, что площадка В располагалась вблизи линии смены знака магнитной полярности.

В течение 28–29 сентября вблизи участка В наблюдалась система $H\alpha$ арок, типичная при образовании новой АО, всплытия нового локального магнитного поля. По магнитограммам видно, что ось этого нового бипольного поля составляла $\approx 75^\circ$ с магнитной осью основного поля АОII. Это, согласно данным работы В. Бумбы (1988), является одним из признаков топологического магнитного центра. Участок В вращался, по-видимому, твердотельно с суточной угловой скоростью $\approx 14^\circ$, что приводило к росту расстояния между площадкой В и головным пятном АОII. Таким образом, участок В имеет все характеристики ТМЦ (pivot point Мурадян и др. 1989а,б; Бумба 1988), который определял активность в комплексе на интервале около недели. В работе (Мурадян и др. 1989а) отмечено, что в сложных КАО могут быть по 2 или даже 3 таких ТМЦ. В комплексе июня–июля 1982 года (Могилевский и др. 1986) ТМЦ появлялся заново значительно западнее в последующих солнечных оборотах. Подобное же отмечалось в КАО августа–сентября 1989 года. Наконец, в работе (Коробова и др. 1990) ТМЦ совпал с положением большого ядра N полярности в сложной многоядерной активной группе класса "δ" в марте 1989 года. Активность этого ТМЦ 10, 11 марта привела к расколу ядра и последующему резкому растяжению и активизации всей группы. Кроме того, в этом случае ТМЦ служил исходным местом образовавшейся спиральной жестко вращающейся цепочки пятен и пор (спиральной автоволны).

В рассматриваемом в данной работе КАО было весьма примечательно общее замедленное дифференциальное вращение АОII. Это привело к тому, что более высокоширотная АОIII ($< \varphi_{АОIII} > 19^\circ S$, тогда как $< \varphi_{АОII} > 12^\circ S$), обгоняла АОII. Если в обороте 1847 средняя долгота центра АОII была $\sim 187^\circ$, АОIII – 174° , то в обороте 1848 долготы центров этих АО почти сравнялись, $L_{АОII} = 192^\circ$, $L_{АОIII} = 189^\circ$. Это позволяет предположить, что со временем в пределах центральной части головного пятна АОII "δ"-конфигурации появился новый ТМЦ, энергетический выход в котором определял вихревую структуру магнитного поля и эволюцию АОII. Его появлением, вероятно, можно объяснить заметный рост вспышечной активности АОII в обороте 1848. О появлении в головном пятне АОII ТМЦ могут свидетельствовать спектральные наблюдения на Большом коронографе ГАС ГАО, которые проводил 5 октября А.Г.Тлатов. На двух спектрограммах, снимавшихся вблизи линии $\text{CaII } 3933.6 \text{ \AA}$, в $\sim 06^h 45^m$ UT была замечена тонкоструктурная струйная эмиссия в виде трех

малых $\leq 2''$ источников. Скорость выброса достигала ~ 285 км/с. Аналогичный выброс наблюдался в линии H_{ϵ} . Точное положение эмиссионного очага установить не удалось, хотя одновременно производилась съемка H_{α} изображения через ИПФ Халле. Несмотря на плохое качество снимков в H_{α} , можно отнести местоположение очага к западной границе S поля с N частью ядра пятна, где в следующем обороте сформировалось основное центральное пятно N полярности. Мы можем пока только заключить, что ТМЦ может в фазе активной эволюции существовать ограниченное время. Новые ТМЦ могут становиться источниками развития АО и КАО.

4 Изменения магнитного потока АО комплекса

Чтобы выявить степень генетической связи АО в комплексе, следовало бы рассмотреть изменение их магнитных потоков. Но границы магнитного поля КАО, как правило, весьма сложны и неопределенны. Поэтому мы использовали более грубую, но определенную характеристику – суммарную площадь пятен в группе. Известно (Обридко 1985), что кривые изменения магнитного потока в значительной степени подобны кривым изменения площади пятен. Приняв еще грубое допущение, что баланс S и N полярностей в АО в первом приближении постоянен, можно было составить представление об эволюции магнитного потока компонент АО в КАО по вариациям площади пятен $S(t)$. Рассмотрим вначале $S(t)$ в единицах ее максимального значения. В таблице 1 для ряда КАО и сложных вспыхивающих АО приведены коэффициенты корреляции $S(t)$ АО в КАО. Если коэффициент корреляции (КК) не превышал величины 0.3, связь считалась отсутствующей. Из таблицы видно, что принадлежность к КАО двух АО дает весьма высокий коэффициент корреляции. Заметим, что высокий коэффициент достигался при взаимном сдвиге кривых на время около суток, фазы развития компонент КАО отличаются. Высокий коэффициент корреляции сохранялся и при рассмотрении КАО в нескольких оборотах. Это наблюдалось и при рассмотрении АО вне КАО при ее повторном появлении на диске. Таким образом, по-видимому, АО в КАО связаны не только динамикой хромосферных активных процессов, но и генетической общностью, хотя статистическая достоверность этого вывода с необходимостью ограничена малой длительностью временной последовательности.

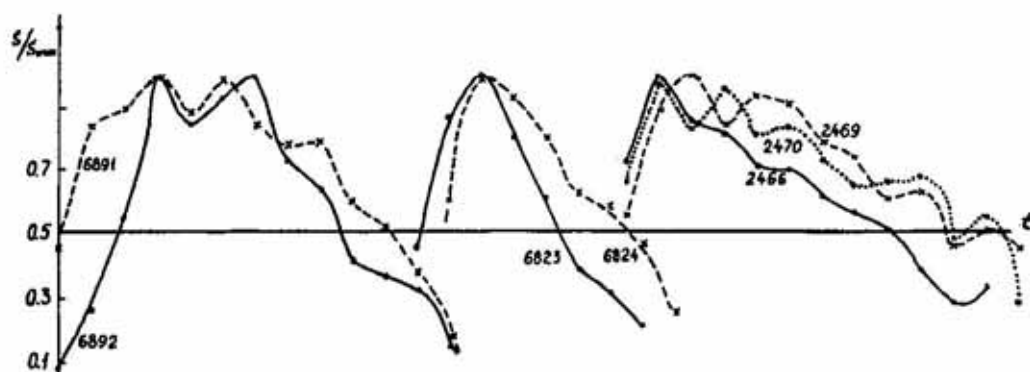


Рис. 3. Образцы кривых развития АО (номера соответствуют таблице 1). $S(t)$ – суммарная площадь пятен группы

Как видно из Рис.3, кривые $S(t)$ для сложных АО и КАО имеют сложный профиль с несколькими максимумами, тогда как для простых индивидуальных АО ход $S(t)$ напоминает гауссианы, отличающиеся лишь крутизной подъема. Поэтому суточные изменения $\Delta S(t)$ ото дня ко дню были

также построены для ряда КАО. Здесь корреляционная связь слаба, ее вуалируют различие фаз эволюции и нерегулярность колебаний величины $S(t)$. Общее свойство кривых $\Delta S(t)$ – квазипериодичность с периодом 2–4 дня. Такое неравномерное развитие АО, отмечаемое и ранее (Степанян 1976), характеризует квазипериодическую дискретность вспытия и распада новых магнитных полей.

5 Фазовый портрет области

Наглядно проследить эволюцию АО и КАО можно при построении фазовых диаграмм. Этот метод, широко применяемый при анализе динамических систем различной природы (Берже и др. 1991), вполне оправдан и в гелиофизике, когда речь идет о МГД системе АО и КАО. Фазовая диаграмма – графическое представление эволюции объекта на плоскости с осями, характеризующими величину эволюции и ее производную. В нашем случае это график с осями $S(t)$ и $\Delta S(t)$. По материалам публикаций в Солнечно-геофизических данных и Солнечных данных были построены такие графики, фазовые портреты для 37 АО и КАО, наблюдавшихся в течение нескольких солнечных оборотов. Образцы фазовых диаграмм приведены на Рис.4. В них нетрудно выделить простые фазовые траектории, “гладкие”, без петель, почти замкнутые циклы. Незамкнутость фазового портрета – естественное следствие невозможности проследить полный цикл из-за захода области. Отчетливо заметны также в ряде случаев на гладком фоне фазовой диаграммы петли. Интересно, что петли на фазовом портрете совпадают с периодами больших и средних вспышек выше рентгеновского балла M5 и H α вспышек балла ≥ 2 . На Рис.4 моменты таких вспышек отмечены темными кружками.

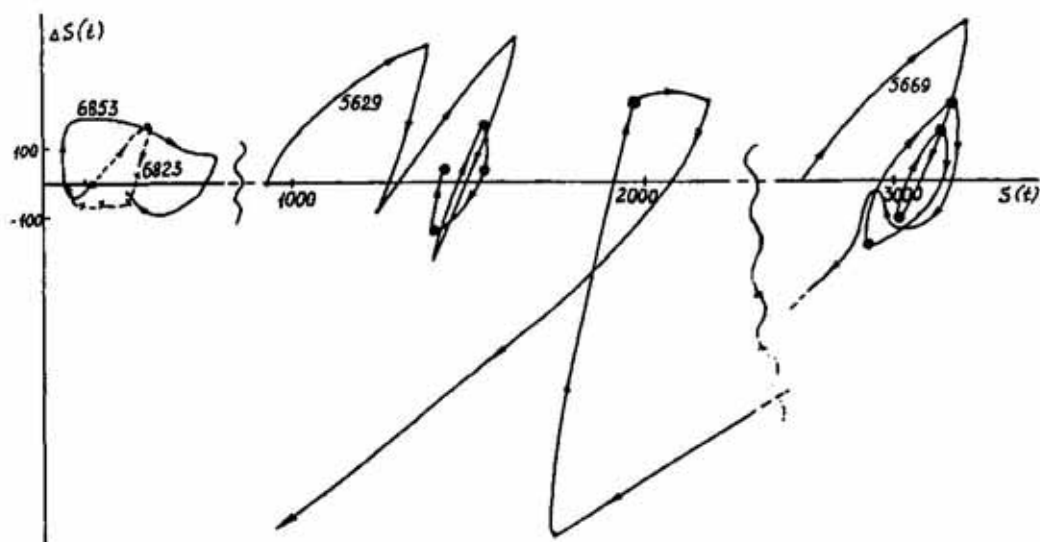


Рис. 4. Фазовые портреты эволюции различных АО. Ось $S(t)$ проведена с разрывом. Темными кружками обозначены вспышки балла не меньше M5 или ≥ 2

Этот факт, безусловно, свидетельствует о содержательности метода фазовых диаграмм. Примером гладкого замкнутого цикла может служить фазовый портрет АО 5643 в N2 полусфере августа 1989 года, Рис. 5а. В этой АО (площадь пятен достигла 2240 ед., а их число ≈ 100), сохранялась четкая биполярная структура и практически не наблюдалось вспышек даже при значительных

изменениях магнитного потока. Приток и отток энергии даже при значительных амплитудах сам по себе недостаточное условие для высокой активности АО. В комплексе АО в мае 1980 года (Шилова и др. 1981) фазовая диаграмма при большой площади пятен была (Рис. 5б) гладкой до тех пор, пока в самой южной компоненте не появилось паразитное магнитное поле (всплывание поля неправильной полярности) и произошла вспышка 2В. Это отразилось в появлении петли на фазовом портрете. На Рис. 6 приведены фазовые портреты анализируемого подробно в данной работе комплекса осени 1991 для двух солнечных оборотов. Малая и средняя АОI и АОII, в которых не наблюдалось больших вспышек, не обладали петлями на фазовой диаграмме. Большая АОII демонстрировала ряд петель в первом, а особенно во втором обороте, когда резко увеличилась ее вспышечная активность. Такая картина фазового портрета КАО, когда спокойные компоненты имели "гладкие" кривые, а основная, более мощная АО, будучи вспышечно активной, содержала ряд петель, характерна и для других КАО. Фазовые портреты сложных вспышечных АО и КАО весьма подобны. Петли и большие вспышки, как правило, появлялись в районе максимального развития КАО и АО.

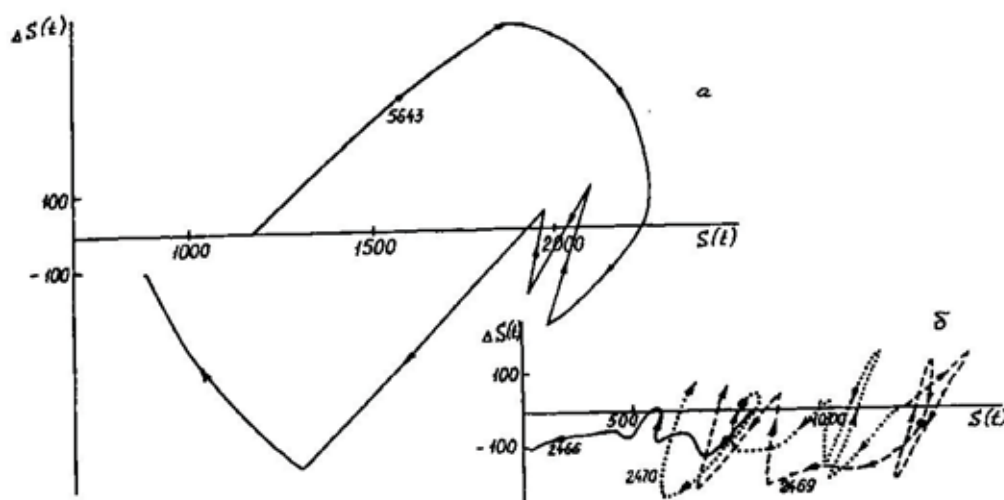


Рис. 5. Фазовые портреты эволюции спокойной АО N 5643 и мало активного комплекса мая 1980 г

В рамках представлений стохастической динамической системы (Берже и др. 1991) полученные нами фазовые портреты следует рассматривать как проекцию на плоскости $S(t) - \Delta S(t)$ эквивалентного тора двоякопериодической системы. Первый основной период является предельным циклом системы: это гладкая полузамкнутая кривая фазовой диаграммы общего развития АО и КАО. Короткопериодичные петельные циклы характеризуют дискретные поступления энергии, связанные с периодами вспышечной активности. Их следует рассматривать как вынужденные колебания всей системы. Фазовые траектории в трехмерном пространстве $S(t), \Delta S(t), t$ эквивалентного тора не пересекаются. Отношение этих частот (ω_0 – частота предельного цикла, ω_1 – частота вынужденных колебаний) иррационально. Например, для обсуждаемой КАО сентября-октября 1991 года во втором обороте $\omega_0/\omega_1 \approx 11/3 - 11/2$. Аналогичную иррациональность отношения частот можно получить и для других АО и КАО. Это означает, что для КАО и вспышечно активных АО имеет место квазипериодический режим. В рамках возможной рабочей модели КАО (см. 2 часть работы), в которой АО, КАО и фоновые поля составляют самоподобные вложенные конвективные ячейки в конвективной зоне, вынужденные колебания с частотами ω_1 связаны с раскачкой

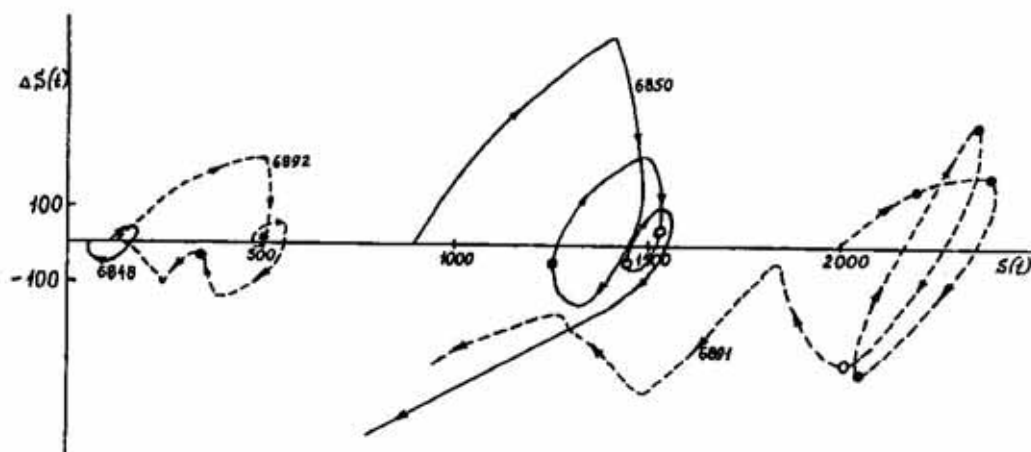


Рис. 6. Фазовые портреты эволюции комплекса сентября-октября 1991 г. в двух оборотах Кэррингтона: N 6848 6850 – оборот 1847, N 6891 и 6892 – оборот 1848. Темные кружки, как и на Рис.4,5, обозначают крупные вспышки

системы при дискретном всплывании субконвективных элементов. Таким образом, АО можно рассматривать как двухпараметрическую осциллирующую систему. Задача усложняется в комплексе, но как показывают наблюдения, в этом случае выделяется одна лидирующая АО, эволюцию которой описывает двухпараметрический осциллятор. В длительно существующих комплексах имеет место последовательное появление новых источников энергии, ТМЦ, что ведет к формированию также двухпараметрической колебательной системы. Следует также отметить, что, так как АО – диссипативная система, то при прекращении необходимого притока энергии происходит сжатие эквивалентного фазового тора, он сжимается и система хаотизируется. Циклы зарождения АО в фиксированном месте часто повторяются, что свидетельствует о новом дополнительном локальном притоке энергии к основанию конвективной зоны. При этом сохраняется все тот же двухпараметрический режим колебаний.

6 Выводы

Суммируя результаты феноменологического анализа КАО во вспышечно активной фазе эволюции, можно сделать следующие выводы.

1. Имеет место тесная связь между компонентами АО в комплексе, которая особенно заметно фиксируется по активным явлениям в хромосфере. Эту связь отражает высокая корреляция (со сдвигом около суток) магнитных потоков на фотосферном уровне компонент КАО.
2. Известная ранее статистическая связь вспышечных АО с соседними фоновыми магнитными полями существенно зависит от того, относительно какой границы фонового поля располагаются АО. Последние будут вспышечно активными, если эта граница хейловская.
3. Развитие АО (КАО) существенно зависит от степени активности топологического магнитного центра. В длительно существующих активных КАО при прекращении действия одного ТМЦ появляется новый, смещенный, по-видимому, к западу от первого ТМЦ. Действие ТМЦ носит импульсно-периодический характер, он является каналом энергетической связи наблюдаемого КАО с подфотосферными областями конвективной зоны.

4. В сложном КАО выделяется основная АО, в которой эволюция носит квазипериодический характер. Фазовые диаграммы сложных вспыхивающих АО и КАО поэтому достаточно подобны. В них выделяется "гладкая" полузамкнутая часть, на которую накладывается ряд петель. С последними тесно связаны вспыхивающие периоды.

5. "Гладкая" и петельные части фазовых диаграмм характеризуют двухпараметрический квазипериодический режим эволюции. "Гладкая" часть соответствует предельному общему циклу эволюции, тогда как короткопериодические петли отражают вынужденные колебания АО.

Выявленные свойства КАО и вспыхивающих АО должны получить естественное объяснение в рабочей модели КАО. Полученные характеристики могут быть также использованы в практике прогнозирования эволюции вспыхивающей активности КАО и АО.

Таблица 1.

Год	Проход.	СМ	Номер АО по NOAA	Сравниваемые области	К.К. С	Примечания
1980	25.05		2466	2466-2470	0.96	области 2466, 2469, 2470
	26.05		2469	2466-2469	0.97	принадлежат одному КАО в первом обороте;
	26.05		2470	2469-2470	0.95	области 2517, 2519 – области
	21.06		2517	2517-2519	0.69	того же КАО во 2-ом обороте
	22.06		2519	2519-2470	0.80	
1991	28.09		6848	6848-6853	0.70	области 6848, 6850, 6853
	01.10		6850	6850-6848	0.59	принадлежат одному КАО
	01.10		6853	6891-6848	0.84	в первом обороте;
	27.10		6891	6892-6848	0.85	области 6891, 6892 – области
	27.10		6892	6891-6892	0.85	того же КАО во 2-ом обороте
1989	09.08		5629	5629-5669	0.50	сложная вспыхивающе активная группа:
	05.09		5669	5629-5709	0.65	5629 – 1 оборот; 5669 –
	30.09		5709	5669-5709		2 оборот, 5709 – 3 оборот
1989	18.10		5744	5744-5747	0.32	5744, 5748 – сложные, не связанные
	19.10		5748	5747-5748	0.46	друг с другом области средней активности; 5698 – очень активная
	21.09		5698	5698-5744	0.30	группа в 1-ом обороте (всп. 29.09.89)
	19.10		5747	5698-5747	0.53	5747 – та же группа во 2-ом обороте (всп. 19.10. и 24.10.89)
1991	12.09		6824	6824-6827	0.97	6823, 6824, 6827 –
	14.09		6827			мелкие спокойные области
	11.09		6823	6827-6823	0.85	

Благодарности. Авторы выражают глубокую благодарность всем, кто прислал нам материалы своих наблюдений по кооперативной международной программе сентября-октября 1991 года: Цен Хонгу (Пекинская обсерватория), Н.Н. Степанян (Крымская астрофизическая обсерватория), З.Б. Коробовой (Астрономический институт АН Узб.), Р. Мартру за предоставление $H\alpha$ фильтрограмм, полученных на обсерватории Сакраменто Пик, США, О.Г. Тлатову (Горная астрономическая станция ГАО).

Литература

- Берже П., Помо И., Видаль К., 1991, Порядок в хаосе, М.: Мир.
- Браувер, Цваан (Brouwer M.P., Zwaan C.), 1990, *Solar phys.*, **129**(2), 221.
- Бумба (Bumba V.), 1988, *Bull. Astr. Inst. Czech.*, **39**, 129.
- Витинский Ю.Н., Копецкий М., Куклин Г.В., 1986, Статистика пятнообразовательной деятельности Солнца, М.: Наука.
- Коробова, Могилевский (Korobova Z.B., Mogilevskij E.I.), 1990, *Astron. Tzirk.* **1543**, 19.
- Лаухед, Врей (Loughhead R.E., Bray R.G.), 1984, *Astroph.J.*, **283**, 392.
- Макаров В.И., Кушнир М.В. 1990, Солнечные данные, **11**, 76.
- Могилевский и др. (Mogilevskij E.I., Ioshpa B.A., Starkova L.I. et al.), 1986, *Contr. Astron. Obs. Scalnato Pleso*, **15**, 189.
- Могилевский Э.И., Шилова Н.С., Старкова Л.И. 1988, в: Физика солнечной активности. М.: Наука, 59.
- Мурадян, Мартр, Сору-Эскоу (Mouradian Z., Martres M.J., Soru-Escout I.), 1987, *Astron. Astrophys.*, **183**, 129.
- Мурадян, Сору-Эскоу (Mouradian Z., Soru-Escout I.), 1989а, *Solar phys.*, **123**, 79.
- Мурадян, Сору-Эскоу (Mouradian Z., Soru-Escout I.), 1989, *Astron., Astrophys.*, **210**, 410.
- Обридко В.Н., 1985, Солнечные пятна и комплексы активности, М.: Наука.
- Степанян Н.Н., 1976, в: Возникновение и развитие активных областей на солнце, М.: Наука.
- Степанян Н.Н., 1984, Эволюция солнечной активности и ее прогноз (докторская диссертация), КРАО.
- Solar vector magnetograms 1991. Okayama Astrophys. observatory, March 1992.
- Solar Geophysical Data 1991, N 566-570.
- Шилова Н.С., Бабин А.Н., Делоне А.Б. и др., 1981, в: Год солнечного максимума. М., 2, 120.

УДК 523.9

Комплексы активных областей на Солнце. II

Э.И. Могилевский, Н.С. Шилова

ИЗМИРАН, 142092, Россия, Троицк Московской обл.

Поступила в редакцию 3 августа 1992 г.

Аннотация. С использованием основных результатов анализа вспышечных комплексов активных областей нашей предыдущей работы (Могилевский и Шилова 1997) проведено обоснование и построена качественная модель иерархии ячеечной магнитоконвекции. Дискретный поток энергии в районе топологического магнитного центра активной области ("Pivot point") определяет энергетику активных процессов в комплексе. В этом месте действует временно канал транспортировки энергии из "твердотельно-вращающейся" конвективной зоны активных областей. В комплексе могут возникать в процессе эволюции еще дополнительные магнитные топологические центры. Используя фрактальный анализ изолиний фотосферного магнитного поля ряда активных областей и окрестного фонового магнитного поля, получено что их фрактальная размерность почти одинакова ($D = 1.5$). Это обосновывает структурное самоподобие ячеечной конвекции в активных областях и фонового магнитного поля, что соответствует построенной качественной модели комплекса.

COMPLEXES OF ACTIVE REGIONS IN THE SUN. II, by E.I. Mogilevsky, N.S. Shilova The main results of the analysis of flare active complexes, obtained in our previous paper (Mogilevskij & Shilova 1997), have been used to justify and construct a qualitative model of the hierarchy of the magnetoconvection cellular structure. The discrete flux of energy at the topological magnetic center of the active region ("Pivot Point") determines the energetics of active processes in the complex. A temporary channel of energy transport from the rigidly rotating convection zone of active regions is acting at that site. In the process of evolution, additional magnetic topological centers can appear in the complex. The fractal analysis of isolines of the photospheric magnetic field of a number of active regions and the ambient background magnetic field has been performed to prove their fractal dimensions to be nearly equal ($D = 1.5$). This accounts for structural self-similarity of the cellular convection in active regions and in the background field, which agrees with the suggested qualitative model of the complex.

Ключевые слова: Солнце – магнитоконвекция комплекса – фрактальный анализ магнитного поля

1 Источники энергии активных областей

Задача исследования природы комплексов активных областей (далее – КАО) связана с решением глобальной проблемы природы солнечной активности. Вопрос о том, какова природа первичного источника энергии, пока не имеет не только ясного решения, но и метода исследования. Где располагаются источники энергии солнечной активности и как она транспортируется к уровню наблюдений (фотосфере, хромосфере), есть ли на Солнце реально наблюдаемые явления, которые

несут такую информацию, – эти вопросы уже нельзя игнорировать даже при анализе конкретных явлений, например, вспышек. За последнее время получены данные о вспышках на звездах типа UV Кита. Можно предположить, что дополнительная к стационарному излучению энергия МГД активности у солнцеподобных звезд является необходимым каналом отвода вонне энергии, без которого невозможно сохранение стационарности звезды. Из-за огромной непрозрачности подфотосферного вещества неотводимая явлениями активности энергия накапливалась бы на некотором уровне. Это должно было бы приводить к регулярным пульсациям типа Цефеид или к малым сбросам оболочки всей звезды. Такой процесс накопления тепловой энергии следует из квазилинейности уравнения теплопередачи в среде с диффузией и без источников (Курдюмов и др. 1981)

$$\frac{\partial T}{\partial t} = \frac{\partial}{\partial r} \left(\kappa(T) \frac{\partial T}{\partial r} \right) \quad (1)$$

Здесь учтено, что коэффициент теплопроводности $\kappa(T) = 10^{-11} T^{5/2}(r)$ Вт·м⁻¹град⁻¹ является нелинейной функцией температуры, которая, естественно, меняется с глубиной r . Это уравнение с необходимостью приводит к “остановке” потока тепла и его накоплению на каком-то участке. Его можно рассматривать как один из возможных путей аккумуляции энергии, который мог бы приводить к общему взрыву или мощным пульсациям, если бы не существовал канал отвода энергии, реализующийся в виде явлений солнечной активности.

То, что явления солнечной активности требуют дополнительной энергии, которая должна проявляться и в вариациях солнечной постоянной σ , было ясно давно. Однако только с постановкой высокоточных измерений интегрального потока излучения σ на космических аппаратах SMM, Nimbus-6 и Nimbus-7 (особенно длительные однородные измерения) оказалось возможным установить реальную связь с солнечной активностью и отдельными явлениями на Солнце (Фока и Леон 1988; Макаров и др. 1991). Амплитуда вариаций σ по циклу $\leq 0.1\%$. Прохождение больших солнечных пятен приводит к естественному дефициту σ . Наличие кальциевых флоккулов, тесно связанных с АО, приводит к избытку σ , с коэффициентом корреляции ≥ 0.7 . Короткопериодические вариации σ непосредственно связаны со степенью активности КАО. С учетом площади АО их энергия составляет $\sim 1\%$ полной эмиссии Солнца. И хотя эта величина должна быть несколько снижена за счет эмиссии хромосферной сетки, все же мы получаем грубую оценку мощности, которая расходуется на АО (кроме энергии в рентгене и энергии солнечных космических лучей) – $\sim 10^{31}$ эрг/с. Если учесть, что КАО активно существуют $10^5 - 10^6$ с, то оказывается, что расход энергии на солнечную активность весьма существен. На солнечные вспышки расходуется относительно малая ($\leq 10^{-5} - 10^{-6}$) доля этой общей дополнительной энергии. В этих оценках не учтена значительная величина энергии магнитного поля и МГД явлений в КАО. Проблема источников энергии солнечной активности является не только исходной, но и определяющей. Заметим, что поскольку σ определяется интегрально по всему диску, то никакими перераспределениями источников энергии по диску объяснить наличие вариаций σ нельзя. Необходимый для КАО дополнительный локальный приток энергии на Солнце намного меньше амплитуды вариаций яркости больших вспышек на звездах типа UV Кита (Хэйш 1989).

В стандартной модели Солнца (Дзембовский и др. 1990) ядро с ядерными источниками энергии занимает $\sim 0.2 - 0.3 R_{\odot}$. Между ядром и конвективной зоной располагается зона лучистого равновесия. В настоящее время модель внутреннего строения Солнца, уточняясь в результате новых длительных гелиосейсмических наблюдений и решения обратной задачи гелиосейсмологии, еще далека от завершения. Новые данные (Косовичев и Федорова 1991) свидетельствуют о перемещении вещества в ядре. Это должно приводить не только к уточнению содержания гелия, но, что важно для нашей задачи, и к возможности существования нестационарных “горячих” пятен на границе ядра. Не исключено, что такая нестационарная структура солнечного ядра и является первичным источником энергии солнечной активности. Такой подход требует разработки возможного механизма относительно транспортировки энергии солнечной активности через зону лучистого равновесия, структура которой практически нам не известна. Очевидно только, что лучистый перенос для такого процесса быстрой ($\sim 10^5 - 10^6$ с) транспортировки энергии совершенно не годится. Возможность процесса волновой, автосолитонной, природы транспортировки кратко об-

суждалась в (Могилевский 1991). Однако до тех пор пока не будут найдены хотя бы косвенные экспериментальные доказательства структуры и природы внутреннего строения Солнца, такого рода гипотезы являются недостаточно обоснованными. Значительно более полную (проверяемую экспериментально методами гелиосейсмологии, волновой томографии) информацию можно получить о конвективной зоне. Происходящие в ней МГД процессы находят непосредственное отражение на уровне фотосферы и выше. Вот почему результаты анализа свойств КАО и АО в активной фазе развития позволяют построить рабочую модель КАО. Нам представляется, что такая модель может не только естественно объяснить наблюдаемые свойства КАО, но и ограничить произвол в определении природы и местоположения первичных источников энергии солнечной активности.

2 Иерархическая ячейечная конвекция

Исходным в предлагаемой модели является предположение об иерархической ячейечной конвекции в конвективной зоне. Если для гранул и супергранул это почти очевидно и экспериментально наглядно, то для АО, КАО и особенно фоновых полей в зоне активности, $|\varphi| \leq 50^\circ$, это требуется обосновать. Прямые измерения векторов скорости $\vec{V}$ и векторов магнитного поля $\vec{B}$ для фоновых полей вряд ли сейчас доступны не только из-за малых возможных значений горизонтальной компоненты скорости, но и потому, что они вуализируются и общим вращением, и локальными неоднородностями, и пятиминутными колебаниями. Потому необходим поиск косвенных данных, которые бы подтвердили предположение об ячейечной конвекции фоновых полей. Ограничимся только ссылками на некоторые работы по гелиосейсмологии, начиная с работы Дзембовского и др. (1990). Известно, что рост температуры под фотосферой с глубиной приводит к полной ионизации вначале водорода, а затем к первичной и вторичной ионизации гелия. Такой ход ионизации меняет условия сверхадиабатического температурного градиента. Это должно приводить в конвективной зоне к многоярусной конвекции различных масштабов. Данные по поглощению р-моды пятиминутных колебаний в АО показали (Браун и др. 1988), что магнитные поля АО, сохраняя основную структуру фотосферного поля, простираются вглубь по крайней мере до $0.1 R_\odot$. Метод так называемых "кольцевых диаграмм" (Хилл 1990) позволил получить качественную картину движения вещества в подфотосферной вертикальной плоскости до глубин $0.1 - 0.15 R_\odot$. Характер полученного таким образом движения вещества близок к модели двухъярусной ячейечной конвекции. Существование последней является естественным следствием неустойчивости Рэлея-Бенара, т.е. неустойчивости жидкости в гравитационном поле при подогревании ее снизу. Теория ячейечной конвекции хорошо разработана (Берж и др. 1991). Понятие ячейечной конвекции в рамках теории синергетики (Хакен 1985) для нелинейной энергетически открытой системы, самоорганизующейся в дискретные ячейки, применимо, по-видимому, к конвективной зоне Солнца (Могилевский 1989). Отметим, что именно в этой синергетической схеме возможна иерархическая система вложенных конвективных ячеек различного масштаба. Задача, конечно, существенно усложняется, если рассчитывать конвекцию в магнитном поле. В этом случае не удастся получить аналитическое решение и задача решается численно при определенных заданных значениях безразмерных параметров. Мы воспользуемся результатами расчетов нелинейной магнитоконвекции в стратифицированной среде (Хьюлбарт 1987).

Экспериментальные данные указывали на возможность многоярусной ячейечной конвекции (Богарт 1987), включая ячейки "третьего" яруса конвекции – фоновые поля (Степанян 1984). Рассмотренная нами рабочая модель КАО при использовании выше перечисленных аргументов в пользу иерархической модели ячейечной конвекции предназначена прежде всего для объяснения наблюдательных данных, полученных нами в первой части работы. В ней были выявлены следующие свойства.

1) В КАО существует хорошо наблюдаемая связь между компонентами комплекса. Она проявляется в корреляции вариаций магнитных потоков, в характерных активных арках-волоках, общих вспышечных лентах, являющихся отражением общего подфотосферного поля КАО. Связь областей в комплексе обусловлена генетически.

2) В комплексе выделяется основная АО, определяющая главные эволюционные характеристики КАО. Колебательный характер развития области наиболее отчетливо заметен в этой области. По фазе эволюции компоненты КАО различаются.

3) В структуре АО и КАО выделяется малый (несколько угловых секунд) участок так называемого топологического магнитного центра (*pivot point* по терминологии французских исследователей, Мауральян и др. 1988). Этот ТМЦ не имеет дифференциального сдвига, что свидетельствует о связи с глубокими подфотосферными областями конвективной зоны, которая вращается почти твердотельно. В этом месте происходит всплывание нового магнитного поля, ось которого значительно отклоняется от оси основного магнитного поля. ТМЦ – место выброса вещества. В длительно существующих КАО могут последовательно появиться новые ТМЦ, смещенные относительно угасшего ТМЦ.

4) Фазовые диаграммы эволюции КАО позволили выявить двупериодический характер его развития. “Гладкая” часть фазового портрета соответствует предельному основному циклу эволюции. На нее в крупных АО накладываются более короткопериодические петли, совпадающие с периодом высокой вспышечной активности. Группировка серий больших вспышек (кортеж) в окрестности петли на фазовой диаграмме сохраняется 2–3 дня. Короткопериодические колебания КАО 1–3 дня – проявление вынужденных колебаний в магнитном поле АО. Соотношение периодов колебаний иррационально, что свидетельствует о квазипериодической эволюции всей динамической системы АО.

5) КАО располагаются вблизи границы фонового магнитного поля. Если он располагается вблизи хейловской границы, то для него характерна сложная мультиполярная структура, и вспышечная активность в нем проявляется максимально. При расположении КАО вблизи хейловской границы он имеет простую биполярную структуру и низкую вспышечную активность.

3 “Всплывание” магнитного поля АО

При построении рабочей модели учитывалось, что возникновение КАО (АО) возможно, если имеется дополнительный локальный приток энергии, составляющий меньше 1% от нормального потока излучения. В местах образования КАО должны формироваться два различных по глубине уровня ячейочной конвекции. Первый соответствует конвекции до глубин $\sim 3 \cdot 10^9$ см, второй – с основанием на глубине $\sim 2 \cdot 10^{10}$ см, соответствующий фоновому магнитному полю. Эти величины не только соответствуют протяженности полей на фотосфере, но и скачкообразному сверхадиабатическому градиенту температур при ионизации атомов. С учетом нелинейного коэффициента теплопроводности квазилинейное уравнение теплодиффузии (1), приведенное выше, обуславливает временную остановку и накопление тепла на указанных глубинах. Это приводит к развитию ячейочной двух-ярусной конвекции. Конвективные ячейки АО находятся внутри конвективных ячеек фонового поля. Структурное подобие этих разномасштабных ячеек мы обоснуем ниже расчетом фрактальной размерности наблюдаемых на фотосфере магнитных структур.

В рамках настоящей работы не рассматривается вопрос о генерации магнитного поля. Лишь предполагается, что имеет место ячейочная магнитоконвекция в среде, параметры которой заданы равновесной моделью Спрюита (1977). Частично используется идея о важной роли в образовании АО азимутальной компоненты магнитного поля в основании конвективной ячейки, разработанная в серии работ Паркера (1982, 1987). Согласно этим работам, азимутальное поле в основании конвективной зоны создает своеобразный эффект “тепловой тени” – блокировки теплового потока с накоплением энергии $\geq 2.2 \cdot 10^{36}$ эрг. “Язык” замагниченной плазмы выносит с глубин $\sim 10^{10}$ см на уровень фотосферы магнитную энергию АО $\sim 2 \cdot 10^{33}$ эрг. В этой схеме макроскопически быстрой магнитной плавучести (за одни сутки) можно представить только первоначальный процесс образования простейшей биполярной АО. В ней не учитывается роль фонового магнитного поля, а ячейочная конвекция имеет только один уровень образования. Она не может описать колебательный режим эволюции АО, тем более – развитие КАО. Наконец, введенное Паркером недавно (Паркер 1991) понятие “динамической плавучести” может свести к минимуму роль магнитного

поля в образовании АО. Динамическая плавучесть ограниченного объема, например, гидродинамического вихря горячей плазмы, может приводить независимо от магнитного поля к выталкиванию к фотосфере перегретой плазмы. Между тем, роль магнитного поля в появлении и развитии АО по данным многочисленных наблюдений и теоретического рассмотрения, бесспорно, является определяющей.

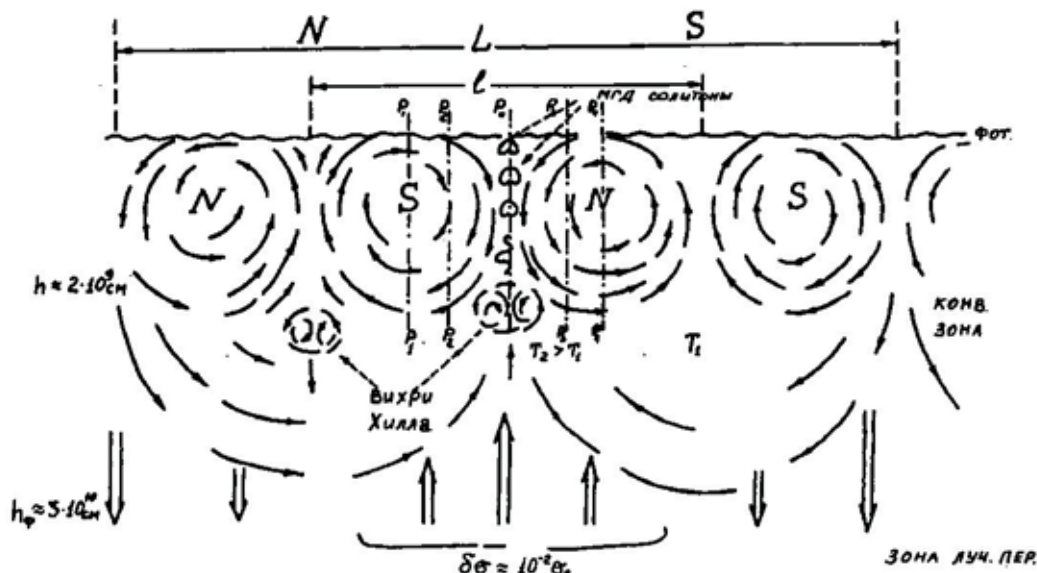


Рис. 1. Общий вид рабочей модели комплекса АО. Обозначения: L (N и S) – конвективная ячейка фонового магнитного поля; l – конвективная ячейка АО. Стрелки $\uparrow$ и $\downarrow$ обозначают сносимый фоновой конвекцией дополнительный поток энергии, T_1 и T_2 – температуры над и под вихрем Хилла; $P_1 \dots P_4$ – оси возможных АО

Общий вид нашей рабочей модели представлен на рис. 1. Она построена с учетом всех отмеченных выше условий. На рис. 1 представлено сечение конвективных валов вертикальной плоскостью. Фоновое поле с линейным размером L обозначено ячейкой I, а конвективная ячейка АО, ячейка II, имеет линейный размер l . Выбор величин L и l грубо соответствует наблюдениям. Приняв эти величины, мы можем, пользуясь моделью Спрюита (1977) получить ряд параметров ячеек: температуру T , скорость конвекции V , плотность ρ (см. таблицу 1).

С учетом изменения $\bar{V}$ с глубиной получим, что средняя скорость конвекции на глубинах около $3 - 4 \cdot 10^9$ см и $\sim 10^{10}$ см составляет $\sim 1.8 \cdot 10^4$ см/с и $5 \cdot 10^4$ см/с. Отсюда следует, что среднее время подъема вещества в ячейке I $\leq 10^5$ с, а в ячейке II $\sim 10^6$ с. Так как по нашей оценке $V < V_{зв}$, то среду можно считать несжимаемой. Среднее время существования ячейки I $\geq 10^7$ с, ячейки II $\approx 10^6 - 10^7$ с. Все эти цифры носят иллюстративно-ориентировочный характер. На рис. 1 ячейка II соосна ячейке I. Очевидно, что допустимо относительное смещение осей ячеек в пределах $l < \pm L/2$. Из рис. 1 следует, что наибольший первоначальный поток энергии (стрелка $\uparrow$) находится на оси ячейки L . Расположение ячейки II может быть произвольным, но наибольший начальный поток энергии получит та ячейка II, которая располагается вблизи оси ячейки I. Это означает, что в

Таблица 1.

Параметры в основании конвективной ячейки	Для ячейки фонового поля, I	Для ячейки АО, II
Глубина основания	$2 \cdot 10^{10}$ см	$3 \cdot 10^9$ см
T	$2.3 \cdot 10^6$ °K	$2.4 \cdot 10^5$ °K
V	$8 \cdot 10^2$ см/с	$1.7 \cdot 10^4$ см/с
p	$2.5 \cdot 10^{-1}$ г/см ²	$8 \cdot 10^{-3}$ г/см

комплексе мощность АО будет максимальной у той АО, которая расположена вблизи оси ячейки I. И до рассмотрения механизма реализации энергии из рис.1 видно, что расположение АО вблизи антихейловской границы (совпадение полярности и направлений движения) или у хейловской границы играет существенную роль в развитии активности АО. При антихейловской границе энергия подводится потоком вещества в ячейке I. При антихейловской границе энергия отводится потоком опускающегося вещества. Если комплекс относительно простой, как КАО, рассмотренный в первой части нашей работы, то расстояния между АО достаточно большие в пределах $l < L/2$. Их развитие определяется тем же потоком энергии в ячейке I, но разной интенсивности, в зависимости от расположения АО относительно оси ячейки I. Поэтому должна существовать взаимная корреляция между компонентами комплекса, которые могут заметно отличаться по фазе эволюции. Для сложных многокомпонентных КАО (например, июнь-июль 1982 года) расстояния между АО были минимальными. Возможен крайний случай – слияние дипольных компонент и образование мультиплетного головного пятна.

Как уже упоминалось выше, нелинейную систему уравнений магнитоконвекции в стратифицированной конвективной зоне удалось решить только численно. Результаты такого расчета качественно иллюстрируются рисунком 2, взятым из работы Хьюлбарта, Вейсса (1987). Рассмотрим одно из следствий этих работ.

4 Вихрь Хилла и “петли” фазового портрета области

Вблизи основания конвективной ячейки дополнительно образуется субконвективный вихрь, в котором движение вещества направлено противоположно движению в основной конвективной ячейке АО. Магнитное поле этого субконвективного элемента соответствует полю вихря Хилла с азимутальной компонентой $\sim 3 \cdot 10^3$ Гс. Это поле, как в модели Паркера (1982), блокирует идущий снизу тепловой поток. Последнее вместе с эффектом магнитной плавучести приводит к неустойчивости Тейлора-Гельмгольца. Это заставляет вихрь Хилла подниматься вверх со скоростью $V \leq V_{\text{зв}}$. Действуя как поршень, вихрь Хилла возбуждает над собой в канале вихревой ячейки (рис. 2) длинноволновые продольные волны, которые при распространении в нелинейной и слабодисперсной среде преобразуются в соответствии с уравнением Кортевега де Фриза в МГД солитоны. МГД солитоны, двигаясь со скоростью $V \geq V_a$ (V_a – локальная альвеновская скорость), опережают выход на фотосферный уровень вихря Хилла. Отметим, что расчет МГД солитонов можно было провести, используя нелинейное уравнение Беньямино-Оно, как это было сделано для аналогичной задачи в (Могилевский 1989), где было показано, что продольные волны и солитоны могут выходить с различных глубин. Частичная диссипация этих МГД солитонов может обеспечивать энергию солнечных вспышек (Могилевский 1986). Поток МГД солитонов и вспышечный вихрь Хилла определяют топологический магнитный центр АО. По самому смыслу этой схемы участок АО, где канализируется идущая из почти твердотельно вращающейся конвективной зоны энергия, не имеет дифференциального вращения, что соответствует наблюдениям ТМЦ. Если АО представляет собой сочетание нескольких дипольных ячеек, то можно ожидать появления нового ТМЦ в другом месте КАО.

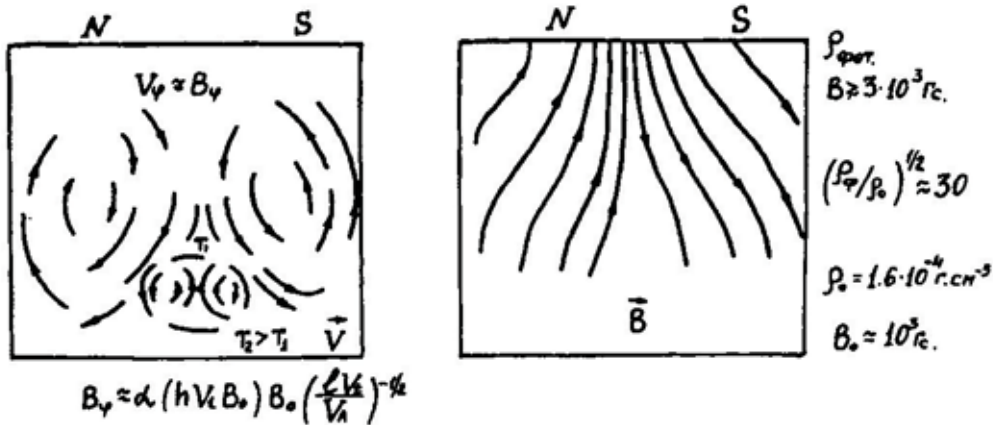


Рис. 2. Упрощенная схема конвекции ($\bar{V}$) и концентрации магнитного поля ($\bar{B}$) по Иолбурт (1987) и Хулбурт и Вейсс (1987). B_v – азимутальный вихрь Хилла, l – размер вихря, V_t – турбулентная скорость, V_A – скорость Альвена. Значения параметров B ($3 \cdot 10^3$ Гс), ρ ($1,6 \cdot 10^{-4}$ г см $^{-3}$) взяты по модели Спруита (1977)

Режим колебательной эволюции АО, выявляющийся на фазовом портрете АО и КАО, можно рассматривать как отражение режима осциллятора с вынуждающей силой (параметрический осциллятор). Основной период от зарождения до диссипации АО соответствует зарождению и распаду конвективной ячейки l . Это “гладкое” развитие может прерываться дискретными изменениями в самой ячейечной конвекции, зарождением, всплытием и диссипацией осевых и боковых субконвективных элементов. В силу относительно большой инерционности системы ячеек l и L , основной период можно рассматривать как предельный цикл, к которому стремятся все фазовые траектории, т.е. он является примером аттрактора. Во вспышечно-активных областях, где поднимаются вихри Хилла, возникают вынужденные колебания всей системы. Они описываются нелинейным уравнением Ван дер Поля. В силу неоднородности конвективной ячейки l и нелинейности диссипативных процессов в АО частоты колебаний, определяемые воздействием вихрей Хилла, не могут быть кратными основной частоте развития АО. Отсюда следует, что вся система находится в квазипериодическом режиме. Короткопериодические колебания (“петли”) не могут синхронизироваться с основным периодом эволюции АО. Отсюда следует неопределенное положение петель на фазовом портрете.

5 Фрактальность магнитных полей на Солнце

Рассмотренная рабочая модель КАО предполагает качественное подобие ячейечной конвекции в масштабе АО и фонового магнитного поля. Объективным критерием такого структурного подобия может служить анализ геометрии изолиний измеренных магнитных полей на фотосфере. Предполагается, что они отражают структуру и движения подфотосферной ячейечной магнитоконвекции. Это предположение исходит из того, что β (отношение плотности кинетической и магнитной энергий) $\gg 1$. Данные гелиосейсмологии подтверждают, что в пределах конвективной зоны $10 \leq \beta \leq 10^2$. Для выяснения структурного подобия используем метод фрактального анализа (Федер 1991). В нашем случае фрактальную (дробную) размерность можно определить по соотно-

шению Мандельброта (Федер 1991). Периметр замкнутой структуры (у нас – изолинии поля) $L(\delta)$ связан с ограниченной им площадью $A(\delta)$ соотношением

$$L(\delta) = C\delta^{1-D}[A(\delta)]^{D/2} \quad (2)$$

Здесь D – фрактальная размерность, определяющая подобие структур, δ – длина используемого эталона измерения. Постоянный масштабный множитель $C\delta^{1-D}$, определяющий неэффективный для определения D прямой участок границы измеряемого объекта, стремится к единице при малости эталона. Чтобы убедиться в том, что постоянный масштабный множитель близок к единице, были проведены измерения $L(\delta)$ и $A(\delta)$ одним и тем же “ δ ” по граничной изолинии на магнитограммах АО II за 3 октября 1991 г. по каталогу обсерватории Киото (Солнечные магнитограммы, 1991) и по магнитограммам Пекинской обсерватории. В первом случае пространственное разрешение магнитограмм – 10", во втором – 3". В обоих случаях фрактальная размерность оказалась одинаковой $D = 1.53$. Аналогичный расчет был проделан по магнитограммам головного пятна АОII, полученным на обсерватории Сакраменто Пик (разрешение 2") и по магнитограмме Пекинской обсерватории за 2 октября 1991 г. И в этом случае фрактальная размерность оказалась одинаковой. Таким образом, постоянный масштабный множитель близок к единице. Определение фрактальной размерности как характеристики структурного подобия сводится к простому выражению

$$D = \frac{2 \ln L(\delta)}{\ln A(\delta)} \quad (3)$$

Таблица 2.

Изолинии	Поле N полярности			Поле S полярности		
	$L(\delta)$	$A(\delta)$	D	$L(\delta)$	$A(\delta)$	D
1	171	742	1.5 ± 0.05	205	1119	1.5 ± 0.05
2	78	211	1.6	126	329	1.7
3	52	85	1.8	92	301	1.6
4				48	91	1.8

Для обоснования нашей рабочей гипотезы мы сравнили фрактальную размерность по внешней изолинии магнитного поля АОII по магнитограммам Пекинской обсерватории за 28.09.91 и фонового магнитного поля, к которому примыкал КАО с восточной стороны. Фоновые магнитные поля измерялись по карте Стэнфордской обсерватории, опубликованной в Солнечно-геофизических данных (1991). Фрактальные размерности столь разномасштабных магнитных полей оказались почти одинаковыми – 1.57 и 1.59. Поскольку этот результат принципиально важен для обоснования рабочей модели, был проведен дополнительный расчет величины D для всех изолиний фонового магнитного поля N полярности, расположенного к западу от КАО и S полярности, в котором непосредственно расположен КАО сентября-октября 1991 г. Измерения проводились по картам Стэнфордской обсерватории в дни пересечения серединой фоновых полей центрального меридиана по картам за 28 и 30.09.91. В N полярности выделялись три замкнутые изолинии уменьшающегося масштаба и растущей величины поля, в S полярности – четыре таких контура. Результаты расчетов приведены в таблице 2.

Из таблицы следует, что 1) независимо от знака фонового магнитного поля фрактальная размерность $D < 2$; 2) фрактальная размерность по внешней магнитной изолинии оказалась для N и S фоновых полей одинаковой $D = 1.5 \pm 0.05$; 3) фрактальная размерность для изолиний растущего значения фоновых полей постепенно увеличилась и достигла величины 1.8 ± 0.05 .

Таблица 3.

Дата	Коорд. АО $L(\delta)$	$A\delta$	Полярность	D
19.02.91	$\lambda = -2^\circ$	42 100	N	1.6
	$\varphi = 0^\circ$	87 428	N	1.5
		102 548	S	1.5
		40 93	S	1.6
24.02.91	$\lambda = -9^\circ$	144 854	N	1.5
	$\varphi = -8^\circ$	128 576	N	1.5
		310 2218	S	1.5
25.02.91	$\lambda = +10^\circ$	100 409	N	1.5
	$\varphi = -8^\circ$	281 1212	N	1.6
02.03.91	$\lambda = +5^\circ$	38 71	N	1.7
	$\varphi = +12^\circ$	63 225	N	1.5
		94 426	N	1.5
		50 129	S	1.6
		100 383	S	1.6
02.04.91	$\lambda = -18^\circ$	65 200	N	1.6
	$\varphi = -2^\circ$	118 601	N	1.5
		52 158	S	1.6
		213 1412	S	1.5
03.04.91	$\lambda = -5^\circ$	65 234	N	1.5
	$\varphi = 0^\circ$	102 532	N	1.5
		80 328	S	1.5
		124 599	S	1.5
02.10.91	$\lambda = 0^\circ$	187 1682	N	1.5
по магнитограмме Сакраменто Пик	$\varphi = -12^\circ$	108 887	N	1.4

Последнее свидетельствует об упрощении характеристик растущего магнитного поля, большей концентрации исходных элементов и близости рассматриваемой структуры к плоскости. Это подтверждает объективность физического смысла получаемых значений фрактальной размерности.

Такой фрактальный анализ по всем изолиниям поля в АО позволяет проследить структурные изменения (концентрацию элементов поля) в процессе эволюции КАО. Чтобы убедиться в универсальности фрактальной размерности в АО разного размера и полярности, был проведен соответствующий подсчет по каталогу магнитограмм японской обсерватории Окаяма (Солнечно-геофизические данные, 1991). Все АО рассматривались в момент прохождения центра диска для уменьшения влияния эффекта проекции. Данные измерений приведены в таблице 3.

Из таблицы следует, что фрактальная размерность разных областей очень близка. Последнее еще раз подтверждает применимость гипотезы ячейечной конвекции ко всем из них.

6 Заключение

Мы попытались, используя материалы наблюдений эволюции КАО, качественно обосновать рабочую модель его подфотосферной структуры. Такой подход отличается как от чисто феноменологического, так и от чисто теоретического. В настоящий момент наши знания о подфотосферных слоях АО весьма ограничены. Методы гелиосейсмологии позволили заглянуть в подфотосферные глубины. Но пока, в основном, используется хорошо разработанный аппарат наблюдений Р-мод пятиминутных глобальных колебаний. Детальный анализ особенностей широкого спектра колебаний АО в ТМЦ может быть весьма перспективным, так как он показывает, что волновые явления несут информацию о собственных колебаниях структурных элементов подфотосферной плазмы.

Литература

- Берже П., Помо И., Видаль К., 1991, Порядок в хаосе, М.: Мир, с.366.
- Богарт (Bogart R.S.), 1987, Solar phys., 110, 51.
- Броун и др. (Broun D.C., La Bonte B.J., Duvall T.L.), 1988, Astrophys.J., 335, 1015.
- Дзимбовски и др. (Dziembowski W.A., Pomyatnych A.A., Siekiewicz R.), 1990, Monthly Not. R.A.S., 244, 542.
- Йолбурт (Yurlburt N.E.), 1987, in: The role of Fine-scale magnetic fields on the structure of the solar atmosphere. Eds. Schroter E.H. et al., Cambridge, 210.
- Косовичев А.Г., Федорова Ф.В., 1991, Астрон.Ж., 68(5), 1015.
- Курдюмов С.П., Малинецкий Г.Г., Повешенко Ю.А. и др., 1981, Препринт ИПМ АН СССР, N 85, с.35.
- Макарова Е.А., Харитонов А.В., Казачевская Т.В., 1991, Поток солнечного излучения. М.: Наука, с.420.
- Могилевский Э.И., 1986, Кинематика и физика небесных тел, 2, 75.
- Могилевский Э.И., 1991, Солнечные данные, 2, 93.
- Могилевский (Mogilevskij E.J.), 1989, in: Solar magnetic fields and corona, Novosibirsk: Наука, 72.
- Могилевский Э.И., Шилова Н.С., 1997, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 94.
- Мурадян и др. (Mouradian Z., Martres M.J., Soru-Escaut I.), 1988, Astron. Astroph., 199, 318.
- Паркер Е.Н., 1982, Космические магнитные поля. М.: Мир, 2, с.479.
- Паркер (Parker E.N.), 1987, Astrophys.J., 312, 868.
- Паркер (Parker E.N.), 1991, Astrophys.J., 380, 251.
- Solar-Geophysical Data, 1991, N 567.
- Solar vector magnetograms 1991, Okayama Asrtophysical Observ., March 1992.
- Спруит (Spruit H.C.), 1977, Magnetic flux tubes and transport of heat, thesis, Utrecht, p.145.
- Степанян Н.Н., 1984. Эволюция солнечной активности и ее прогноз (докторская диссертация), Крым.Астрофиз.Обсерв., с.307.
- Федер Е., 1991, Фракталы. М.: Мир, 260 с.
- Фоукал, Леон (Foukal P., Leon J.), 1988, Astrophys.J., 328, 347.
- Хакен Г., 1985, Синергетика. М.: Мир, 404 с.
- Хилл (Hill F.), 1990, Solar phys., 128, 321.
- Хулбурт, Вейсс (Hurlburt N.E., Weiss N.O.), 1987, in: The role of Fine-scale magnetic fields on the structure of the solar atmosphere. Eds. Schroter E.Y. et al., Cambridge, 35.
- Хэйш (Haich B.M.), 1989, Solar Phys., 121/1,2, 3.
-

УДК 523.9

Совместные (НИРФИ-КраО) исследования спектральных и флуктуационных характеристик явлений солнечной активности в микроволновом диапазоне

Н.С. Каверин¹, М.А. Миронов², И.Г. Моисеев², С.Д. Снегирев¹, Ю.В. Тихомиров¹,
В.М. Фридман¹, Л.И. Цветков², О.А. Шейнер¹

¹ Научно-исследовательский радиофизический институт, 603600, Россия, НИРФИ, Нижний Новгород

² Крымская Астрофизическая Обсерватория, 334413, Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 10 июля 1995г

Аннотация. Рассмотрены результаты экспериментов, проведенных в период 1977–1989 гг. на радиотелескопе РТ-22 КраО, с высоким спектральным и временным разрешением в микроволновом диапазоне волн. Описаны приемная аппаратура, включающая спектрографы последовательного анализа диапазонов 8–12 ГГц и 12–18 ГГц и высокочувствительные радиометры, а также разработанные системы регистрации. Приводятся основные полученные результаты по различным явлениям солнечной активности: многомодовость пятиминутных колебаний в центрах активности, наличие тонкой структуры спектра локальных источников радиоизлучения, спектральные характеристики микроволновых предвестников, наличие двухкомпонентного состава и узкополосной быстровременной компоненты излучения солнечных всплесков. Предложены объяснения ряда описанных явлений в рамках современных представлений о физических процессах на Солнце.

JOINT (NIRFI-CrAO) INVESTIGATIONS OF SPECTRAL AND FLUCTUATIVE CHARACTERS OF PHENOMENA OF SOLAR ACTIVITY IN MICROWAVE REGION, by N.S. Kaverin, M.A. Mironov, I.G. Moiseev, S.D. Snegirev, Yu. V. Tikhomirov, V.M. Fridman, L.I. Tsvetkov, O.A. Sheiner. The experimental results carried out during 1977–1989 at the 22-m radio telescope of CrAO with the high spectral and temporal resolution in microwave region are considered. The receiver complex including the consistent analysis type spectrometers at the 8–12 GHz and 12–18 GHz bands, high sensitive radiometers, and elaborate registration system are described. The main results in research of different phenomena of solar activity: the multi mode oscillations in radio emission from active centers, evidence of fine structure in spectrum of solar local sources, spectral characters of microwave precursors, presence of two parts structure and narrow band high temporal components in solar radio bursts are given. Some described phenomena are explained in frames of modern performances about the physical processes on the Sun.

Ключевые слова: солнечная активность, радиоизлучение, эксперимент.

1 Введение

В конце 70-х годов стало очевидным, что прогресс в понимании основных солнечных явлений в микроволновой части радиодиапазона невозможен без исследования тонкоструктурных особенностей

их характеристик. К основным компонентам солнечного радиоизлучения, как известно, относятся излучение "спокойного" Солнца, медленно-меняющийся компонент (S-компонент), всплески радиоизлучения и связанные с ними явления. Исследование этих компонентов показывало, что каждый из них обладает теми или иными особенностями. Например, к этому времени были обнаружены квазипериодические флуктуации солнечного радиоизлучения (Кобрин 1976), стимулировавшие изучение волновых и колебательных процессов в солнечной атмосфере радиометодами. Сообщалось о возможном присутствии тонких спектральных структур в S-компоненте радиоизлучения Солнца (Каверин и др. 1976), был обнаружен спайковый характер всплесков радиоизлучения в дециметровом диапазоне (Слотти 1978).

Как показали эти исследования, характерными особенностями при изучении тонкоструктурных параметров различных явлений солнечной активности являются – измерение малых амплитудных изменений процесса и, возможно, небольшой пространственный масштаб связанных с ним явлений – при изучении флуктуаций радиоизлучения; – измерение узкополосных и быстроизменяющихся спектральных структур, имеющих сравнительно небольшие интенсивности излучения на фоне мощной континуальной составляющей – при изучении S-компонента и всплесков радиоизлучения. Эти разнообразные особенности исследований обусловили, с одной стороны, необходимость создания специальной измерительной радиоастрономической аппаратуры, а с другой стороны, необходимость постановки специальных экспериментов (наблюдений) на больших радиотелескопах.

С этой целью в НИРФИ была создана спектрографическая аппаратура, позволяющая проводить спектральные исследования микроволнового излучения Солнца в широком диапазоне частот с высоким спектральным и временным разрешением. Эта аппаратура использовалась в совместных с КРАО исследованиях на РТ-22 в Симеизе, где имелись приемники на фиксированные частоты, 8.5; 12.0; 16.0 и 13.3 ГГц (Цветков 1974, 1980), которые обладали высокой чувствительностью и высоким временным разрешением. Для выполнения совместных исследований были также созданы специализированные системы регистрации данных, обладающие высокой скоростью регистрации и большим объемом запоминаемой информации.

2 Аппаратура и методика наблюдений

Особые требования к аппаратуре и методике наблюдений были обусловлены многообразием задач, решаемых при экспериментах, быстропеременностью и большим диапазоном изменений амплитуд входного сигнала при различных явлениях, относительно малой величиной ожидаемых спектральных особенностей и отсутствием априорной информации о времени и характере протекания вспышечных явлений. Это накладывало требования на основные параметры используемой аппаратуры и методики наблюдений. Характерные времена изменений В и S компонентов солнечного радиоизлучения составляют десятки минут и более, в то время как во всплесках существенное изменение сигналов происходит за доли секунд. При этом на импульсной фазе всплесков средней интенсивности (до 70 солнечных единиц потока (с.е.п.)) изменение антенной температуры при наблюдениях в см диапазоне на РТ-22 уже за одну секунду может превышать величину антенной температуры при наблюдениях областей спокойного Солнца. Это определило выбор характерного времени регистрации спектра $\leq$ секунды для спектрографов последовательного анализа. Оценка изменений сигналов во время наблюдений спокойного Солнца, активных областей и всплесков при работе на РТ-22 указывает на необходимость при создании спектрографов иметь динамический диапазон регистрации сигналов 60–70 дБ. Реализация такого динамического диапазона как для СВЧ-части спектрографа, так и для системы регистрации представляло трудную задачу. На этом этапе проведенных исследований был реализован динамический диапазон 45 дБ, что позволило совместить задачи по изучению динамики S-компоненты радиоизлучения, предвсплесковых изменений, слабых и средних всплесков.

Исследования непрерывного спектра микроволнового излучения S-компонента показали наличие спектральных особенностей масштабов $\Delta f/f \ll 1$ (Каверин и др. 1976), ряд теоретических работ указывал на возможность наличия спектральных особенностей такого же масштаба для

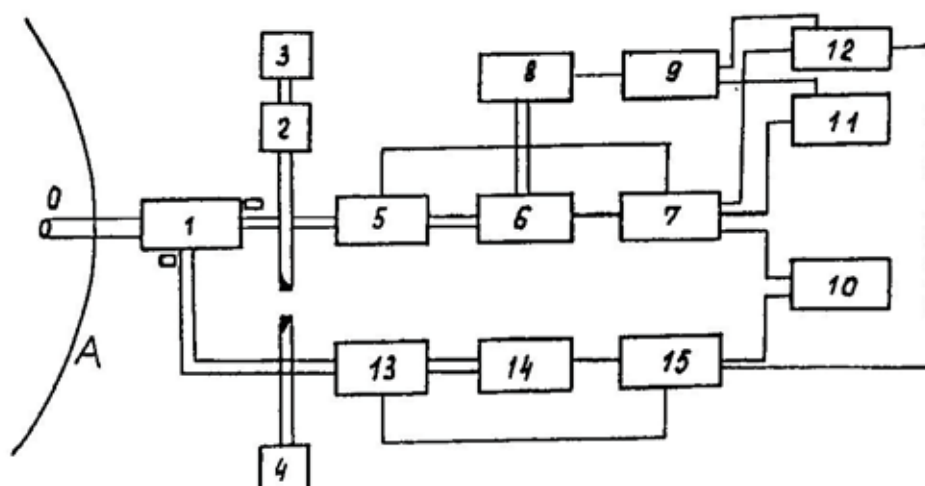


Рис. 1. Блок-схема спектрографического комплекса. 1 – волноводный тройник; 2 – генератор шума (ГШ); 3 – генератор шума полупроводниковый (ГШП); 4 – ГШ; 5 – модулятор спектрографа; 6 – ВЧ-блок спектрографа; 7 – НЧ-блок спектрографа; 8 – перестраиваемый гетеродин; 9 – блок управления; 10 – многоканальный самописец; 11 – система регистрации (ДЗ-28); 12 – система регистрации с магнитной лентой (УРЦД); 13 – модулятор контрольного канала; 14 – ВЧ-блок контрольного канала; 15 – НЧ-блок контрольного канала; О – облучатель; А – антенна

спорадического излучения (Железняков и Злотник 1980). При этом ожидаемая амплитуда спектральных особенностей относительно мала, что потребовало сохранения высокой точности измерений во всем диапазоне изменений сигналов всех спектральных составляющих. Представлялось необходимым применение совместно со спектрографом отдельного радиометрического канала на фиксированной длине волны. Такой контрольный канал, наряду с получением независимой информации, позволял оценивать временные изменения и проводить визуальный контроль с целью выбора интервала регистрации полного объема данных. С помощью такого канала осуществлялась регистрация быстровременных изменений сигнала синхронно с частотой регистрации данных в спектрографическом канале. Контрольный канал, обеспечиваемый радиометрами КраО, служил также для привязки данных измерений к абсолютным величинам потоков радиоизлучения. Блок-схема полного спектрографического комплекса, используемого в наблюдениях, приведена на рис. 1. В некоторых экспериментах использовались отдельно спектрограф НИРФИ или радиометр Крымской обсерватории. Разделение сигналов на спектрографический и контрольный каналы производилось по двум линейным ортогональным поляризациям. Использовались две системы регистрации данных: первая, на основе мини-ЭВМ "Электроника ДЗ-28" из серии вычислительных управляющих машинных систем (ВУМС) (Пахомова и др. 1982), и вторая, на основе разработанного устройства регистрации цифровых данных (УРЦД), осуществляющего запись текущей информации на магнитную ленту с ее последующей обработкой на БЭСМ-6 (Ронжин и др. 1978).

Система регистрации на "ДЗ-28" использовалась для регистрации данных со спектрографа на кассетный накопитель и контроля данных на одной (любой выбранной) из частот спектрографа на самописец с помощью разработанного интерфейса ИНТ с применением аналого-цифровых и цифро-аналоговых преобразователей (Пахомова и др. 1982). Программное обеспечение ВУМС позволяло регистрировать в непрерывном режиме спектрографические данные со скоростью 1 спектр в секунду в течение одной минуты в оперативную память с последующим сбросом их на накопитель (режим, используемый во время всплесков), либо регистрировать усредненные за минуту данные по спектру (режим для изучения S-компонента). ЭВМ ДЗ-28, входящая в систему регистрации, использовалась также для управления режимом регистрации данных. 3-х канальная система ре-

гистрации УРЦД, используя аналого-цифровой преобразователь, переводила аналоговые сигналы с выходов спектрографа и контрольного канала в цифровой код с записями на магнитную ленту, последующая обработка которых проводилась в дальнейшем на БЭСМ-6 по разработанным программам. Преимуществом системы УРЦД являлась возможность непрерывной параллельной регистрации данных по спектрографическому и радиометрическому каналам на протяжении нескольких десятков минут, что определялось длиной магнитной ленты (500 метров) и скоростью магнитофона.

В сериях проведенных наблюдений на разных этапах использовались различные спектрографы 8–12 ГГц и 12–18 ГГц и разные контрольные каналы на частоты 8,5 ГГц и 13,3 ГГц. Основные данные спектрографов (Панфилов и Тихомиров 1982) приведены ниже:

- диапазон перестройки – 8–12 ГГц (12–18 ГГц);
- дискретность перестройки по частоте – 50–40 МГц (60–50 МГц) – 80–100 точек на диапазон;
- частотное разрешение – 100 МГц;
- скорость свипирования – 1 спектр/сек.;
- флуктуационный порог чувствительности при $\tau = 1$ сек. – 1,5–2,0 К (2,0–2,5 К);
- динамический диапазон – 45 дБ.

Флуктуационный порог чувствительности радиометра на 13,3 ГГц составлял 0,15 К.

Крымский радиотелескоп РТ-22, имея достаточное для запланированных экспериментов пространственное разрешение в см диапазоне длин волн, обладает квалифицированным обслуживающим персоналом и отработанными методиками наблюдений Солнца в различных режимах, высокой мобильностью для постановки различных экспериментов. Антенная система РТ-22 позволяла реализовать весь диапазон спектрографов, а угловое разрешение (4–6 угловых минут) – наблюдать отдельные активные и спокойные участки Солнца. При этом величина углового разрешения была оптимальной и для наблюдения всплесков в той или иной активной области, поскольку для большинства наблюдаемых всплесков их координаты были близки к координатам максимума диаграммы направленности.

Методика наблюдений включала слежение за активными областями с записью на УРЦД текущих спектров со спектрографа и временных сигналов с радиометра с разрешением 100 точек за секунду и усредненных минутных спектров на систему ВУМС. При разработке методики наблюдений было обращено внимание на исключение возможных спектральных особенностей в регистрируемом сигнале, обусловленных антенными эффектами, интерференционными эффектами за счет отраженного сигнала гетеродина, а также собственными входными тепловыми шумами. Для этого в течение наблюдательного сеанса проводились 2–3 цикла полных калибровок, включающих записи спектров радиоизлучения областей спокойного Солнца и спектров принимаемого радиоизлучения атмосферы при отведении антенны от Солнца на 5 градусов по азимуту.

Для осуществления абсолютных измерений потоков радиоизлучения в каждом цикле наблюдений были проведены измерения спектров радиоизлучения Луны. Методика обработки данных со спектрографов предусматривала получение относительных спектров излучения всплеска делением значений антенной температуры в текущих спектрах на соответствующие усредненные значения в опорном спектре радиоизлучения активной области, выбираемом в отсутствие всплеска. Приведение к абсолютным потокам радиоизлучения осуществлялось по наблюдениям спектров активных областей и спокойного Солнца по методике, изложенной в (Каверин и др. 1979).

3 Результаты

Одним из важных результатов, полученных при сотрудничестве НИРФИ и КрАО, являются результаты по изучению колебательных и волновых процессов в атмосфере Солнца. Цикл наблюдений в марте 1985 года был посвящен исследованию пятиминутных флуктуаций радиоизлучения Солнца на длине волны 2,25 см. На приемной аппаратуре, сопряженной с системой регистрации, разработанной в НИРФИ, регистрировались колебания радиояркостности от слабых локальных источников, флоккульных повышений радиояркостности и от участков спокойного Солнца (Цветков и др. 1989).

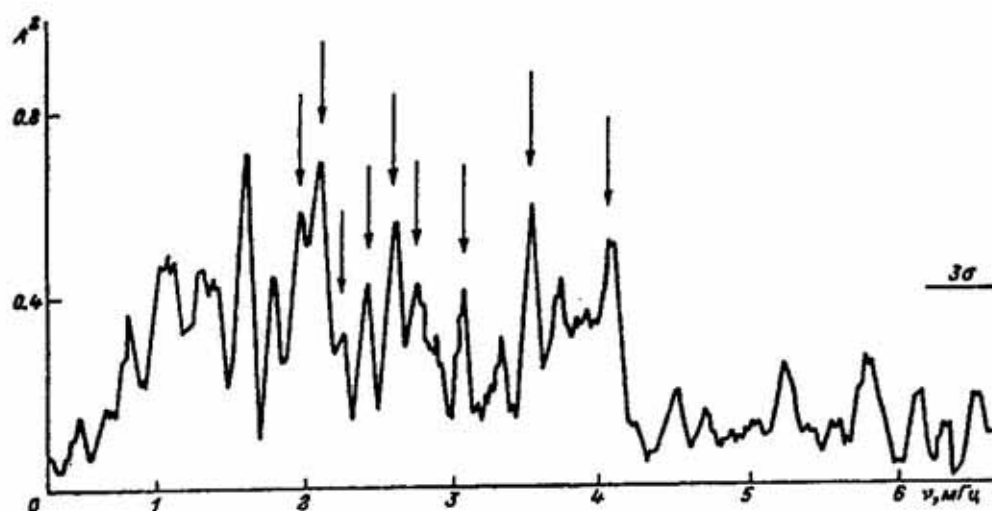


Рис. 2. Средний спектр мощности (СМ) колебаний радиоизлучения участка Солнца с наличием флоккула (длина волны 2,25 см). Стрелками помечены выделенные периоды, совпадающие с модами акустических колебаний

Средние спектры мощности (СМ) вычислялись путем усреднения соответствующих спектров мощности колебаний двухчасовых серий измерений солнечного радиоизлучения. В качестве примера на рис. 2 представлен средний СМ колебаний радиоизлучения от участков диска Солнца, связанных с флоккулами, по наблюдениям в период 15 – 22 марта (шесть усредненных спектров). Как видно из рис. 2, имеется заметное повышение мощности колебаний в интервале частот 1–4 мГц. Для диапазона частот (2–4 мГц), характерного для пятиминутных пульсаций фотосферы, средняя амплитуда колебаний радиояркости Солнца по результатам спектрального анализа всех наблюдений составляла 0,8 К (при точности измерений около 0,1 К). В усредненных СМ (от всех исследуемых солнечных образований) отчетливо видна также дискретность достоверно выделенных пиков. При точности измерений 6,5 мкГц значения эквидистантных расстояний соседних пиков составляли 134, 141, 204, 216 мкГц. Проведенный сравнительный анализ доминирующих частот в СМ колебаний радиоизлучения Солнца со спектрами пятиминутных пульсаций, полученными в оптическом диапазоне показал, что не менее 17 р-мод порядка $n = 12-33$, степени $l = 0$; 1 из 40 наблюдаемых в оптике, проявляются в виде доминирующих частот на усредненных СМ колебаний радиояркости Солнца на волне 2,25 см. Таким образом, можно сделать следующие выводы:

1. По наблюдениям на длине волны 2,25 см ограниченных областей на диске Солнца с наличием групп пятен, флоккулов и участков невозмущенного Солнца обнаружены многомодовые колебания, содержащие дискретные частоты;
2. Получены свидетельства возможного проявления в радиоизлучении Солнца наиболее сильных по амплитуде акустических р-мод пульсаций фотосферы;
3. Средняя амплитуда колебаний радиояркости Солнца в интервале частот 2–4 мГц соответствует изменениям яркостной температуры на 0,8 К.

В серии экспериментов изучалась тонкая спектральная структура излучения активных областей как отражение структур активных солнечных образований, их физических параметров и динамики их предвспышечного развития. Основным инструментом для изучения физических параметров в верхних слоях (переходный слой хромосфера-корона, корона) атмосферы Солнца над

активными областями являются наблюдения локальных источников (л.и.) радиоизлучения на различных длинах волн. Результаты таких наблюдений указывали на необходимость, наряду с увеличением пространственного разрешения, повышения спектрального заполнения диапазона наблюдений. Это связано с тем, что различные части магнитных петель (основных структур активных областей) эффективно излучают на различных частотах.

Разработанные в НИРФИ радиоспектрографы на диапазоны 4–7 ГГц и 8–12 ГГц с частотным разрешением < 100 МГц дали возможность изучения тонких спектральных характеристик радиоизлучения л.и. и их динамики. В 1976–77 гг. нами проведены спектрографические исследования л.и. на радиотелескопах РТ-22 ФИАН (4–7 ГГц) и РТ-22 КрАО (8–12 ГГц), пространственное разрешение которых позволяло выделить отдельные источники, связанные с соответствующими группами пятен на Солнце. Уже первые результаты (Каверин и др. 1979; Каверин и др. 1980) показали, что в спектрах радиоизлучения л.и. существуют структуры с характерными масштабами по частоте 150–400 МГц, которые не могли быть зарегистрированы ранее в измерениях на фиксированных длинах волн. Такие структуры проявлялись в немономонном характере спектра, особенностях типа максимум или минимум, а также в виде резких (скачкообразных) изменений плотности потока радиоизлучения на узких частотных интервалах (Аурасс и др. 1981). Спектральный индекс излучения на этих интервалах достигал значений $\gamma = -9 \div -10$. Позднее этот результат был подтвержден при наблюдениях на VLA в 6-см диапазоне длин волн (Шмал и др. 1984). Полученные результаты послужили исходной базой для дальнейшего цикла наблюдательных программ, выполненных на РТ-22 ФИАН и РАТАН-600, подтвердивших существование тонкой спектральной структуры в радиоизлучении л.и. (Кобрин и др. 1984).

Результаты по существованию тонкой структуры спектра радиоизлучения не могли быть объяснены в рамках ранее рассматривавшихся моделей распределений физических параметров в активной области и, таким образом, послужили катализатором появления ряда работ по модификации существующих моделей (Каверин и др. 1983; Крюгер и др. 1985) и рассмотрения новых. К последним относятся работы по излучению “холодного” ($T=8 \cdot 10^4$ К) (Кузнецов и Сыроватский 1981) и “горячего” ($T=10^8$ К) (Железняков и Злотник 1980), а также его влияния на спектр проходящего радиоизлучения (Каверин и др. 1980).

Важным элементом исследований являлось изучение динамики предвсплесковых явлений в интервалы времени, непосредственно примыкающие к импульсной фазе последующего всплеска. Такие явления, возникающие за несколько десятков минут и наблюдающиеся в ультрафиолетовом, оптическом и рентгеновском диапазонах и имеющие прямую физическую связь с последующей вспышкой, носят название отчетливых (distinct) предвспышечных событий и усиленно изучаются на протяжении последних десятилетий (Мартин 1980; Ван Ховен и Хурфорд 1984; Вебб 1985). В радиодиапазоне такие явления принято называть микроволновыми предвестниками (microwave precursors), и они проявляются в виде изменений интенсивности на отдельных длинах волн, либо микровсплесков, предшествующих мощным всплескам (Бачурин и др. 1980; Кай и др. 1983).

Дальнейший прогресс в изучении предвспышечных ситуаций мог быть достигнут при понимании физических механизмов, обуславливающих наличие предвестников и характер их развития. Необходимым шагом при этом в исследованиях предвестников являлось обеспечение высокого временного и спектрального разрешения и повышение чувствительности измерений.

В проведенных экспериментах на РТ-22 КрАО был получен ряд результатов, связанных с предвестниками. Так, по данным наблюдений за 1981 г. 30-ти всплесков малой и средней интенсивности десяти из них предшествовали предвестники. Это в три раза превышало процент появления предвестников, полученный нами при статистическом анализе данных обсерватории Тойокава за 1982 г. (Toyokawa Observatory, WDC C2, 1983) при наблюдениях мощных всплесков на длине волны 3 см. При этом была установлена характерная структура ряда предвестников в виде последовательных “ступенчатых” повышений уровня излучения (предвестником типа “ступенька” мы называли изменение уровня излучения, имеющее два характерных времени: несколько секунд – на фазе возрастания и 0.5 – несколько минут – на фазе следующего за ним постоянного или слабо спадающего уровня излучения (Тихомиров и др. 1987).

На рис. 3 приведено перспективное изображение одного из предвестников перед всплеском

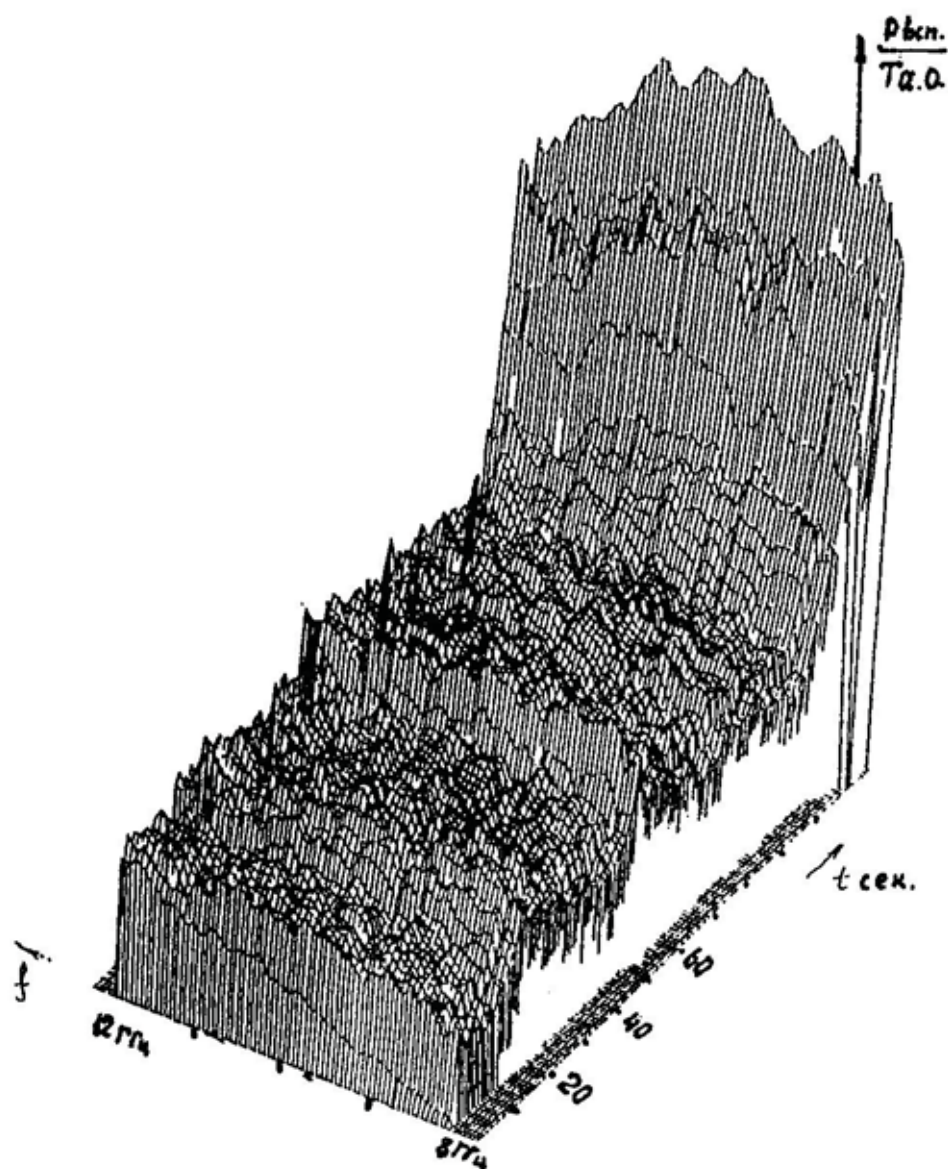


Рис. 3. Перспективное изображение относительных спектров излучения в диапазоне 8–12 ГГц в предвсплесковый период (предвестников) для события 09^h48^m UT 12.11.81

12.11.81 в 09^h48^m UT. По оси X представлена частота в ГГц, по оси Y – время в секундах, по оси Z – относительный спектр предвестника $P_{\text{всп.}} / T_{\text{а.о.}}$ – отношение приращения антенной температуры, обусловленного предвестником к величине антенной температуры, создаваемой радиоизлучением активной области. “Ступенька” может достигать повышения уровня излучения до 5–10% потока последующего всплеска и может существовать на протяжении 1–20 минут, что делает явление микроволнового предвестника сходным с предвестниками, выявленными в рентгеновском излучении (Фарафонов, Чариков 1983). Проведение исследований предвестников в непрерывном спектре позволило определить как форму спектра, так и ее изменения по мере развития события. На рис. 4 изображены временной ход всплеска с предвестником на $f=10,5$ ГГц для события 12.11.81 г.

Как видно из рисунка, форма спектра излучения, связанного с предвестником (штриховая линия) носит растущий с длиной волны характер на исследуемом диапазоне длин волн. По мере приближения к импульсной фазе всплеска наблюдается уплощение формы спектра, вплоть до плоской непосредственно перед импульсной фазой. Отметим, что подобное изменение формы спектра зарегистрировано и у всех других наблюдавшихся нами предвестников типа "Ступенька". Такое изменение спектра может найти объяснение в предвспышечном нагреве области излучения, а наличие нескольких "Ступенек" может быть обусловлено последовательным возникновением новых источников излучения (Тихомиров и др. 1987). Позднее, при обсуждении результатов исследований всплесков мы коснемся возможной интерпретации полученных результатов.

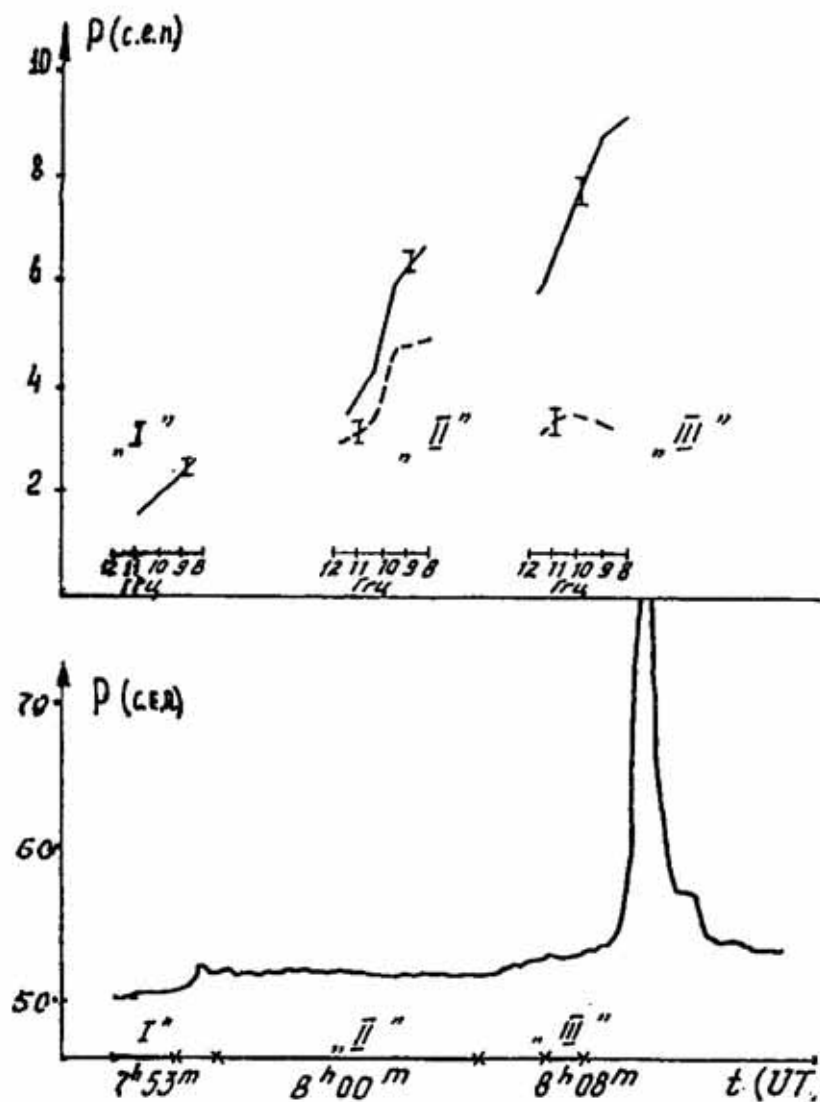


Рис. 4. Временной ход излучения всплеска с предвестником на частоте 10,5 ГГц для события 08h 10m UT 12.11.81. Вверху показаны спектры излучения для моментов II, III, отмеченных на временном ходе события (сплошной линией – для всего принимаемого излучения, штриховой линией – для излучения предвестников). Спектр для момента I является спектром излучения активной области

Проведенные исследования всплесковой компоненты радиоизлучения внесли ряд новых наблюдательных фактов и стимулировали развитие модельных представлений о характере и динамике процессов на стадии, примыкающей к вспышечному энерговыделению. Остановимся на важнейших из них.

Статистические исследования всплесков в диапазоне 8–12 ГГц осуществлялись в течение двух циклов наблюдений: ноябрь 1981 г. и октябрь–ноябрь 1982 г. (Кобрин и др. 1982; Кобрин и др. 1983). Во время первого цикла наблюдений было зарегистрировано около 30 слабых и средних всплесков. При этом был отобран материал по простым импульсным всплескам типа S и сложным всплескам типа C, имеющим два максимума. Проведенные наблюдения показали, что спектры излучения состоят из континуальной составляющей, на которую в ряде случаев наложены спектральные особенности, имеющие характерный частотный масштаб много меньший, чем характерный масштаб изменения континуальной составляющей. Узкополосные особенности чаще всего имеют интенсивность много меньшую, чем интенсивность континуальной составляющей. Время жизни этих особенностей составляет от единиц до десятков секунд. Отметим, что анализ полученных результатов по континуальной составляющей всплесков радиоизлучения согласуется с результатами измерений общей формы спектра излучения и его динамики, полученными другими авторами при измерениях на дискретных частотах, что позволяет более уверенно говорить о ряде новых результатов, связанных с быстровременной эволюцией спектров всплесков радиоизлучения. Одним из таких параметров, который можно получить из динамических спектров всплесков, является временной сдвиг моментов максимума всплеска на разных частотах δt . В таблице 1 приведено относительное запаздывание максимумов во времени по диапазону для 4-х всплесков различной интенсивности.

Таблица 1.

Частоты (МГц)	11820- 11450	11390- 10930	10860- 10410	10350- 9900	9830- 9390	9320- 8870	8810- 8360	8290- 7940
Время запаздывания максимума всплеска по отношению к началу спектра (сек)								
Для всплеска 11h33mUT 13.11.81	0.0	0.0	0.4	0.4	1.0	0-1.5	1-3.5	3.0-4.0
Для всплеска 07h20mUT 14.11.81	0.0	0.0	0.0	0.5	0.5	0.5	0.5	1.0
Для всплеска 08h01mUT 14.11.81	0.0	0.0	0.0	0.5	0.5	0.5	1.0	1.0
Для всплеска 10h18mUT 14.11.81	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.5	0.5	0.5-1.0

Из таблицы видно, что даже в относительно узком спектральном интервале этот максимум наступает по частоте неодновременно, минимальный сдвиг составляет не менее секунды, а может достигать 3–4 секунд, т.е. временной сдвиг на единицу частоты $\delta t/\Delta f$ лежит в пределах 0,25–1,0 сек/ГГц. При этом максимум достигается раньше на более высоких частотах. Отметим, что спектральные изменения, превышающие шумы аппаратуры, в большинстве случаев наблюдаются раньше на низкочастотном краю диапазона с постепенным нарастанием (в течение 2–3 секунд) к высокочастотному краю. Возможные причины рассматриваемого явления анализировались в работах (Уралов и Нефедьев 1976; Виели и др. 1980), где рассматривалась модель с распространяющейся ударной волной от источника, лежащего внизу. Эта волна при распространении вверх нагревает слои, лежащие выше источника всплеска. Это приводит к уменьшению поглощения радиоизлучения из-за соударений. Причем поглощение уменьшается сначала на высоких частотах, а затем на

более низких. Временной сдвиг связан со скоростью ударной волны V и характерным масштабом изменения концентрации в атмосфере над активной областью Δ соотношением (Уралов и Нефедьев 1976): $\delta t = \Delta/V \cdot \lg(f_1/f_2)^2$, где $f_1 > f_2$. Отсюда можно оценить скорость ударной волны, которая составляла для всплеска 13.11.81 $V \sim 900$ км/сек. В других работах (Коста и Кауфман 1983; Браун и др. 1983) сдвиг максимумов связывается с изменением магнитного поля в источнике всплеска при расширении источника излучения или диссипации магнитного поля в процессе вспышки.

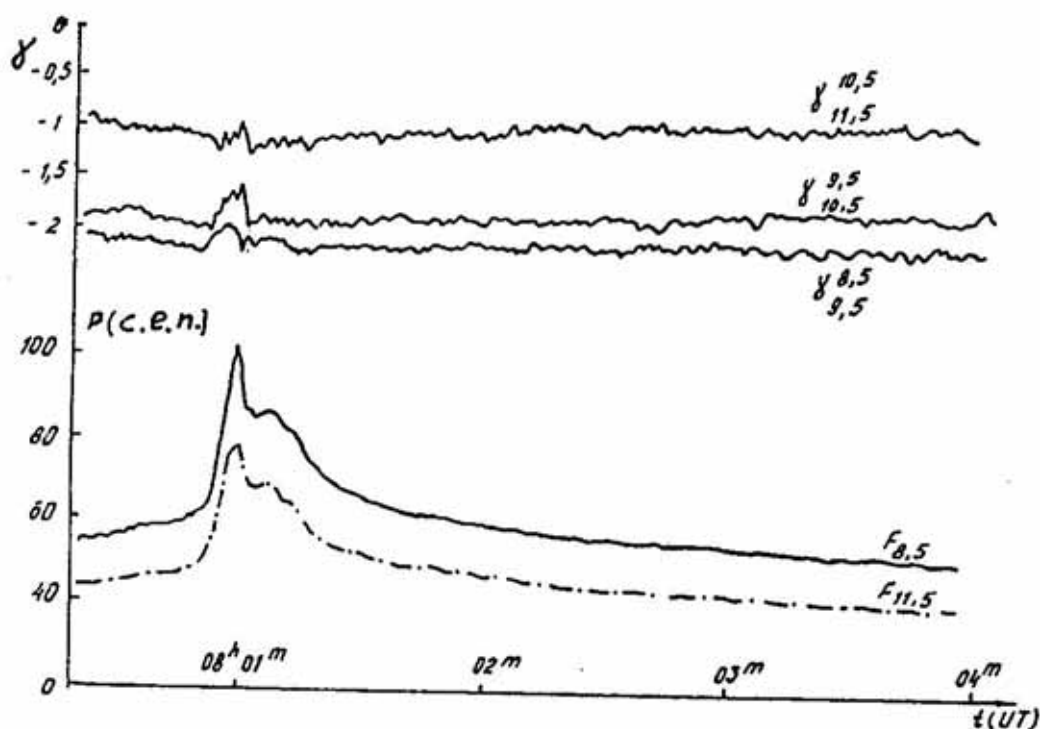


Рис. 5. Временные профили радиоизлучения всплеска 08h01m 14.11.81. Сверху представлены кривые изменения спектрального индекса радиоизлучения на различных частотах (ГГц), указанных на кривых

Более тонкие спектральные динамические эффекты в течении всплеска выделяются при исследовании поведения спектральных индексов радиоизлучения γ . Величина γ определяется как отношение

$$\gamma = \frac{\lg(p_1/p_2)}{\lg(f_1/f_2)}, \quad (1)$$

где p_1 и p_2 – потоки радиоизлучения на частотах f_1 и f_2 , соответственно. Нами проанализирован спектральный состав излучения для 9 всплесков. На рис. 5 приведены характерные кривые зависимости от времени потоков и спектральных индексов радиоизлучения для всплеска 14.11.81 г. на различных частотах. Значения спектральных индексов излучения активной области вне всплеска укладываются в принятую схему генерации радиоизлучения на основе теплового магнитотормозного механизма (на рисунке γ берется между потоками излучения на частотах в ГГц, указанных в виде индексов). На взрывной импульсной фазе рассматриваемого всплеска наблюдаются резкие изменения спектрального индекса (8h00m54s – 8h01m02s). Эти изменения происходят на фоне общего более плавного изменения спектрального индекса во время всплеска (интервал 08h00m25s – 08h02m10s). Такой характер изменения спектрального индекса радиоизлучения свидетельствует

о двухкомпонентном составе излучения на импульсной фазе. Одна из компонент характеризуется плавным изменением γ в течение всего всплеска и по существующим представлениям, по-видимому, представляет собой излучение вспыхивающей плазмы. Вторая компонента (отражающаяся в резких изменениях спектральных индексов) существует только на импульсной фазе и может быть связана с излучением ускоренных во вспышке электронов. Анализ всех 9-ти всплесков показал наличие двухкомпонентного состава для 7 из них, и отсутствие 2-й компоненты в двух случаях. Анализ большого всплеска 05.11.81, связанного с протонной вспышкой, также показывает двухкомпонентный состав излучения, но изменения γ на импульсной фазе существенно больше, чем для других всплесков и составляют несколько единиц.

На основе сделанных выводов может быть поставлена задача о выделении в микроволновых всплесках компоненты, относимой нами к излучению ускоренных во вспышке электронов. Данные непрерывных спектральных изменений в широком диапазоне частот позволяют решать задачу о выделении указанной компоненты излучения. Временной интервал существования компоненты определяется по кривой изменения γ . Внутри выделенного интервала интенсивность всплеска интерполируется степенным рядом так, чтобы после вычета излучения второй компоненты заново вычисленный ход спектрального индекса носил плавный характер на всех частотах. Метод позволил достаточно точно разделить компоненты излучения и определить вклад излучения вспыхивающей плазмы в общей интенсивности всплеска. В рассмотренных случаях она составляла 80–95% общей интенсивности всплесков. Исходя из полученных спектральных характеристик всплесков с учетом знания частоты спектрального максимума, можно оценить роль энергичных электронов на импульсной фазе всплеска. Для данной оценки используется предположение о синхротронном механизме радиоизлучения как источнике второй компоненты излучения на импульсной стадии. Здесь следует заметить, что ранее в (Моисеев и Ефанов 1967) высказывалось предположение о синхротронном происхождении источников импульсных всплесков на волне 3 см и, вероятно, на волне 8 мм. При объеме источника электронов $3 \cdot 10^{26} \text{ см}^3$ получаем при моноэнергетическом спектре число частиц $\sim 10^{29}$. Эта оценка количества релятивистских частиц хорошо согласуется с числом ускоренных электронов в слабых вспышках, полученным по рентгеновским данным (Алтынцев и др. 1984).

Вместе с тем, при наличии данных в непрерывном спектре с высоким временным разрешением динамика спектральных особенностей радиоизлучения на предвсплесковой и всплесковых стадиях может быть рассмотрена более подробно.

Первоначальный анализ проводился на материале наблюдений 7 всплесков, характеристики которых приведены в таблице 2.

Таблица 2.

Дата	Активная область Координаты	Время (UT) максимума радиовсплеска	Поток радиоизлучения в в максимуме всплеска (sfu)
05.11.81	HR 17969 S12W11	08h35m	350
12.11.81	HR 17992 N17W18	08h10m	100
14.11.81	HR 17992 N17W44	07h20m	30
14.11.81	HR 17992 N17W44	07h25m	40
14.11.81	HR 17992 N17W44	08h01m	50
14.11.81	HR 17992 N17W44	08h21m	100
14.11.81	HR 17992 N17W44	10h18m	180

Не останавливаясь на деталях обработки, укажем, что для выделения быстрых ~ 1 сек изменений из каждого последующего спектра излучения вычитался предыдущий, и, таким образом, рассматривались ежесекундные приращения излучения по спектру – дифференциальные спектры

(д.с.). Было обнаружено, что на отдельных интервалах длительностью 3–5 секунд ряда событий на стадии предвестников и импульсной фазы всплесков существуют изменения в д.с. Спектральные изменения проявляются не во всем диапазоне одновременно: в большинстве случаев изменения имеют место сначала на более низких частотах и постепенно перемещаются к высоким. Причем, таких спектральных событий по мере развития отдельного всплеска может быть несколько. На рис. 6 приведен пример такого узкополосного излучения на импульсной стадии всплеска для события 14.11.81г. Наклон пунктирной кривой на рис. 6 характеризует частотный дрейф излучения. Восстановленные спектры таких элементарных событий свидетельствуют об узкополосности излучения ($\Delta f \sim 2\text{--}3$ ГГц) и положительном частотном дрейфе со скоростью $V \sim 1\text{--}2$ ГГц/сек. (Левин и др. 1989). Элементарные вспыхивающие события с указанными характеристиками выделены в 4-х событиях из 7 рассмотренных. Аналогичный метод анализа (дифференциальный) был применен в исследовании радиоизлучения предвестников, где были получены аналогичные результаты. Проведенные в 1989 г. эксперименты с использованием спектрографа диапазона 12–18 ГГц дали аналогичные результаты при исследованиях тонкой спектральной структуры микроволновых всплесков. Было подтверждено наличие узкополосных особенностей во всплесках с полосой 3–4 ГГц и скоростью дрейфа 1–2 ГГц/сек (Фридман и др. 1993; Фридман и Шейнер 1995).

Обнаруженные особенности находят объяснение на основе плазменного механизма генерации вблизи распространяющихся тепловых фронтов в рамках известной модели вспыхивающей магнитной петли (Левин и др. 1994). Источник излучения располагается в области фронтов горячей плазмы, медленно расширяющейся (скорость фронта много меньше характерной скорости электронов горячей плазмы) вдоль вспыхивающей петли от области энерговыделения. В предположении определяющей роли квазилинейных эффектов область ленгмюровской турбулентности (источника всплеска), возбуждаемой пучком убегающих электронов, оказывается в значительной степени прижатой к тепловому фронту (Левин и Мельников 1993). Поэтому ширина спектра излучения определяется соотношением поперечного размера области, занятой горячей плазмой, то есть области энерговыделения, и масштаба неоднородности плазмы поперек магнитной петли. Частотный дрейф по спектру в такой модели отвечает движению теплового фронта в атмосфере Солнца. Таким образом, проведенный на основе плазменного механизма генерации анализ показывает определенные новые возможности диагностики параметров вспыхивающей плазмы по измеренной тонкой спектральной структуре излучения. В дальнейшем на основе результатов наших исследований, включая поляризационные наблюдения, проведенные в 1982 и 1983 гг., были развиты методы диагностики, позволяющие определять ряд физических параметров при формировании вспышки, таких как структура области энерговыделения, концентрация плазмы в предвспыхивающей петле, число ускоренных электронов, уровень плазменной турбулентности и другие (Фридман и др. 1994; Левин и др. 1994).

Важным вопросом исследований являлось изучение быстрых процессов, составляющих единицы и десятки миллисекунд. Известно, что спайковые явления в дм диапазоне были обнаружены на Солнце и изучаются достаточно подробно (Бенц и др. 1985). В то же время количество таких событий с продвижением в см и более коротковолновую часть диапазона резко падает, а их наблюдение даже в единичных случаях представляет большой интерес. Возможности используемого наблюдательного комплекса позволяли рассматривать и подобные задачи. Сразу оговоримся, что серия наблюдений в 1987 и 1989 гг. общей длительностью в два месяца не привела к обнаружению событий с длительностью менее 100 мс в диапазоне 2-х сантиметрового излучения при высокой чувствительности (см. выше) и временном разрешении 5 мс используемого радиометра. В то же время были обнаружены при наблюдениях малых и средних всплесков изменения интенсивности с характерным временем 0,2–0,4 секунды, много меньшие, чем общая длительность всплесков (Шейнер и др. 1994). В качестве примера на рис. 7. приведен график изменения интенсивности радиоизлучения на частоте 13,3 ГГц перед и во время всплеска 28.08.89 г. в 12^h17^m3 UT. Как видно из рисунка, характерные времена изменения потока составляют $\geq 0,2$ секунды при величинах изменений ≥ 1 с.е.п. Таких характерных времен нет в изменениях излучения на частоте 17 ГГц, при этом чувствительность измерений на спектрографе составляла 0,6 с.е.п. Максимум излучения всплеска на частоте 17 ГГц достигается за время 0,5–0,7 секунды от его начала, и уровень излу-

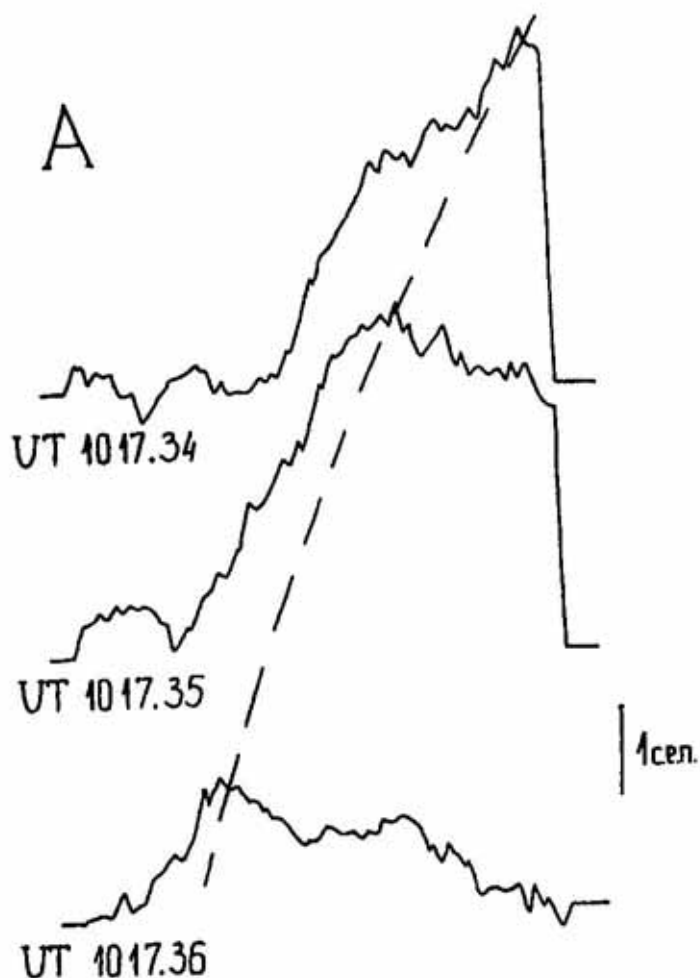


Рис. 6. Изменение во времени спектров излучения узкополосной компоненты на импульсной фазе всплеска 10h 18m UT 14.11.81

ния сохраняется некоторое время почти постоянным. Достигнутый максимум излучения всплеска $S \sim 3-4$ с.е.п. на 17 ГГц опережает максимум всплеска на 13,3 ГГц ($S = 15$ с.е.п.) $\sim$ на 0,8–1,0 секунду. Абсолютный спектр всплеска в диапазоне 14–17 ГГц носит спадающий характер после времени максимума на 17 ГГц, а после достижения максимума на 13,3 ГГц излучение на частоте 17 ГГц быстро падает до предвсплескового уровня. По аналогии с рассмотренным выше случаем двухкомпонентного состава всплеска для изменений в излучении, составляющих доли секунды, можно оценить количество ускоренных электронов при предположениях о синхротронном механизме излучения моноэнергетического пучка. Для излучения на частоте 13,3 ГГц количество ускоренных электронов равно $\sim 2,0 \cdot 10^{28}$. По пороговому изменению интенсивности радиоизлучения на частоте 17 ГГц можно оценить при тех же предположениях верхний предел числа ускоренных электронов, который составляет $0,4 \cdot 10^{28}$ частиц.

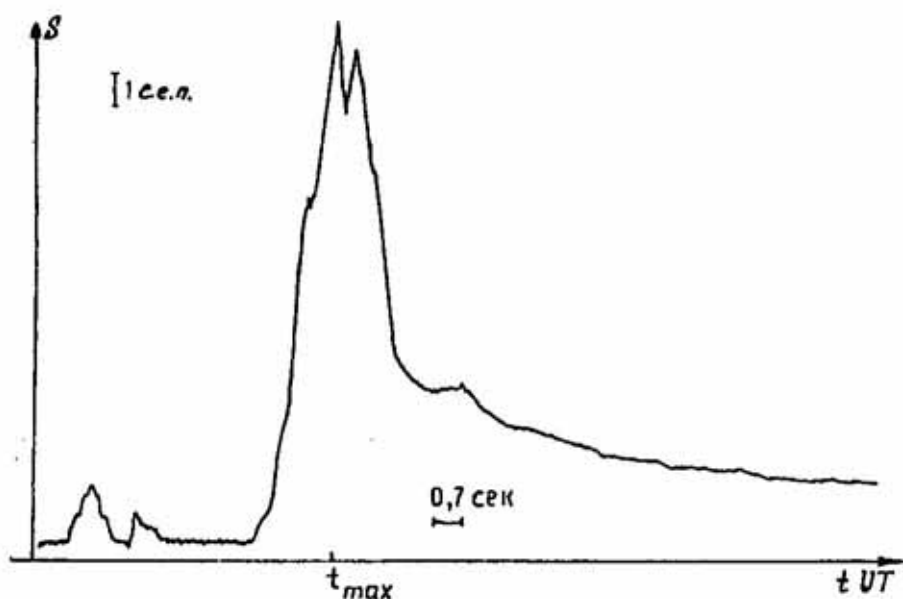


Рис. 7. Временной профиль всплеска с предвестником 12h17,3m UT 28.08.89 на частоте 13,3 ГГц, полученный с временным разрешением 12 миллисекунд

4 Заключение

Сотрудничество исследовательских групп НИРФИ и КраО при изучении комплекса явлений солнечной активности принесло следующие основные результаты:

1. Создание наблюдательных комплексов, состоящих из широкополосного спектрографа с электронной перестройкой, высокочувствительного радиометра с высоким временным разрешением (5 миллисекунд) и специализированных систем регистрации данных. На разных этапах совместных экспериментов использовались спектрографы с полосами обзора 8–12 ГГц и 12–18 ГГц и частотным разрешением 100 МГц и радиометры на длины волн 3,5 см и 2,25 см. Созданный комплекс отвечал требованиям, необходимым при решении современных задач фундаментальных и прикладных исследований Солнца.
2. Установление многомодовости пятиминутных колебаний излучения областей Солнца со слабой активностью и областей невозмущенного Солнца. Получение свидетельств проявления в коротковолновой части микроволнового радиоизлучения Солнца наиболее сильных по амплитуде акустических p-мод пульсаций фотосферы.
3. Обнаружение тонкой спектральной структуры с полосой 150–400 МГц микроволнового излучения активных областей и исследование динамики этих узкополосных особенностей в зависимости от развития солнечной активности. Полученные результаты стимулировали развитие модельных представлений о структурах солнечной хромосферы (токовые слои, строение магнитных полей, проявляющееся в циклотронных линиях излучения, и др.), и послужили аргументом для подготовки и проведения экспериментов для их изучения с более высоким спектральным и пространственным разрешением.
4. Установление факта наличия предвестников у значительного числа микроволновых всплесков слабой и средней интенсивности. Проведение исследований спектральных статистических характеристик часто наблюдаемых предвестников типа "ступенька" с резким подъемом интенсивности в течение нескольких секунд и последующим плато или слабым ее спадом, продолжающимся, как правило, несколько десятков секунд, послужили основанием для модификации моделей предвспышечного развития, находящего отражение в радиоизлучении.

5. Обнаружение узкополосной компоненты излучения солнечных всплесков с полосой 2–3 ГГц и скоростью частотного дрейфа 1–2 ГГц/сек., явившейся аргументом и подтверждением существования плазменного механизма излучения при движении тепловых фронтов в магнитных петлях после первичного вспышечного энерговыделения. Данный аспект исследований послужил основанием для развития методов диагностики вспышечной плазмы на основе микроволновых спектральных измерений.

6. Проведение совместных исследований быстровременных и спектральных характеристик солнечных всплесков с целью поиска экстремально-малых временных параметров всплесков в коротковолновой части см диапазона. Обнаружение на частоте 13,3 ГГц в событии 12^h 17^m 3 UT 28.08.89 г. временных изменений излучения с масштабами 0,2–0,4 сек, имеющих резко спадающий с частотой спектр и не проявляющихся на 17 ГГц.

Работа завершена при поддержке Российского фонда фундаментальных исследований и Российской федеральной научно-технической программы "Астрономия".

Литература

- Алтынцев А.Г., Крылов В.И., Томозов В.М., 1984, Итоги науки и техники, Астрономия, 22. М.: ВИНТИ, 134 с.
- Аурасс и др. (Aurass H., Kobrin M.M., Kaverin N.S., Korshunov A.I., Kruger A., Tikhomirov Yu.V., Hildebrandt J., Losovskii B.Ya., Shushunov V.V.), 1981, Physica Solari-Terr., Potsdam, N16, 173.
- Бачурин А.Ф., Дворяшин А.С., Ерюшев Н.Н. и Цветков Л.И., 1980, Изв. Крымск.Астрофиз.Обсерв., 62, 166.
- Бенц (Benz A.O.), 1985, Solar Phys., 96, 357.
- Браун и др. (Brown J.C. MacKinnon A.L., Zodi A.M, Kaufmann P.), 1983, Astron. Astrophys., 123, N1, 10.
- Ван Ховен, Хурфорд (Van Hoven G., Hurford G.J.), 1984, Adv. Space Res., 4, 95.
- Вебб (Webb D.F.), 1985, Solar Phys., 97, 321.
- Виел и др. (Wiehl H.J., Schochlin W.A., Magun A.), 1980, Astron. Astroph., 92, N3, 260.
- Железняков В.В., Злотник Е.Я., 1980, Астрон.Ж., 57, в.4, 778.
- Железняков, Злотник (Zheleznyakov V.V., Zlotnik E.Ya.), 1980, Solar Phys., 68, N2, 317.
- Зубов И.М., Миронов М.А., Тихомиров В.А., Фридман В.М., Цветков Л.И., Шейнер О.А., 1992, в: Межрегиональная конференция по радиоастрономическим исследованиям солнечной системы, Москва, ИЗМИРАН, 25.
- Каверин Н.С., Кобрин М.М., Коршунов А.И., Панфилов Ю.Д., Тихомиров В.А., 1976, Письма в Астрон.Ж., 2, N2, 574.
- Каверин и др. (Kaverin N.S., Kobrin M.M., Korshunov A.I., Shushunov V.V.), 1979, Solar Phys., 63, N2, 379.
- Каверин Н.С., Кобрин М.М., Коршунов А.И., Шушунов В.В., 1980, Астрон. Ж., 57, 4, 767.
- Каверин и др. (Kaverin N.S., Kobrin M.M., Korshunov A.I., Shushunov V.V., Aurass H., Furstenberg F., Hildebrandt J., Kruger A., Seehafer N.), 1983, in: 11-th Regional Consultation on Solar Physics. Debrecen, 5, part 2, 631.
- Кай и др. (Kai K., Nakajima H., Kosugi T.), 1983, Publ. Astron. Soc. Japan, 35, 285.
- Кобрин М.М., 1976, Physica Solari-Terr., N2, 3.
- Кобрин М.М., Арбузов С.И., Панфилов Ю.Д., Тихомиров В.А., Фридман В.М., Чекалев С.П., Ронжин О.Б., Жадаповский Р.Н., Дворяшин А.С., Миронов М.А., 1982, Астрон. Цирк., N1219, 1.
- Кобрин М.М., Дворяшин А.С., Миронов М.А., Пахомова О.А., Тихомиров В.А., Тихомиров Ю.В., Фридман В.М., 1983, в: Солнечная активность. Алма-Ата: Наука, Казах. ССР, 62.
- Кобрин М.М., Абызов А.А., Богод В.М., Каверин Н.С., Коршунов А.И., Панфилов Ю.Д., Пахомов В.В., Тихомиров В.А., Шушунов В.В., 1984, в: XVI Всесоюзная конференция по радиоастрономическим исследованиям солнечной системы. Тезисы докладов., М., ИЗМИРАН, 24.
- Коста, Кауфман (Costa J.E.R., Kaufmann P.), 1983, Astron. Astrophys., 119, N1, 131.
- Крюгер и др. (Kruger A., Hildebrandt J., Furstenberg F.), 1985, Astron. Astrophys., 143, 72.

- Кузнецов В.Д., Сыроватский С.И., 1981, Изв. Вузов Радиофизика, **24**, N4, 395.
- Курт, Шейнер (Kurt V.G., Sheiner O.A.), 1990, Publ. Debrecen Obs., **7**, 208.
- Левин, Мельников (Levin B.N., Melnikov V.F.), 1993, Solar Phys., **148**, 325.
- Левин Б.Н., Фридман В.М., Шейнер О.А., 1989, Изв. Вузов Радиофизика, **32**, N4, 516.
- Левин и др. (Levin B.N., Fridman V.M., Sheiner O.A.), 1994, The Astrophys. J., Suppl., **90**, 713.
- Левин Б.Н., Фридман В.М., Шейнер О.А., 1994, Изв. Вузов Радиофизика, **37**, N7, 874.
- Мартин (Martin S.F.), 1980, Solar Phys., **68**, 217.
- Моисеев И.Г., Ефанов В.А., 1967, Изв.Крымск.Астрофиз.Обсерв., **37**, 128.
- Панфилов Ю.Д., Тихомиров В.А., 1981, Авторское свидетельство N 815671, Бюлл. АС N11.
- Пахомова О.А., Пахомов В.В., Тихомиров В.А., Шушунов В.В., 1982, в: Радиоастрономическая аппаратура, антенны и методы, XIV Всесоюзная конференция, Ереван: изд. АН Арм.ССР, 172.
- Ронжин О.Б., Малышев С.К., Чекалев С.П., 1978, в: Тезисы докладов, XI Всесоюзная конференция по радиоастрономии, Ереван: изд. АН Арм.ССР, 7.
- Слотти (Slottje C.), 1978, Nature, **275**, 520.
- Тихомиров Ю.В., Фридман В.М., Шейнер О.А., 1987, Солнечные данные, N2, 70.
- Toyokawa Observatory, WDC C2, 1983, Toyokawa, 272 p.
- Фарафонов В.Г., Чариков Ю.Е., 1983, Ленинград, Препринт ФТИ им. Иоффе, N808.
- Фридман и др. (Fridman V.M., Levin B.N., Sheiner O.A.), 1993, in: IAU Colloquium #142, Abstract Book Contents, v.II. University of Maryland, USA, 51.
- Фридман и др. (Fridman V.M., Levin B.N., Sheiner O.A.), 1994, Space Sci. Rev., **68**, 255.
- Фридман, Шейнер (Fridman V.M., Sheiner O.A.), 1995, in: Radioemission from the Stars and the Sun. Conference, Barcelona, Spain, Book of Abstracts, 58.
- Цветков Л.И., Пахомова О.А., Снегирев С.Д., 1989, Солнечные данные, N 11, 77.
- Уралов А.М., Нефедьев В.П., 1976, Астрон. Ж., **53**, в.5, 1041.
- Цветков Л.И., 1974, Изв.Крымск.Астрофиз.Обсерв., **50**, 189.
- Цветков Л.И., 1977, Изв.Крымск.Астрофиз.Обсерв., **57**, 189.
- Цветков Л.И., 1980, Астрономический циркуляр, N 1113, 1-2.
- Шмал и др. (Schmahl E.J., Shevgaonkar R.K., Kundu M.R., McConnell D.), 1984, Solar Phys., **93**, N2, 305.
- Шейнер и др. (Sheiner O.A., Fridman V.M., Tsvetkov L.I.), 1994, in: Workshop of CESRA on Coronal Magnetic Release, Potsdam, Germany, Program and Abstracts, 73.
-

УДК 523.98

Магнитные поля Солнца и звезд

С.И. Гопасюк

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 20 апреля 1996 г.

Аннотация. Кратко изложены результаты исследований на основе наблюдений структуры магнитного поля Солнца. Выделены связи магнитного поля с электрическими токами и вспышками. Отмечено сходство процессов на Солнце с процессами в некоторых классах звезд, что указывает на сходство структуры их магнитного поля и Солнца. Выделены отличительные стороны магнитных структурных образований на Солнце и звездах, дан их краткий анализ.

MAGNETIC FIELDS OF THE SUN AND STARS, by S.I. Gopasyuk. The results of investigation of the solar magnetic field structure obtained from observational data are reviewed. Relationships of magnetic fields with electric currents and flares are emphasized. It is pointed out the likeness between the activity of the Sun and some stars. That emphasizes the likeness of the magnetic field structure on the Sun and the stars. Differences between magnetic field patches on the Sun and stars are distinguished. A nature those differences is shortly discussed.

Ключевые слова: магнитные поля, электрические токи, солнечные и звездные вспышки

1 Измерение полей

Магнитные поля на Солнце именно в пятнах были обнаружены впервые Хейлом в 1908 году (Хейл 1908а,б). Потребовалось много времени и усилий прежде, чем удалось надежно измерить магнитные поля в невозмущенных областях. Это было достигнуто Бебкок и Бебкок в 1952 году после того, как они создали высокочувствительный фотоэлектрический прибор – магнитограф (Бебкок и Бебкок 1952).

Процесс установления магнитного поля звезд шел по другому. Сначала были определены глобальные поля звезд в целом. Наблюдения Минаэрта (1937), Бебкока (1947), Бебкока и Бард (1951) показали, что имеются звезды, напряженности поля которых намного превышают напряженности поля в солнечных пятнах и составляют десятки кГс. И только развитие специальных методов обработки и методов наблюдений позволили установить на звездах наличие магнитных пятен (Робинсон 1980). Число звездных объектов, это холодные карлики, для которых более или менее надежно определены магнитные параметры пятен, составляет около двух десятков (Саар 1990). Во всех случаях полученное поле несколько выше, чем в солнечных пятнах. Однако звездные пятна по площади по сравнению с солнечными занимают в десятки – сотни раз большую долю поверхности звезды. Вторая отличительная особенность состоит в том, что основные пятна, выделенные методом Робинсона (1980), оказываются в окрестности полярной зоны звезды, тогда как на Солнце пятна располагаются у экваториальной зоны.

В 1969 году Северный (1970) применил фотоэлектрический метод для измерения магнитных полей звезд. Северному и др. (1974) удалось надежно зарегистрировать магнитные поля звезд слабее 200 Гс.

Плачинда применил стоксметр с ПЗС матрицей на ЗТША Крымской астрофизической обсерватории и измерил поля звезд с напряженностью слабее 30 Гс (Хабриг и др. 1994). Результаты его измерений показаны на рис.1.

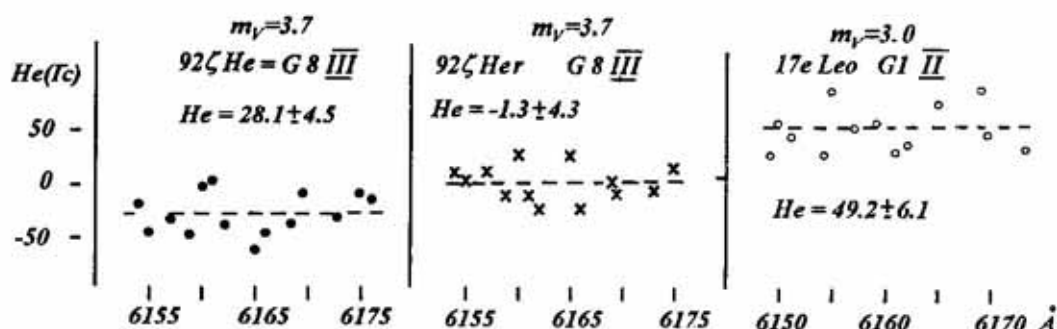


Рис. 1. Результаты измерений магнитных полей трех звезд на ЗТША (КраО) с помощью стоксметра с ПЗС-матрицей в ряде спектральных линий (ось абсцисс). Каждое значение соответствует нескольким наблюдениям в одной спектральной линии. Горизонтальной штриховой линией проведено среднее значение. С.И. Плачинда представил автору данной статьи результаты наблюдений до публикации

Анализ магнитных наблюдений звезд показывает, что магнитное поле – неотъемлемая характеристика если не всех, то, по крайней мере, подавляющего большинства звездных объектов.

2 Тонкая структура поля

Широкомасштабные исследования структуры магнитных полей на Солнце начались с 1957 года, после того как вступил в строй магнитограф Крымской Астрофизической обсерватории для измерения продольной составляющей поля (Никулин и др. 1958).

Северным (1959, 1965а) было установлено, что при наблюдениях с высоким пространственным разрешением ($\approx 1''$) выявляются неоднородности поля как в пятнах, так и между ними (рис.2).

Характерный размер неоднородностей фотосферного поля достигает пространственного разрешения или даже меньше его.

Ярким примером, показывающим тонкую структуру и сильную концентрацию поля в фотосфере, являются наблюдения Стешенко (1967). Согласно этим исследованиям, в самых мелких пятнах и порах ($1'' - 2''$) напряженность магнитного поля, измеренная по линиям железа, в среднем равна 1500 Гс. При меньшем значении поля понижения яркости фотосферы не наблюдается.

Линии нейтрального титана, образующиеся при температуре значительно более низкой, чем в фотосфере, показывают напряженность поля в малых пятнах и порах систематически выше 1900–2600 Гс (Брантс и Цваан 1982). Критическое значение магнитного потока в порах составляет 10^{20} Мкс. При дальнейшем росте потока образуется полутень и возникает пятно (Саймон и Вейс 1970).

Характерная величина напряженности поля солнечных пятен 2000 – 3000 Гс, но в исключительно редких случаях может достигать у больших пятен 5000 Гс (Барановский и Петрова 1957, Стешенко 1967).

Магнитное поле тени пятна тоже неоднородное. На основании собственных наблюдений по линиям с разной чувствительностью к температуре и результатов других исследователей (Обридко 1968; Лямова 1971) Гусейнов (1974а,б) пришел к заключению, что поле концентрируется в трех основных компонентах: 1) светлым гранулам соответствуют относительно слабые поля,

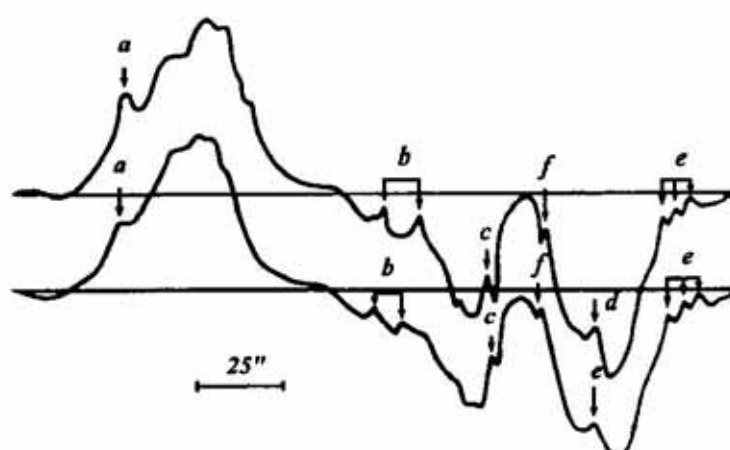


Рис. 2. Пример повторных записей продольного магнитного поля в линии FeI 4886 Å вдоль одного и того же скана внутри группы пятен 18.07.1958. Стрелками отмечены четко повторявшиеся элементы тонкой структуры поля. Горизонтальные линии – нулевые линии (Северный 1959)

- 2) равномерному сплошному темному фону принадлежат поля средней напряженности,
- 3) в самых темных узлах тени сосредоточены наиболее сильные поля, в среднем они на 200 – 300 Гс выше, чем в равномерном сплошном фоне (рис.3).

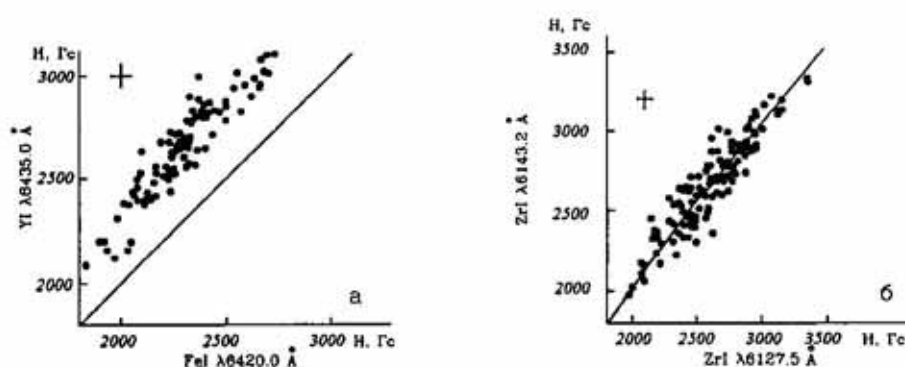


Рис. 3. Соотношения между напряженностями магнитного поля в тени пятна, а) измеренного по температурочувствительной линии YI 6435.0 Å (ось ординат) и в слабоувствительной к температуре линии FeI 6420 Å (ось абсцисс) и б) измеренного по температурочувствительным линиям ZrI 6143.2 Å (ось ординат) и ZrI 6127.5 Å (ось абсцисс) (Гусейнов 19746)

Как установил Северный (1966, 1968), магнитное поле вне активных областей (АО) имеет также тонкую структуру; оно состоит из отдельных элементов противоположных полярностей, разных размеров и напряженностей. В таких элементах наблюдаемая величина поля не превышает, как правило, несколько десятков гаусс.

Имеются косвенные указания, что магнитные поля на Солнце имеют сверхтонкую структуру: они сконцентрированы в отдельных жгутах поперечным размером около 100 км и напряженностью ≈ 2000 Гс (обзор Соланки 1987). Однако подтверждения прямыми наблюдениями наличия таких структур пока не имеется.

Новую информацию о тонкой структуре магнитного поля дали наблюдения с вектор – магни-

тографом, впервые созданным в Крымской астрофизической обсерватории (Степанов и Северный 1962). Эти наблюдения позволили обнаружить быстрые вращения вектора поперечного поля H_1 с глубиной (Северный 1964а, 1965а, 1965б) (рис.4) и при переходе от одного места к другому по поверхности Солнца (Степанов и Гопасюк 1962; Северный 1964а), вихревую структуру поля вокруг пятна и ее изменение со временем (Степанов и Гопасюк 1962).

Эти факты явились экспериментальным доказательством того, что поля скручены, сконцентрированы в отдельные жгуты (рис.5) и, как следствие, присутствия электрических токов в атмосфере Солнца.

В настоящее время общепризнано, что тонкая жгутовая структура является характерной чертой солнечных магнитных полей. Безусловно, она определяет структуру электрических токов и динамику многих процессов в солнечной атмосфере.

Нет сомнений в том, что магнитное поле звезд имеет также тонкую структуру. Некоторым доводом могут быть вспышки типа солнечных, которые наблюдаются на звездах ряда спектральных классов, но по мощности на несколько порядков выше.

3 Изменения поля с высотой

До недавнего времени считалось, что магнитное поле на Солнце убывает монотонно с переходом от фотосферы в верхние слои атмосферы. Эти выводы базировались на результатах исследования структуры магнитного поля пятен и дипольного представления поля.

Наблюдения (Гопасюк и Северный 1983, Гопасюк 1985, Гопасюк и др. 1993) с магнитографом и ламбдаметром, а также спектральные наблюдения (Семель 1981; Ганджа 1989) показали, что в невозмущенной атмосфере и в АО вне пятен, измеряемая напряженность поля изменяется с высотой иначе. Она сначала увеличивается с переходом в верхние слои фотосферы и достигает наибольшей величины в области температурного минимума, затем уменьшается (рис.6).

Превышение напряженностей имеет место для полей с напряженностью в фотосфере до 1500 Гс. Чем слабее напряженность, тем значительнее превышение поля на верхнем уровне (рис.7). Избыток наблюдаемого поля объяснен наличием кольцевых поперечных токов в области температурного минимума (Гопасюк и др. 1993; Ганджа и др. 1994).

В хромосфере (наблюдения в $H\beta$) поле отличается от потенциального. Для некоторых АО магнитное поле ближе к бессиловому.

4 Изменения структуры поля

Структура поля активной области меняется со временем вследствие вращения пятен (магнитных элементов) вокруг оси и относительного перемещения пятен (элементов), а также вследствие выхода на поверхность Солнца и погружения в подфотосферные слои магнитных потоков. Вращение пятна приводит к закручиванию в спираль силовых линий магнитного поля или к раскручиванию спирали (Гопасюк 1965а).

Движения пятен приводят к переориентации силовых линий магнитного поля: силовые линии деформируются и уплотняются перед движущимся пятном и вытягиваются вдоль траектории – за ним (Гопасюк 1987б).

На основании изучения вращения и собственных движений пятен в активной области можно понять подчас очень сложную структуру магнитного поля и особенности взаимодействия между отдельными магнитными центрами. На основании изучения истории развития групп пятен по снимкам в белом свете и в лучах $H\alpha$ показано (Исханов 1983; Танг 1983), что образование δ – конфигураций наиболее вспышечно активных магнитных структур обусловлено собственными движениями в двух или даже в трех близких нормальных биполярных группах. Пятно с δ – конфигурацией возникает при слиянии ведущего пятна одной группы с ведомым пятном другой. Часто наблюдаемые у таких групп движения типа сдвига и взаимного вращения ядер обусловлены закономерностями

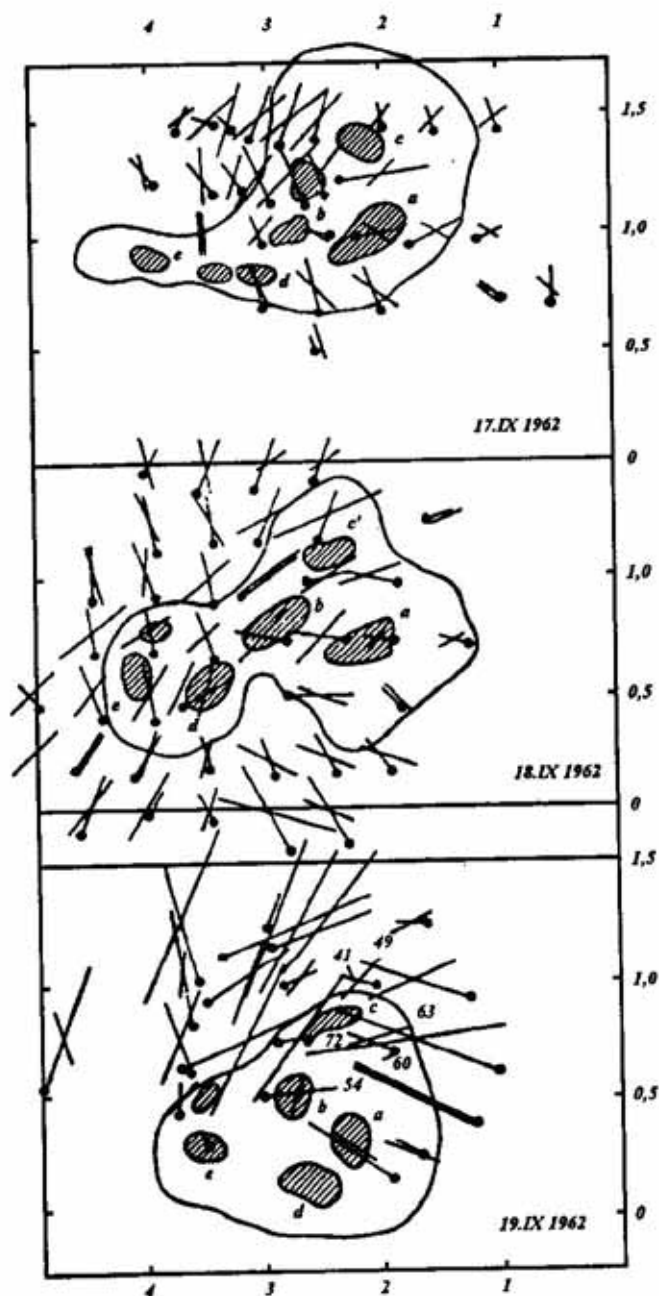


Рис. 4. Вращение плоскости вектора N_1 при наблюдениях с положением щелей фотометра на разных расстояниях от центра линии $\lambda 5250 \text{ \AA}$ FeI. Далекие крылья линии ($103 - 79 \text{ m \AA}$) – черточки, центральная часть линии ($79 - 55 \text{ m \AA}$) – черточки с точкой. Границы полутени выделены замкнутыми сплошными линиями, тени пятен заштрихованы (Северный 1964а)

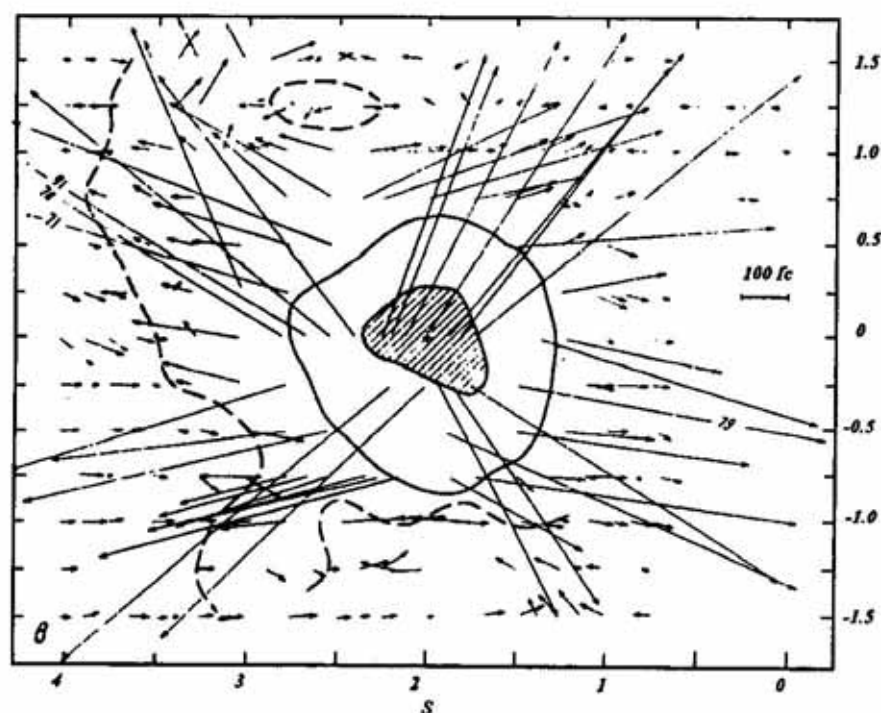


Рис. 5. Жгутовая структура магнитного поля пятна 12.07.1962 г. Величина полного вектора поля и его наклона к вертикали показана стрелками. Тень пятна заштрихована, граница полутени выделена сплошной замкнутой линией. Наблюдения проведены с вектор-магнитографом в линии FeI 5250 Å (Северный 1965в)

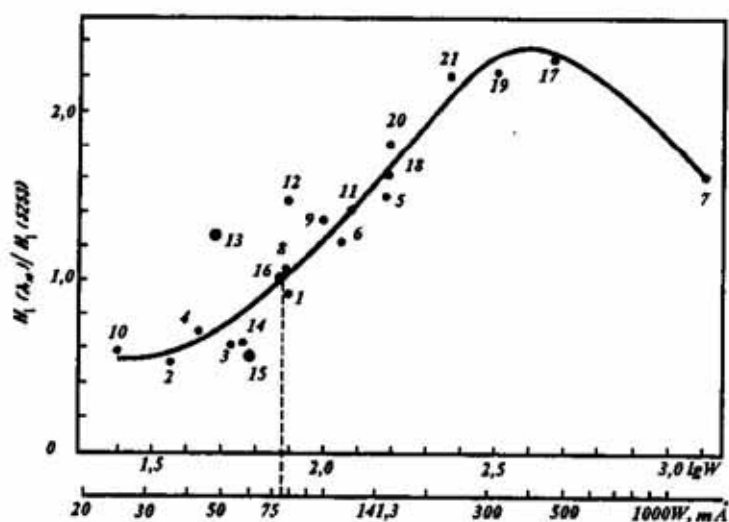


Рис. 6. Изменение наблюдаемой напряженности магнитного поля с эквивалентной шириной линии. Щели фотометров пропускали свет в интервале от 21.0 до 56.5 mÅ от центра линии. За единицу взяты напряженности поля, измеренные по λ 5253.5 Å FeI. Измерения проводились одновременно в двух линиях (Гопасюк 1985)

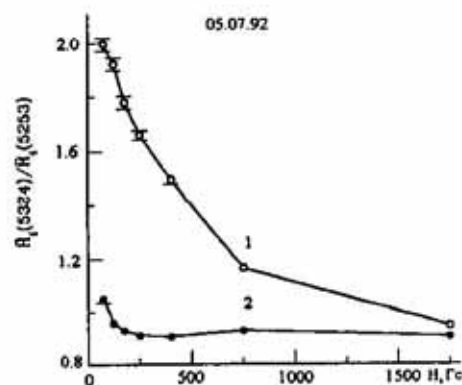


Рис. 7. Изменение вертикальной составляющей поля в области температурного минимума (измерения в FeI 5324.2 Å) в зависимости от H_z поля в фотосфере (измерения в FeI 5253.5 Å) (кривая 1); для потенциального поля кривая 2. За единицу напряженности взяты измерения в фотосфере (Гопасюк и др. 1996)

собственных движений, при которых ведущие главные пятна двигаются быстрее ведомых. Движения пятен приводят к перестройке структуры поля, в том числе, и в окрестности области смены знака поля. С деформациями поля связаны изменения тока.

5 Электрические токи

Прямые вычисления электрических токов по данным наблюдений вектора поперечного поля впервые были проведены Северным (1965в).

В АО выделяется две системы токов: глобальный ток и локальные токи.

Глобальный ток был выделен на основании сопоставления ориентации вектора наблюдаемого поперечного поля с ориентацией вектора потенциального поперечного поля (Гопасюк 1987). Направление поворота вектора наблюдаемого поля относительно вектора потенциального поля показано стрелками на рис.8.

Выделяется две системы вихревых структур, означающих, что имеется некоторый ток, направленный вверх в лидирующей части АО и вниз — в хвостовой. Величина тока $\approx 2 \cdot 10^{12}$ А, плотность его ≈ 300 А/км². Скорость изменения этого тока, согласно оценкам, $\frac{\Delta I}{\Delta t} \approx 6 \cdot 10^{10}$ А/час.

На глобальный ток налагается система локальных токовых структур (рис.9). Рис.9 показывает, что от пятна исходит система чередующихся полос с током встречных направлений. Примечательной особенностью этих токов является их тонкая структура, представляющая собой токовые петли вокруг каждого жгута магнитного поля. Величина плотности этих токов в фотосфере может превышать по вычислениям Северного (1965в), Моретона и Северного (1968), Абраменко и Гопасюк (1987) 3×10^4 А/км² и больше, а ток в элементарном жгуте $\approx 10^{11}$ А (Северный 1965в). Плотность горизонтальных токов в атмосфере выше плотности вертикальных токов (Котов 1970). Суммарная величина локальных токов одного знака в большой АО составляет $\approx 2 \cdot 10^{13}$ А. Ток сосредоточен, главным образом, в низких и коротких петлях (Абраменко и др. 1988, 1991). Скорость изменения локального тока $\frac{\Delta I}{\Delta t} \approx 3 \cdot 10^{11}$ А/час.

Вообще, чем сильнее магнитное поле в фотосфере, тем больше плотность тока. Однако плотность тока, отнесенная к единице напряженности поля, тем меньше, чем сильнее поле (рис.10 а,б). Это означает, что генерация тока в слабых полях происходит эффективнее.

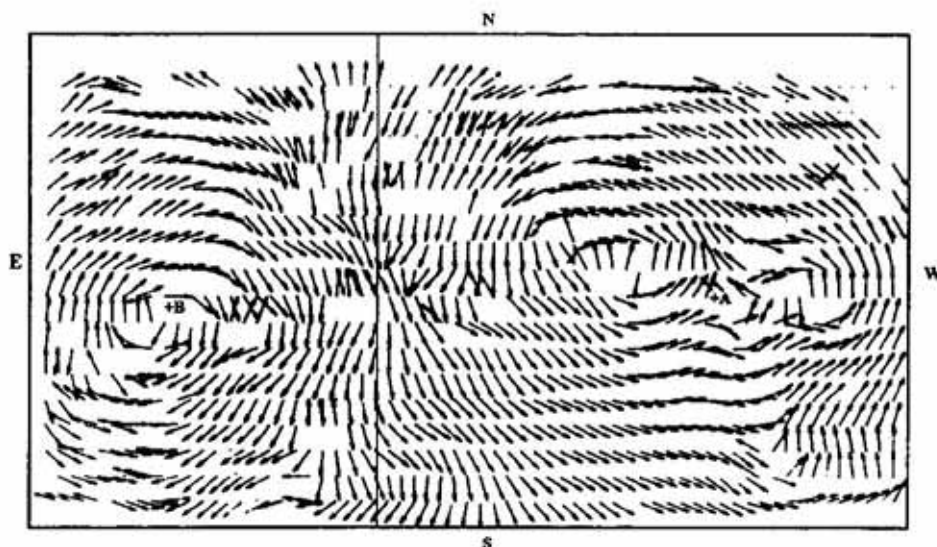


Рис. 8. Ориентация вектора наблюдаемого поперечного поля активной области 23.10.1968 относительно вектора потенциального поперечного поля. Она выделяет азимутальную компоненту глобального вертикального электрического тока (Гопасюк 1987а)

6 Магнитные поля и вспышки

Изучение связи вспышек со структурой магнитного поля было начато в Крымской астрофизической обсерватории Северным и сотрудниками. Согласно проведенным исследованиям: 1) вспышки, как правило, появляются в виде отдельных очагов по обе стороны линии раздела полярностей (Бумба 1957; Северный 1958; Моретон и Северный 1968) в местах сложной структуры поля – в δ -конфигурациях, или в близкой к ним (Северный 1960). Горизонтальные градиенты продольного магнитного поля в районе вспышки достигают 0.1 Гс/км. Причем, чем сильнее вспышка, тем больше градиент поля перед ее началом (Северный 1960; Гопасюк и др. 1963). 2) Появление вспышек приходится также на места скрещивания или “ветвления” сильных от 200 до 1000 Гс поперечных полей с разным направлением (при сильном шировом сдвиге) (Северный 1964б). 3) В таких местах плотность тока нередко достигает $3 \cdot 10^4$ А/км². 4) Появлению вспышки предшествует усиление поля не только в местах локализации вспышки, но и во всей АО (Зверева и Северный 1970). 5) Поле возвращается к первоначальной величине после вспышки.

Особенно сильные изменения поля, как установили Коваль и Степанян (1983), приходится на высоту 400-600 км в пятнах по соседству со вспышками. Очаги вспышек чаще появляются в местах с током, направленным вверх (Гопасюк 1987а) (табл.1). Это указывает на возбуждение свечения вспышек потоками заряженных частиц.

Чтобы могла появиться вспышка в АО в процессе эволюции последней, должна образоваться определенная конфигурация магнитного поля и состояния плазмы.

Наблюдения показывают, что вспышке предшествует усиленное движение пятен, а места появления вспышек – это такие, в сторону которых направлено движение пятен и холмов магнитного поля (Гопасюк 1961; Гопасюк и Моретон 1967; Зирин и Лазареф 1975; Сакураи 1976; Калман 1977; Зирин и Ванг 1993). При этом вспышечная активность группы увеличивается в случае движения пятен противоположных полярностей во встречных направлениях (Гештели 1977). Не менее важное значение в создании шировых сдвигов магнитного поля и усиления токов имеет вращение пятен вокруг собственной оси. Появление вспышек тесно коррелирует и с вращением пятен (Гопасюк 1965; Мартр и др. 1971; Данг и др. 1977; Анталова 1983).

Частота появления вспышек в окрестности вращающегося пятна тем выше, чем больше скорость закручивания магнитного поля (Гопасюк 1965; Мартр и др. 1971; Гопасюк и Лазарева 1986).

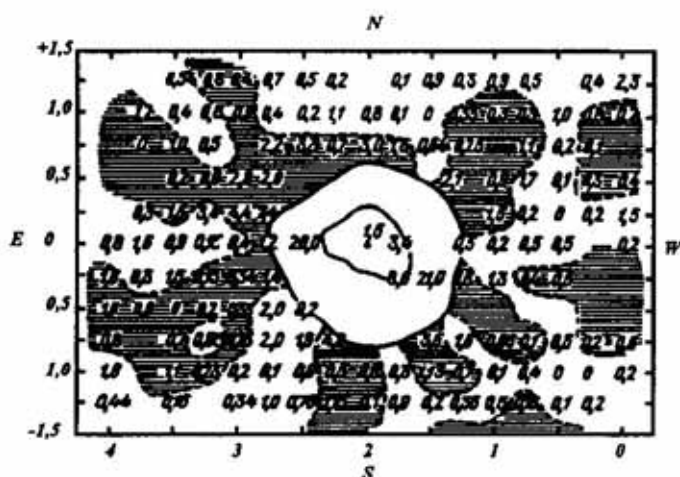


Рис. 9. Контуры карты продольных локальных токов (в единицах 10^{-2} Гс/км) в окрестности униполярного пятна 12.07.1962 г. В заштрихованных областях ток направлен вверх. Границы тени и полутени пятна выделены сплошными замкнутыми линиями (Северный 1965в)

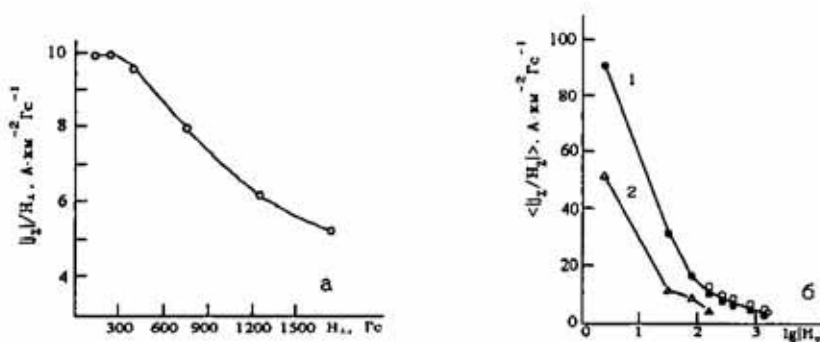


Рис. 10. Изменения а) плотности вертикального электрического тока, отнесенной к единице напряженности поперечного поля, в зависимости от величины поперечного поля и б) плотности вертикального электрического тока, отнесенной к единице напряженности вертикального поля. Кривая 1 соответствует активным областям, кривая 2 – невозмущенным

Более 55% вспышек активной области возникает в таких местах, где не менее двух суток существовала спиральная структура в полутени пятен. Из них 84% сопровождалась высокоэнергичными протонами (Данг и др. 1977). Наблюдениями с высоким пространственным разрешением выявлено (Кэнфилд и др. 1974), а затем рядом исследователей (Кэнфилд и Фишер 1976; Мартин и др. 1983) подтверждено, что вспышке предшествует всплытие из-под фотосферы нового магнитного потока в области уже существующего поля. При этом положение вспышек коррелирует с положением области нового всплывающего потока.

Итак, мы видим, что появление вспышек связано во всех случаях с процессами накопления энергии – возмущением магнитного поля, а следовательно, с появлением и усилением электрических токов. Однако проблема эффективной реализации магнитной энергии пока не решена. Для ее решения крайне важны наблюдения с высоким пространственным и временным разрешением.

Таблица 1. Расположение узлов вспышек в АО относительно направления тока. Число узлов вспышек N определялось по H_α - кинофильмам

АО	N	N(j+) %	N(j-) %	N(j±) %
21-26.10 1968	128	49	29	22
08-14.06 1969	306	48	23	29

N число узлов вспышек;

$j+$ области с током, направленным вверх;

$j-$ области с током, направленным вниз;

$j\pm$ граница смены направлений токов;

7 Заключение

Проведем ряд параллелей. Анализ магнитных наблюдений звезд показывает, что магнитное поле – неотъемлемая характеристика если не всех, то, по крайней мере, подавляющего большинства звездных объектов.

Солнце – рядовая звезда. Магнитные поля обнаружены на ней только потому, что она находится недалеко от наблюдателя. Несмотря на то, что вне активных областей наблюдаемая напряженность поля достигает нескольких десятков гаусс, а в активных 2000–3000 Гс (пятна), измеренная напряженность поля Солнца как звезды составляет всего лишь десятые доли гаусса. Это в первую очередь связано с условием $\text{div} \mathbf{B} = 0$. Хотя это условие и нарушается в пределах видимой полусферы Солнца (Северный 1968), тем не менее разность результирующих потоков обеих полярностей оказывается небольшой, которую по световым потокам, соответствующих звездным, обнаружить в настоящее время не представляется возможным. Напротив, вызывает удивление то, что у некоторых звезд разность магнитных потоков противоположных полярностей может давать в среднем по поверхности звезды несколько кГс. Вероятно, это возможно в двух случаях: 1) либо звезда расположена полярной областью к наблюдателю (но тогда не будет фиксироваться магнитная переменность звезды); 2) либо имеется только два пятна противоположных полярностей, и размер каждого из них сравним с размером звезды, что, вообще говоря, и выявляется путем обработки наблюдений (Саар 1990).

Выделенные этим методом основные пятна оказываются расположенными в окрестности полярной зоны звезды, тогда как на Солнце пятна располагаются у экваториальной зоны. Более темный вид пятен – явление поверхностное (по крайней мере, для Солнца). Поэтому в более глубоких слоях плотность плазмы в магнитной трубке меньше, чем вне ее. Под действием архимедовой и центробежной сил магнитная трубка, как более легкое образование, поднимается и смещается к оси вращения вихря – звезды. На это уже обращалось внимание ранее (Гопасюк 1987 а,б). Эффект смещения пятен в полярные зоны звезды тем сильнее должен проявляться, чем больше напряженность поля в магнитной трубке и выше скорость вращения звезды. Кстати, миграция поля в полярные зоны имеет место на Солнце.

По аналогии с Солнцем, движение пятен и выход новых магнитных потоков на звездах должны порождать возмущения магнитного поля, с которыми связано появление и развитие вспышек. Поскольку мощность вспышек на несколько порядков выше солнечных, то и возмущения поля должны быть существенно более значительными, полярности перемешанными. Причем наиболее сильным возмущениям подвержены слабые поля. Сильные поля остаются менее возмущенными, т.е. более потенциальными, и их роль в непосредственном процессе формирования вспышек должна быть менее эффективна. Доводом в пользу того, что магнитные поля таких звезд имеют тонкую

структуру с перемешанными полярностями, могут быть наблюдаемые вспышки.

Литература

- Абраменко В.И., Гопасюк С.И., 1987, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., **76**, 147.
 Абраменко В.И., Гопасюк С.И., Огирь М.Б., 1988, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., **80**, 97.
 Абраменко В.И., Гопасюк С.И., Огирь М.Б., 1991, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., **83**, 3.
 Анталова (Antalova A.), 1983, Bull.Astron.Inst. Czechosl., **34**, 96.
 Барановский Э.А., Петрова Н.Н., 1957, Солнеч. данные, **5**, 118.
 Бабкок (Babcock H.W.), 1947, Astrophys.J., **105**, 105.
 Бабкок, Бард (Babcock H.W. and Burd S.), 1951, Publ. Astr.Soc.Pac., **63**, 81.
 Бабкок, Бабкок (Babcock H.W. and Babcock H.D.), 1952, Publ. Astr.Soc.Pac., **64**, 282.
 Брантс, Цваан (Brants J.J. and Zwaan C.), 1982, Solar. Phys., **80**, 251.
 Бумба В., 1957, Солнеч. данные, **3**, 105.
 Ганджа С.И., 1989, Солнечные магнитные поля и корона. М.: Наука, **2**, 99.
 Ганджа С.И., Гопасюк С.И., Тарасова Т.Н., 1994, Кинематика и физика небесных тел, **10**, 36.
 Гештели (Gesztelyi L.), 1977, Publ. Debrecen Heliophys. Observ. Hung. Acad. Sci., **3**, 93.
 Гопасюк С.И., 1961, Астрон.Ж., **38**, 209.
 Гопасюк С.И., Огирь М.Б., Северный А.Б., Шапошникова Е.Ф., 1963, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., **29**, 15.
 Гопасюк С.И., 1965, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., **33**, 100.
 Гопасюк, Моретон (Gopasyuk S.I. and Moreton G.E.), 1967, Proc. Astron. Soc. Australia, **1**, 8.
 Гопасюк С.И., Северный А.Б., 1983, Письма в Астрон. Ж., **9**, 120.
 Гопасюк С.И., 1985, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., **72**, 159.
 Гопасюк С.И., Лазарева Л.Ф., 1986, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., **74**, 84.
 Гопасюк С.И., 1987а, Итоги науки и техники, серия Астрономия, Солнечные вспышки. М: ВИНТИ, **34**, 6.
 Гопасюк С.И. (Gopasyuk S.I.), 1987b, in: 10th European regional Astronomy Meeting of the IAU. The Sun, (Ed. by L.Hejla, M. Sobotka), Proceedings, **1**, 137.
 Гопасюк С.И., Демкина Л.Б., Тарасова Т.Н., 1993, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., **87**, 26.
 Гопасюк С.И., Ганджа С.И., Гопасюк О.С., Тарасова Т.Н., Шаховская А.Н., 1996, Астрон. Ж., **73**, 448.
 Гусейнов М. Дж., 1974а, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., **49**, 15.
 Гусейнов М. Дж., 1974б, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., **50**, 168.
 Динг и др. (Ding You-ji, Zang Bai-rong, Li Wei-bao, Hong Qin-fang, Li Zhi-kai), 1977, Chin. Astron., **1**, 131.
 Зирин, Лазарев (Zirin H. and Lazareff B.), 1975, Solar. Phys., **41**, 425.
 Зирин, Ванг (Zirin H. and Wang H.), 1993, Nature, **363**, 426.
 Ихсанов Р.Н., 1983, Солнечн. данные, **10**, 99.
 Калман Б., 1977, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., **57**, 122.
 Коваль А.Н., Степанян Н.Н., 1983, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., **68**, 3.
 Котов В.А., 1970, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., **41-42**, 67.
 Кэнфилд и др. (Canfield R.C., Priest E.R. and Rust D.M.), 1974, in: Flares Related to Magnetic Field Dynamics, ed. Y. Nakagawa and D.M. Rust (Boulder, Colorado: NCAR), paper 1.
 Кэнфилд, Фишер (Canfield R.C. and Fisher R.R.), 1976, Astrophys.J., **210**, 149.
 Лэндстрит и др. (Landstreet J.D., Barker P.K., Bohlender D.A., and Jewison M.S.), 1989, Astrophys.J., **344**, 876.
 Лямова Г.В., 1971, Астрон. циркуляр, **622**, 5.
 Мартин и др. (Martin S.F., Dezsö L., Antalova A., Kučera A. and Harvey K.L.), 1983, Adv. Space Res., **2**, 39.
 Мартр и др. (Martres M.J., Soru-Escut I. and Rayrole J.), 1971, in: Solar Magnetic fields. Symp. 43 IAU. Dordrecht – Holland, 435.

- Минаэрт (Minnaert M.), 1937, *The Observatory*, 60, 292.
- Моретон, Северный (Moreton G.E. and Severny A.B.), 1968, *Solar Phys.*, 3, 282.
- Никулин Н.С., Северный А.Б., Степанов В.Е., 1958, *Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв.*, 19, 3.
- Обридко (Obridko V.H.), 1968, *Bull. Astron. Inst. Czechoslov.*, 19, 183.
- Робинсон (Robinson R.D.), 1980, *Astrophys. J.*, 239, 961.
- Саар (Saar S.H.), 1990, in: *Solar photosphere: structure convection and magnetic fields*, ed. J.O. Stenflo. Kluwer, Dordrecht Proc. IAU Symp., 138, 427.
- Сакураи (Sakurai K.), 1976, *Solar Phys.*, 47, 261.
- Саймон, Вейс (Simon G.W., Weiss N.O.), 1970, *Solar Phys.*, 13, 85.
- Северный А.Б., 1958, *Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв.*, 20, 22.
- Северный А.Б., 1959, *Астрон. Ж.*, 36, 208.
- Северный А.Б., 1960, *Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв.*, 22, 12.
- Северный А.Б., 1964а, *Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв.*, 31, 126.
- Северный А.Б., 1964б, *Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв.*, 31, 159.
- Северный А.Б., 1965а, *Астрон. Ж.*, 42, 217.
- Северный А.Б., 1965б, *Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв.*, 33, 3.
- Северный А.Б., 1965в, *Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв.*, 33, 34.
- Северный А.Б., 1966, *Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв.*, 35, 97.
- Северный А.Б., 1968, *Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв.*, 38, 3.
- Северный (Severny A.B.), 1970, *Astrophys. J. Letters*, 159, L73.
- Северный А.Б., Кувшинов В.М., Никулин Н.С., 1974, *Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв.*, 50, 3.
- Семель (Semel M.), 1981, *Astron. Astrophys.*, 97, 75.
- Соланки (Solanki S.K.), 1987, in: *10th European regional Astronomy Meeting of IAU. The Sun*, (Ed. L.Нејла, M.Sobotka) *Proceedings*, 1, 95.
- Степанов В.Е., Гопасюк С.И., 1962, *Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв.*, 28, 194.
- Степанов В.Е., Северный А.Б., 1962, *Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв.*, 28, 166.
- Стешенко Н.В., 1967, *Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв.*, 37, 21.
- Танг (Tang F.), 1983, *Solar Phys.*, 89, 43.
- Хабриг и др. (Hubrig S., Plachinda S.I., Hunsch M., and Schroder K.P.), 1994, *Astron. Astrophys.*, 291, 890.
- Хейл (Hale G.E.), 1908а, *Astrophys.J.*, 28, 100.
- Хейл (Hale G.E.), 1908б, *Astrophys.J.*, 28, 315.

УДК 523.9

О состоятельности измерений магнитного поля Солнца как звезды и годичная вариация магнитного поля

В.А. Котов¹, М.Л. Демидов², В.И. Ханейчук¹, Т.Т. Цап¹

¹ Крымская астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, пос. Научный

² Институт солнечно-земной физики СО РАН, 664033 Россия, г. Иркутск-33, ул. Лермонтова, 126

Поступила в редакцию 8 февраля 1994 г.

Аннотация. Проанализированы измерения общего магнитного поля (ОМП) Солнца как звезды, выполненные в 1970–1976 и 1991 гг. в Крыму и Станфорде. Определены коэффициенты корреляции и реальные ошибки измерений. Сделано заключение, что данные измерений ОМП на разных инструментах удовлетворительно согласуются между собой (с коэффициентом корреляции $\approx 0.6 - 0.9$). Приведены новые данные измерений ОМП, сделанные в 1991 г. в КрАО и в 1993 г. в Саянах.

На основе мировых данных 1968–1992 гг. (измерения в КрАО, Маунт Уилсон и Станфорде) обсуждается годичная вариация ОМП со средней амплитудой ≈ 0.05 Гс. Её истинная природа требует дальнейшего изучения.

ON CONSISTENCY OF MEASUREMENTS OF THE MAGNETIC FIELD OF THE SUN AS A STAR AND ITS ANNUAL VARIATION, by V.A. Kotov, M.L. Demidov, V.I. Haneychuk and T.T. Tsap. We analyse the measurements of the solar mean magnetic field (SMMF) performed in 1970–1976 and 1991 in Crimea and Stanford. The correlation coefficients and standard errors are determined. It is concluded that the SMMF measurements are well reliable at each observatory (with the correlation coefficient between observatories $\approx 0.6-0.9$). The new SMMF data obtained at the CrAO in 1991 and at the Sayan Observatory in 1993 are presented.

On the basis of the world data 1968–1992 (CrAO, Mount Wilson and Stanford) the 1-yr variation of SMMF, with an average amplitude ≈ 0.05 G, is briefly discussed. The true nature of this variation is still open to discussion.

Ключевые слова: магнитное поле Солнца, вращение Солнца

Развитие физики Солнца в последние десятилетия во многом связано с регистрацией слабых сигналов, например, зеемановской поляризации $\sim 10^{-2} - 10^{-3}$ % и, соответственно, магнитного поля $\sim 0.5 - 0.05$ Гс, доплеровской скорости $\sim 1 - 0.1$ м/с и относительных вариаций яркости фотосферы $\sim 10^{-4} - 10^{-5}$ (в основном для целей гелиосейсмологии).

Измерения общего магнитного поля (ОМП) Солнца как звезды ведутся с 1968 г. в нескольких обсерваториях. Методы измерений изложены Северным (1969), Шерером (1973), Шерером и др. (1977а). Они делаются, как правило, раз в день (в Солнечной обсерватории им Дж. Уилкокса (СОУ; Станфорд) – несколько раз в день, затем берётся среднее за день).

Анализ измерений, выполненных в КрАО и Обсерватории Маунт Уилсон (ОМУ) в 1971 – 1974 гг., показал удовлетворительное статистическое согласие двух рядов ОМП: для $N = 464$ пар

измерений коэффициент корреляции $r = 0.4$ (Шерер и др. 1977а). Прямая же линейной регрессии, вычисленная для тех же 464 пар значений ОМП (H , всюду в Гс), привела к следующему соотношению между данными двух обсерваторий:

$$H_{\text{ОМУ}} = 0.8 \cdot H_{\text{КраО}} - 0.1. \quad (1)$$

Тем не менее, в отдельные дни имелись расхождения, существенно превышающие формальные погрешности. Имеет смысл поэтому детальнее сопоставить данные разных инструментов и более объективно определить ошибки и их источники. Отметим, что такое сопоставление – для КраО и СОУ – не делалось уже более 10 лет. Анализ измерений, выполненных в разных обсерваториях, важен и потому, что инструменты, регистрирующие ОМП (магнитографы Бэбкока), сейчас применяются также для гелиосейсмологии (измерение лучевой скорости дифференциальным методом, см. Котов и др. (1982)). Речь идёт, по существу, о контроле инструментов, с помощью которых на протяжении десятилетий выполняются регулярные измерения слабых сигналов Солнца: регистрация ОМП (эта программа с 1975 г. наиболее систематически, изо дня в день, выполняется в Станфорде (Шерер и др. 1977б)), а также глобальных колебаний фотосферы Солнца (Котов и др. 1982; Шерер и др. 1993).

Наиболее точно измерения ОМП проводятся в СОУ (Шерер и др. 1977б); они публикуются в Solar Geophysical Data. Все измерения КраО, регулярно выполнявшиеся в 1968–1976 гг., приведены в каталоге Котова и Северного (1983). Измерения в ОМУ выполнены Р. Говардом и Ф. Шерером с сотрудниками в 1970 – 1982 гг., но ещё не опубликованы; измерения в Саянской обсерватории (Григорьев и др. 1983; Григорьев и Демидов 1987) делаются эпизодически с 1982 г. и опубликованы частично.

Измерения ОМП всюду делаются по продольному эффекту Зеемана в линии железа 525.0 нм; в КраО, Станфорде и ОМУ – в свете от всей видимой полусферы Солнца, в Саянах – для центральной зоны диска Солнца радиусом $0.86R_{\odot}$ (иногда – также для всего диска).

Здесь приводятся и/или анализируются измерения ОМП, выполненные: 1) в КраО в 1974 – 1976 и 1991 гг. на 1-ом и 2-ом каналах магнитографа Башенного солнечного телескопа (БСТ), 2) в КраО на Малом БСТ (МБСТ) в 1970 – 1976 гг., 3) в Саянах в 1993 г. Крымские измерения сопоставляются с данными СОУ. Формальная точность измерений ОМП на инструментах составляет (в Гс): ± 0.05 (СОУ), ± 0.10 (ОМУ), ± 0.15 (КраО) и ± 0.07 (Саяны). Наблюдения производятся, как правило, в первой половине дня, поэтому калифорнийские измерения систематически отстают по времени примерно на $0^{\text{h}}4$ от крымских и на $0^{\text{h}}6$ от саянских измерений. Это различие практически не сказывается на статистическом сравнении данных разных инструментов и здесь не учитывается.

Систематические ошибки ОМП обусловлены калибровкой магнитографа и «весовой» функцией телескопа; последняя определяется методом усреднения магнитного поля по видимой полусфере Солнца, потемнением диска к краю, виньетированием светового пучка и т.п. Но среди наблюдателей давно существует мнение, что реальные погрешности ОМП гораздо выше формальных погрешностей и часто носят случайный характер. Это связано с: (а) погрешностями определения «истинного нуля» магнитографа, (б) процедурой его балансировки, (в) работой синхронно-фазового детектора и (г) другими трудно учитываемыми инструментальными и атмосферными причинами. Из-за «весовой» функции телескопа измеренное значение ОМП и его ошибка существенно зависят от распределения магнитного поля по диску Солнца на данный день. Поэтому имеет смысл знать, хорошо ли согласуются между собой измерения, сделанные повторно, в один и тот же день и на одном и том же инструменте.

Такие измерения сделаны на МБСТ КраО в 1970 – 1976 гг. Взаимная корреляция 61 пары значений ОМП (H_a – первое измерение, H_b – второе измерение) показана на рис. 1а, где прямая линейной регрессии (всюду – в предположении о равных типичных погрешностях для обоих рядов):

$$H_b = 0.66 \cdot H_a - 0.02 \quad (2)$$

отвечает коэффициенту корреляции $r \approx 0.83$. Стандартные отклонения двух рядов измерений равны $\Delta_a = 0.74$ и $\Delta_b = 0.59$ Гс. По рассеянию точек относительно наклонной прямой находим

реальную стандартную ошибку отдельного измерения: $\sigma_H = \pm 0.27$ Гс. Отличие множителя 0.66 от 1.00 в (2) обусловлено систематическим занижением послеполуденных значений ОМП (H_b); это связано, по-видимому, с ростом инструментальной поляризации после перестановки целостата и, соответственно, с ухудшением точности определения нуля-пункта магнитографа.

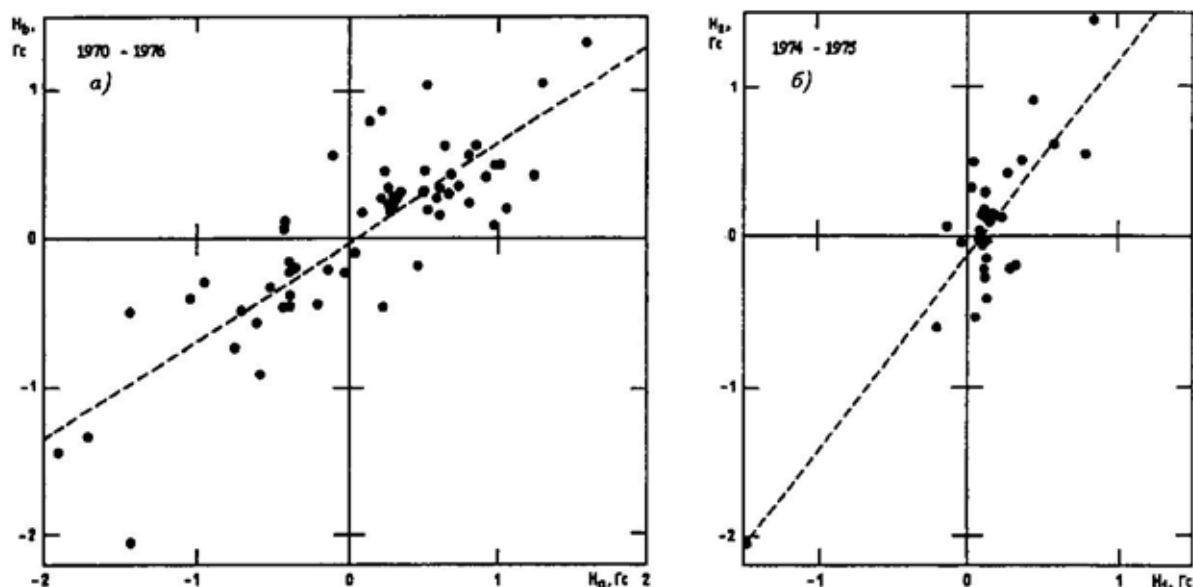


Рис. 1. Сравнение измерений ОМП Солнца, выполненных (а) в 1970 – 1976 гг. на МБСТ в один и тот же день (но в разное время дня; число пар $n = 61$) и (б) в 1974 – 1975 гг. на двух каналах магнитографа БСТ (H_1 и H_2 , $n = 30$). Пунктирная линия – прямая линейной регрессии

В 1974 – 1975 гг. измерения были сделаны одновременно на двух каналах магнитографа БСТ (H_1 и H_2 – для 1-го и 2-го каналов соответственно). Коэффициент корреляции для 30 пар измерений оказался равным $r = 0.86$, стандартные отклонения: $\Delta_1 = 0.38$ и $\Delta_2 = 0.58$ для 1-го и 2-го каналов соответственно. Прямая линейной регрессии показана на рис. 1б:

$$H_2 = 1.29 \cdot H_1 - 0.12. \quad (3)$$

Стандартная ошибка отдельного измерения, определяющая разброс точек относительно прямой регрессии, $\sigma_H = \pm 0.18$ Гс.

Аналогичные измерения на обоих каналах БСТ выполнены в 1991 г.:

$$n = 27, \quad r = 0.92, \quad \Delta_1 = 1.08, \quad \Delta_2 = 1.36,$$

с прямой линейной регрессии (рис. 2а)

$$H_2 = 1.15 \cdot H_1 + 0.13 \quad (4)$$

и реальной ошибкой $\sigma_H = \pm 0.35$ Гс. (Соответствующие значения Стэнфорда имеют стандартное отклонение $\Delta = 0.85$, примерно в 1.3 раза меньше, чем у КраО в среднем для двух каналов, $\Delta = 1.11$.) Увеличение σ_H данных БСТ 1991 г. примерно в два раза по сравнению с данными 1974 – 1975 гг. обусловлено, по-видимому, тем обстоятельством, что ОМП в 1991 г. превосходило ОМП 1974 – 1975 гг. в ≈ 2.5 раза (по отношению величин Δ). Это служит дополнительным аргументом в пользу того, что реальные ошибки существенно зависят от действительного ОМП Солнца и,

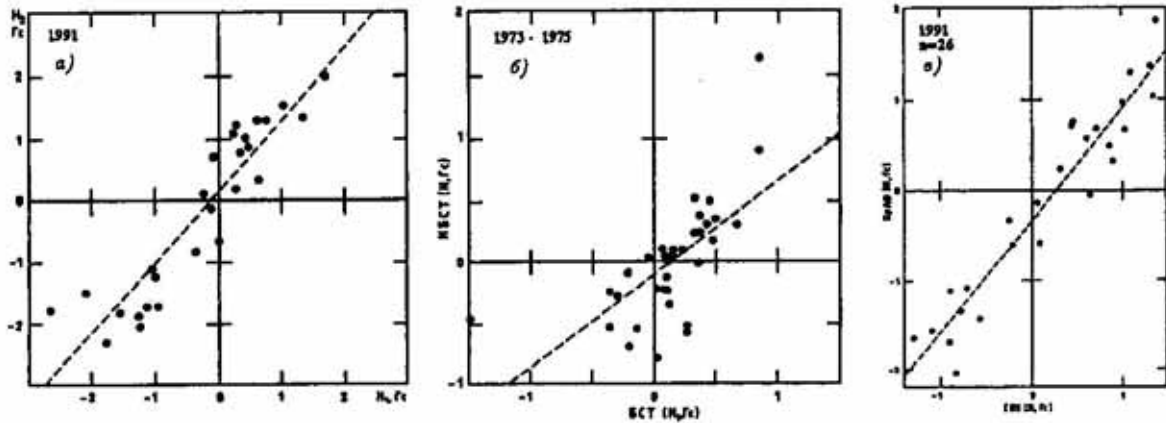


Рис. 2. То же, что на рис. 1, для измерений (а) на двух каналах БСТ (1991 г., $n = 27$), (б) на 1-ом канале БСТ и МВСТ (1973 – 1975 гг., $n = 34$) и (в) в Станфорде (СОУ) и КраО (1991 г., $n = 26$)

следовательно, они в сильной мере зависят от «весовой» функции телескопа, а не только от шумов электроники.

На рис. 2б сравниваются измерения, выполненные в 1973 – 1975 гг. в один и тот же день на двух инструментах КраО: на 1-ом канале БСТ (H_1) и на МВСТ (H'):

$$n = 34, \quad r = 0.66, \quad \Delta(H_1) = 0.41, \quad \Delta(H') = 0.48,$$

$$H' = 0.77 \cdot H_1 - 0.10. \quad (5)$$

Полагая, что погрешности МВСТ существенно больше погрешностей БСТ, для реальной ошибки МВСТ получаем почти ту же величину, что и выше: $\sigma_{H'} = \pm 0.28$ Гс.

На рис. 2в приведены 26 пар значений ОМП по наблюдениям 1991 г. в Станфорде и КраО (взяты средние значения H для двух каналов БСТ). Коэффициент корреляции $r = 0.95$, стандартные отклонения $\Delta_{\text{КраО}} = 1.11$ и $\Delta_{\text{СОУ}} = 0.85$; уравнение регрессии:

$$H_{\text{КраО}} = 1.25 \cdot H_{\text{СОУ}} - 0.34, \quad (6)$$

погрешность для КраО равна $\sigma_H = 0.21$ Гс. Коэффициенты корреляции со Станфордом для 1-го и 2-го каналов практически одинаковые: $r \approx 0.94$.

Учитывая трудности измерений ОМП, а также реальные ошибки калибровки (достигающие иногда $\approx 20\%$) и истинного нуля магнитографа, на основе (1) – (6) можно сделать вывод о вполне удовлетворительном согласии измерений, выполняемых с помощью разных инструментов. (При этом для измерений КраО, однако, целесообразно учитывать, что значения H_2 систематически превышают H_1 на фактор $k_1 \approx 1.2$; на фактор $k_2 \approx 1.3$ значения H' МВСТ занижены по сравнению с H_1 БСТ.)

Таблица 1. Коэффициенты корреляции для измерений ОМП.

	МВСТ	БСТ-1	БСТ-2	Станфорд
МВСТ	—	0.66	0.63	0.61
БСТ-1	0.66	—	0.86	0.87
БСТ-2	0.63	0.86	—	0.75
Станфорд	0.61	0.87	0.75	—

Были также сопоставлены несколько десятков измерений, выполненных в 1974 – 1975 гг. в один и тот же день на двух из 4-х инструментов: МВСТ, двух каналах магнитографа БСТ (БСТ-1 и БСТ-2) и в СОУ. Коэффициенты корреляции приведены в табл. 1, из которой следует:

а) лучшую корреляцию со Станфордом имеет БСТ-1 ($r = 0.87$), затем — БСТ-2 ($r = 0.75$), и наименьшую — МВСТ ($r = 0.61$);

б) хорошая взаимная корреляция имеет место между данными БСТ-1 и БСТ-2 ($r = 0.86$);

в) данные МБСТ имеют сравнительно невысокую корреляцию с данными БСТ и СОУ ($r \approx 0.63$), что связано с низким спектральным разрешением и высоким уровнем турбулентности спектрографа МБСТ (по сравнению с БСТ), а также с погрешностями гидирования.

Все полученные в КраО в 1991 г. определения ОМП приведены в табл. 2 вместе с данными Станфорда для соответствующих дат. Для полноты в табл. 3 приводим также значения ОМП, полученные в 1993 г. в Саянах (для центральной области $0.86R_{\odot}$ и для всего солнечного диска).

Таблица 2. ОМП Солнца в 1991 г. по данным КраО (БСТ-1 и БСТ-2) и Станфорда (СОУ).

Дата	БСТ-1	БСТ-2	КраО*	СОУ
Июнь				
8	0.23	1.09	0.66	1.03
11	0.75	1.30	1.03	1.34
12	-0.07	0.71	0.32	0.90
15	-2.09	-1.49	-1.79	—
16	-2.65	-1.77	-2.21	—
Июль				
17	-1.25	-2.06	-1.66	-1.29
18	-1.26	-1.87	-1.57	-1.10
19	-1.05	-1.10	-1.08	-0.71
20	-0.37	-0.82	-0.60	-0.21
21	—	-0.58	-0.58	0.09
22	0.28	0.19	0.24	0.32
23	-0.23	0.11	-0.06	0.65
24	0.64	0.33	0.49	0.86
25	0.48	0.87	0.68	0.72
26	0.27	1.23	0.75	0.47
27	0.43	1.02	0.73	0.46
28	0.35	0.79	0.57	0.61
Октябрь				
4	-1.55	-1.82	-1.69	-0.90
5	-1.77	-2.32	-2.05	-0.82
10	-0.13	-0.13	-0.13	0.06
12	-1.13	-1.73	-1.43	-0.57
13	-0.95	-1.72	-1.34	-0.78
14	-1.00	-1.24	-1.12	-0.89
16	0.01	-0.67	-0.33	-0.24
19	0.62	1.30	0.96	1.01
20	1.03	1.54	1.29	1.10
21	1.34	1.35	1.35	1.31
22	1.70	2.00	1.85	1.38

*Средние значения ОМП КраО по данным БСТ-1 и БСТ-2.

Теперь в нашем распоряжении большой массив ОМП, охватывающий 25 лет: данные КраО 1968 – 1976 гг. (Котов и Северный 1983) и 1991 г. ($N = 1426$), ОМУ (1970 – 1982 гг., $N = 2457$) и Станфорда (1975 – 1992 гг., $N = 5385$), – в сумме $N = 9268$, т.е. в ≈ 2.4 раза больше, чем в анализе

На рис. 3 для тех дней 1991 г., для которых наблюдения сделаны и в КраО, и в Станфорде, показаны вариации ОМП по данным двух обсерваторий. Несмотря на существенные расхождения для некоторых дат, измерения двух обсерваторий в целом хорошо согласуются ($r = 0.95$, см. выше). Можно сделать заключение, что качество измерений ОМП спустя ≈ 18 лет после сравнительного анализа Шерера и др. (1977а), по крайней мере, не ухудшилось. Достоверность измерений ОМП доказывается высоким коэффициентом взаимной корреляции (0.95) между измерениями КраО и Станфорда в 1991 г.

Реальные погрешности измерений ОМП в КраО существенно превосходят, естественно, формальные ошибки: для МБСТ: ± 0.28 ; для БСТ-1 или БСТ-2: ± 0.18 при напряженностях ОМП $|H| \lesssim 0.5$ и ± 0.28 при $|H| \gtrsim 0.5$ Гс.

Поскольку магнитограф БСТ применяется и для регистрации глобальных колебаний Солнца, из изложенного следует, что уменьшение амплитуды 160-минутных колебаний Солнца на протяжении последнего десятилетия (Шерер и др. 1993) не связано с инструментом, а отражает, по-видимому, реальное изменение спектра глобальных колебаний Солнца. Такой вывод подтверждается и доплеровскими измерениями в Станфорде (Шерер и др. 1993).

Хорошее согласие измерений ОМП на разных инструментах позволяет снова поднять вопрос о реальности и истинной природе вариации ОМП с периодом около 1^y и средней гармонической амплитудой ≈ 0.1 Гс (Котов и др. 1981; Котов и Левицкий 1985).

Присутствие годового периода в ОМП впервые было обнаружено по $N = 3880$ измерениям ОМП, выполненным в КраО, ОМУ и СОУ в течение 11 лет, с 1968 г. по 1978 г. (Котов и др. 1981). Было показано, что это явление нельзя объяснить ни инструментальными причинами, ни погрешностями измерений и артефактами обработки данных, ни влиянием атмосферы, ни эффектом переменной, в течение года, гелиошироты Земли B_0 (т.е. условиями видимости полярных областей, зависящими от B_0).

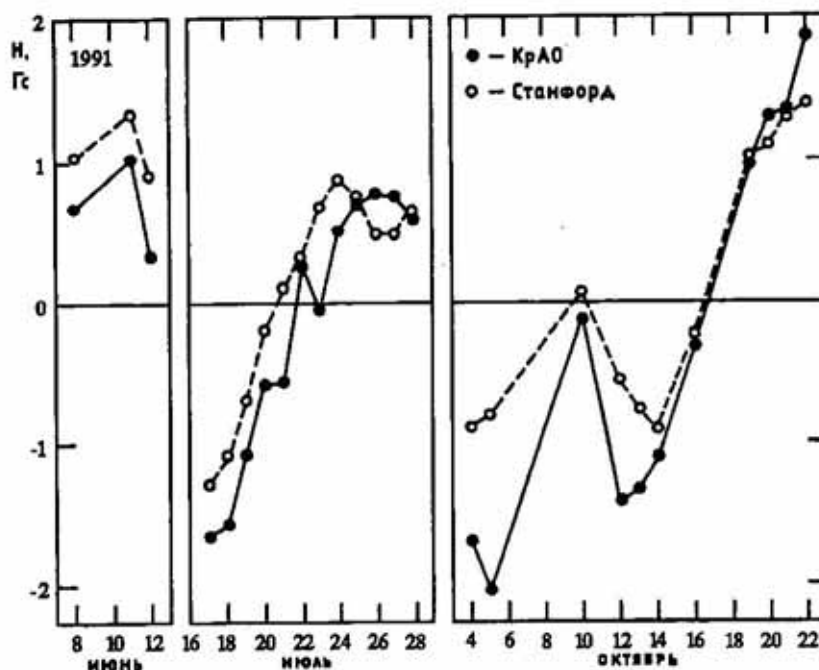


Рис. 3. Вариации ОМП по наблюдениям в Станфорде (○) и КРАО (●) в 1991 г.

Котова и др. (1981). Массивы трёх обсерваторий были сведены в общую временную последовательность 1968 – 1992 гг. с помощью нормировочных коэффициентов Котова и Северного (1983): $k_{\text{КРАО}} = 0.49$, $k_{\text{КМУ}} = 0.60$, $k_{\text{КСОУ}} = 1.00$. Затем был вычислен спектр мощности всего 25-летнего ряда, показанный на рис. 4. Самый высокий пик, с амплитудой $A_h \approx 0.05$ Гс, отвечает периоду $P = 1^{\text{y}}03 \pm 0^{\text{y}}01$. Его значимость составляет $\approx 3.5\sigma$ нормального распределения.

Таблица 3. Саянские измерения ОМП в 1993 г. (для центральной зоны $0.86R_{\odot}$).

Дата	H , Гс	Дата	H , Гс
24 июля	-0.22	30 августа	0.44
25 »	-0.02	1 сентября	0.23
26 »	-0.13	3 »	0.08 (0.10)
14 августа	0.45	17 октября	-0.25 (-0.38)
15 »	0.37 (0.66)	18 »	-0.27 (-0.30)
16 »	0.25 (0.04)	19 »	-0.21 (-0.23)
17 »	0.11	22 »	-0.04 (0.00)
18 »	-0.20	19 ноября	0.40 (0.43)
19 »	-0.20 (0.00)	20 »	0.01 (0.21)
20 »	-0.09	21 »	0.14 (-0.13)
21 »	-0.06	22 »	0.11 (-0.10)
24 »	-0.11	20 декабря	0.27 (0.24)
25 »	-0.31	21 »	0.02 (0.05)
26 »	-0.28 (-0.08)	22 »	0.10 (0.18)
27 »	-0.18	23 »	0.17 (0.08)
28 »	0.06		

*В скобках — значения ОМП при наблюдениях в свете от всего диска Солнца.

Против того, что пик является неким наблюдательным артефактом, говорят следующие обстоятельства: а) достоверность периода значительно возросла с увеличением числа измерений; б) период существенно отличается от точного значения $1^{\text{y}}00$; в) большинство данных относится к двум циклам переплюсовок полярного магнитного поля Солнца, т.е. к интервалу $\approx 1970 - 1991$ гг.; если бы пик был обусловлен тривиальным геометрическим эффектом — годичным изменением B_0 и влиянием полярных полей — то пик должен был бы расщепиться на два пика, что противоречит рис. 4.

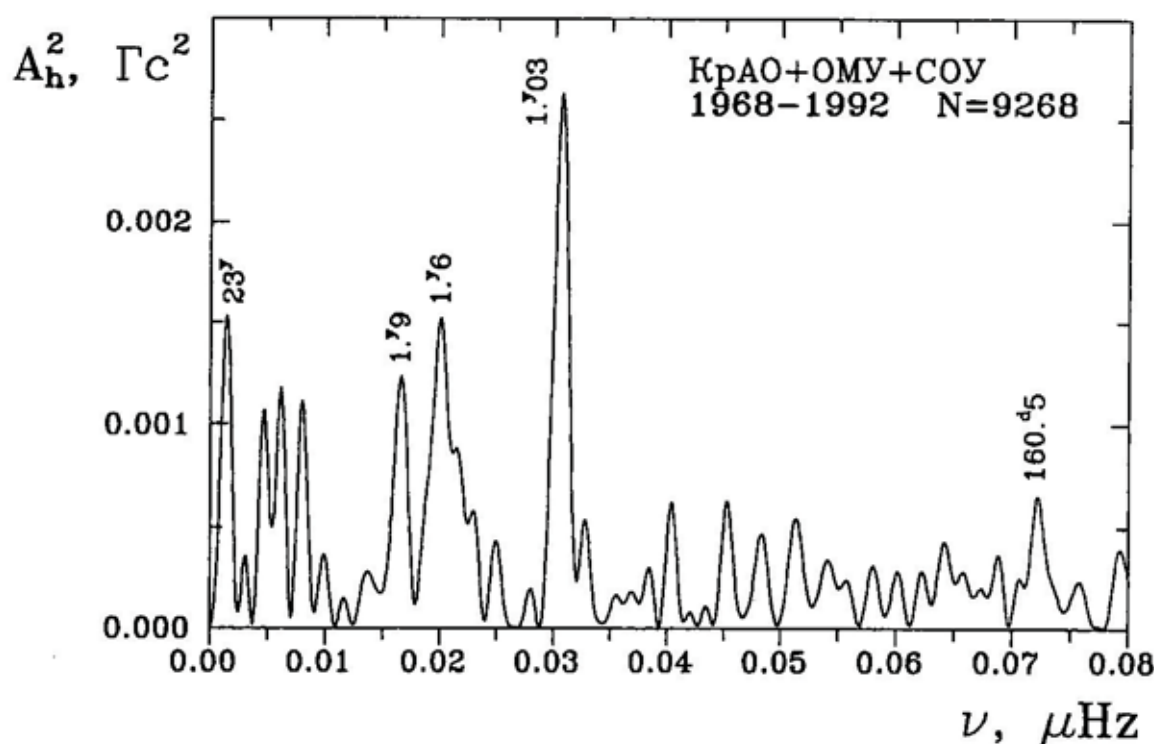


Рис. 4. Спектр мощности вариаций ОМП за 1968 – 1992 гг. Полное число измерений $N = 9268$; по горизонтали – частота в $\mu\text{Гц}$, по вертикали – квадрат гармонической амплитуды A_h^2 (Гс^2)

Детальную дискуссию о происхождении годичной вариации ОМП см. в статьях: Котов и др. (1981) и Котов и Левицкий (1985). Здесь только укажем на следующие возможные, на наш взгляд, решения проблемы:

- 1) годичная периодичность есть проявление так называемых инерционных мод колебаний Солнца, возникающих из-за сил Кориолиса и усиливающихся на частотах, близких к частоте вращения;
- 2) появление периода связано с внутренним строением Солнца, радикально отличающимся от стандартной модели, а также с динамикой солнечной системы;
- 3) не исключены другие причины, например: периодичность возникает как следствие вращения звезды в инерциальной координатной системе (относительно далеких звезд; физический механизм, конечно, неясен).

На рис. 4 заметно выделяются также пики, отвечающие периодам $\approx 23^y$ (следствие 22-летнего магнитного цикла Солнца?), а также $\approx 1^y6$ и 1^y9 . Отдельно надо отметить присутствие периода $160^d5 \pm 0^d8$ (отмеченный впервые для ОМП Котовым и Левицким (1983)) со средней амплитудой $A_h \approx 0.026$ Гс. Последний период близок к периоду $P' \approx 154^d$, обнаруженному недавно во вспышечной активности Солнца, см., например, Ихсанов и Милецкий (1990), Баи и Старрок (1993). Истинная природа этой периодичности также ещё не установлена; Баи и Старрок (1993) обратили внимание, что период P' кратен «фундаментальному» периоду $\approx 25^d5$, и на основе этого предположили, что P' -периодичность обусловлена вращением Солнца в инерциальной системе координат. Физические механизмы, обуславливающие обе периодичности, $P \approx 1^y$ и $P' \approx (154^d - 161^d)$, требуют дальнейшего изучения.

Литература

- Бай и Старрок (Bai T., Sturrock P.A.), 1993, *Astrophys. J.*, **409**, 476.
- Григорьев и Демидов (Grigoryev V.M., Demidov M.L.), 1987, *Solar Phys.*, **114**, 147.
- Григорьев В.М., Демидов М.Л., Осак Б.Ф., 1983, Исслед. по геомагнетизму, аэрономии и физике Солнца, **65**, 13.
- Ихсанов Р.Н. и Милецкий Е.В., 1990, *Солн. данные*, **12**, 75.
- Котов В.А. и Левицкий Л.С., 1983, *Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв.*, **66**, 110.
- Котов В.А. и Левицкий Л.С., 1985, *Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв.*, **71**, 32.
- Котов В.А., Левицкий Л.С., Степанян Н.Н., 1981, *Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв.*, **63**, 3.
- Котов В.А. и Северный А.Б., 1983, Общее магнитное поле Солнца как звезды. Каталог 1968 – 1976 гг. Материалы мирового центра данных Б, Москва, 1983, 24 с.
- Котов В.А., Северный А.Б., Цап Т.Т., 1982, *Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв.*, **65**, 3.
- Северный (Severny A.), 1969, *Nature*, **224**, 53.
- Шерер (Scherrer P.H.), 1973, *Stanford Univ. Inst. Plasma Res. Rep.*, **554**.
- Шерер и др. (Scherrer P.H., Wilcox J.M., Kotov V., Severny A.B., Howard R.), 1977a, *Solar Phys.*, **52**, 3.
- Шерер и др. (Scherrer P.H., Wilcox J.M., Svalgaard L., Duvall T.L., Jr., Dittmer P.H., Gustafson E.K.), 1977b, *Solar Phys.*, **54**, 353.
- Шерер и др. (Scherrer P.H., Hoeksema J.T., Kotov V.A.), 1993, in: *GONG 1992: Seismic Investigation of the Sun and Stars*. Ed. T.M. Brown. *Astron. Soc. Pacific Conf. Ser.*, **42**, San Francisco, p. 281.
-

УДК 523.9

25 лет исследований магнитного поля Солнца как звезды

В.А. Котов¹, М.Л. Демидов², В.И. Ханейчук¹, В.М. Григорьев², Т.Т. Цап¹

¹ Крымская астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный

² Институт солнечно-земной физики, 664033 Россия, Иркутск

Поступила в редакцию 14 июля 1995 г.

Аннотация. Начиная с 1968 г. измерения общего магнитного поля (ОМП) Солнца сделаны в обсерваториях: КрАО, Маунт Уилсон, Солнечная обсерватория им. Уилкокса и Саяны (в сумме ≈ 9000 измерений). Данные разных инструментов удовлетворительно согласуются между собой. Рассмотрены изменения ОМП, обусловленные вращением Солнца и 11-летним циклом, а также разбаланс средней напряжённости магнитного поля («магнитная асимметрия» Солнца). В спектре мощности вариаций ОМП доминируют синодические периоды $26^d.92$ и $27^d.13 (\pm 0^d.02)$, характеризующие вращение приэкваториального поля фотосферы. Третий примечательный период, $28^d.13 \pm 0^d.02$, – следствие дифференциального вращения и может отражать вращение магнитного поля под конвективной зоной. ОМП обнаруживает также значимую около-годовую периодичность ($1^y.03 \pm 0^y.01$) неизвестной природы.

25 YEARS OF INVESTIGATIONS OF THE MAGNETIC FIELD OF THE SUN AS A STAR, by V.A. Kotov, M.L. Demidov, V.I. Haneychuk, V.M. Grigoryev, T.T. Tsap. Since 1968 the measurements of the mean magnetic field of the Sun (MMFS) have been conducted at observatories: CrAO, Mount Wilson, Wilcox Solar Observatory and Sayans. The data from four instruments are found to be in satisfactory agreement with each other. The disbalance of the MMFS (“magnetic asymmetry” of the Sun) and variations of the MMFS due to solar rotation and 11-year cycle are briefly discussed. The power spectrum of the MMFS reveals two major peaks corresponding to periods $26^d.92$ and $27^d.13 (\pm 0^d.02)$. Both are resulted from solar differential rotation and might represent basic synodic periods of rotation of the equatorial surface magnetic fields. Third prominent period, $28^d.13 \pm 0^d.02$, may reflect rotation of the field concentrated under the solar convection zone. It is also noted that the MMFS exhibits substantial quasi-annual periodicity ($1^y.03 \pm 0^y.01$) of unknown origin.

Ключевые слова: магнитное поле Солнца, вращение Солнца

Общее магнитное поле (ОМП) всего видимого диска Солнца H регистрируется с помощью магнитографа Бэбкока по эффекту Зеемана спектральной линии поглощения фотосферы (обычно Fe I $\lambda 525.0$ нм):

$$H = \frac{\sum H_0(x, y) \alpha(x, y) I_0(x, y)}{\sum \beta(x, y) I_0(x, y)}, \quad (1)$$

где H_0 и I_0 – истинные напряжённость продольного магнитного поля и яркость в данном «элементарном» участке фотосферы с координатами (x, y) , α и β – инструментальные параметры, учитывающие потемнение диска к краю, изменение профиля спектральной линии по диску Солнца, виньетирование световых пучков в инструменте и другие эффекты. По порядку величины $\alpha \sim \beta \sim 1$,

суммирование ведётся по всему диску Солнца. Очевидно, что H не представляет «истинную среднюю» напряжённость поля фотосферы. По существу измеряемая на данный день величина – с точностью до инструментальной константы $c \sim 1$, зависящей от метода измерений, – пропорциональна продольной компоненте магнитного потока M через видимую полусферу Солнца:

$$H \approx c \frac{M}{2\pi R_{\odot}^2} \quad (2)$$

($R_{\odot}$ – радиус Солнца); видно, что H представляет собой магнитный разбаланс полусферы, пропорциональный разности потоков $N(+)$ и $S(-)$ -полярности. С учётом этих замечаний о физической сути H и надо относиться к интерпретации измерений ОМП; условно H будем называть напряжённостью ОМП.

Первые систематические измерения ОМП были сделаны по идее Северного (1969) в 1968 г. в Крыму, где они продолжались 9 лет (Котов и Северный 1983); нерегулярные измерения в КрАО делаются с 1991 г. Аналогичные измерения выполнены в обсерватории Маунт Уилсон (ОМУ) в 1970 – 1982 гг. (всего 2457 измерений, см. Котов и др. 1998б), а с 1975 г. наиболее точные измерения ведутся в Солнечной обсерватории им. Уилкокса (Шеррер и др. 1977), публикуемые в *Solar Geophysical Data*; в 1982 г. начались измерения в Саянской обсерватории (СО; Григорьев и др. 1983; Григорьев и Демидов 1987).

Наблюдаемые значения H часто находятся в пределах ± 0.5 Гс, но иногда достигают 1–2 Гс по абсолютной величине. Поэтому эти измерения – трудная инструментальная задача. Типичные ошибки измерений составляют примерно ± 0.17 (КрАО и ОМУ), ± 0.10 (СО) и ± 0.05 (СОУ) Гс; иногда по ряду причин инструментальной, атмосферной или иной природы, реальные ошибки могут в 2–3 раза превышать указанные значения. Особую проблему представляет определение смещения нуля-пункта магнитографа, которое может достигать или превышать измеряемое на данный день значение $|H|$ (обычно при $|H| \leq 0.5$ Гс).

Магнитные поля активных областей и пятен не вносят существенного вклада в сигнал ОМП (Северный 1971; Котов и др. 1977); последний определяется, в основном, крупномасштабными полями фотосферы со средней «истинной» напряжённостью (по модулю) около 2 Гс (Шеррер 1973; Котов и Степанян 1980).

Ввиду того, что значения ОМП малы, а ошибки часто сравнимы с H (для измерений КрАО и ОМУ), важно представлять, насколько надёжны эти измерения, можно ли им верить и может ли временной ряд ОМП, полученный в течение около 25 лет в четырёх обсерваториях, характеризовать магнитную переменность Солнца.

Эти вопросы подробно исследовались Северным (1971), Шеррером (1973), Котовым и Степанян (1980). Сопоставление измерений, выполненных на разных инструментах (Котов и др. 1998а), показало хорошее согласие между ними. Для иллюстрации на рис. 1 приводим диаграммы пар новых значений ОМП, полученных (а) в СОУ и КрАО в 1991 и 1993 гг. и (б) в СОУ и СО в 1994 г. Уравнения линейной регрессии для пар значений ОМП, полученных в двух обсерваториях за один и тот же день, следующие:

$$H(\text{КрАО}) = -0.255 + 1.197 \cdot H(\text{СОУ}) \quad (n = 72, \quad r = 0.86), \quad (3)$$

$$H(\text{СО}) = 0.089 + 0.890 \cdot H(\text{СОУ}) \quad (n = 93, \quad r = 0.85) \quad (4)$$

(n – число пар, r – коэффициент корреляции). Отсюда для регрессии Саяны – КрАО имеем:

$$H(\text{КрАО}) = -0.375 + 1.345 \cdot H(\text{СО}). \quad (5)$$

Видим, что несмотря на существенные ошибки отдельных измерений, ОМП регистрируется достаточно уверенно и, главное, однозначно (но с учётом, конечно, случайных ошибок), см. рис. 1. Принимая во внимание статистический характер результатов, заключаем, что временной ряд ОМП даёт важную, имеющую физический смысл, информацию о солнечном магнетизме.

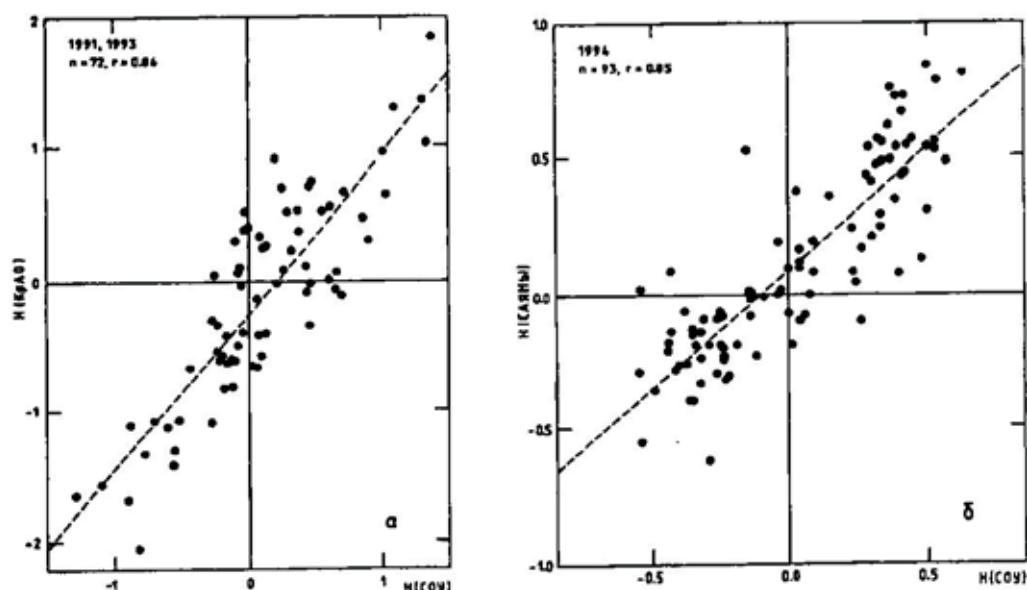


Рис. 1. Корреляционные зависимости между измерениями ОМП, выполненными (а) в СОУ и КраО в 1991 и 1993 гг. ($n = 72$, $r = 0.86$) и (б) в СОУ и Саянах в 1994 г. ($n = 93$, $r = 0.85$). Прямые линейной регрессии показаны пунктиром

Исследователей удивляет, что ОМП определяется, в основном, *площадями* крупномасштабных магнитных структур, а не фактической напряжённостью продольного поля (Северный 1971; Шерпер 1973; Котов и Степанян 1980). При этом считается, что поле фотосферы (в «спокойных» областях), вытягиваясь солнечным ветром, преимущественно радиальное. Это, однако, не объясняет преобладающий фактор «площади», тем более, что, с одной стороны, поле как будто сконцентрировано в тонких магнитных трубках, а конвекция, с другой стороны, должна приводить к смешиванию полярностей и разрушению структур и в итоге – к исчезновению какой-либо особой роли «площади».

Возможное объяснение может заключаться в преимущественно горизонтальном (тороидальном) характере поля в нижней части конвективной зоны и особенно под ней. Последовательный подъём слоёв такого поля (разного знака) в фотосферу должен естественным образом приводить к образованию обширных униполярных полей и тем самым к доминирующей роли «площади». Мы предполагаем, таким образом, что временные вариации ОМП, а также секторная структура крупномасштабного поля фотосферы и межпланетного магнитного поля (ММП) в определённой мере отражают вариации *радиального* распределения тороидального поля в глубинах Солнца на умеренных и низких гелиоширотах.

Для вычисления спектра мощности (СМ) значения ОМП данных КраО (1968 – 1976 гг., полное число измерений $N = 1397$) и ОМУ (1970 – 1982 гг., $N = 2457$) умножались на коэффициенты 0.49 и 0.60 соответственно. (Таким образом они приводились к калибровке ряда СОУ 1975 – 1991 гг., $N = 5092$; см. Котов и Северный 1983.) Затем три ряда были сведены в единую последовательность 1968 – 1991 гг. ($N = 8946$). СМ для неё показан на рис. 2, где главные пики отвечают периодам синодического вращения $P_0 = 26^d 92$, $P'_0 = 27^d 13$ и $P_1 = 28^d 13 (\pm 0^d 02)$. Период P_0 обусловлен вращением приэкваториального поля фотосферы, а появление пика P'_0 связано, по-видимому, с дифференциальным вращением и 11-летним циклом.

Период $P_1 \approx 28^d 13$, который, по-видимому, не испытывает 11-летнего расщепления, обусловлен также дифференциальным вращением. Согласно Антонуччи и др. (1990), в 1976 – 1986 гг. он харак-

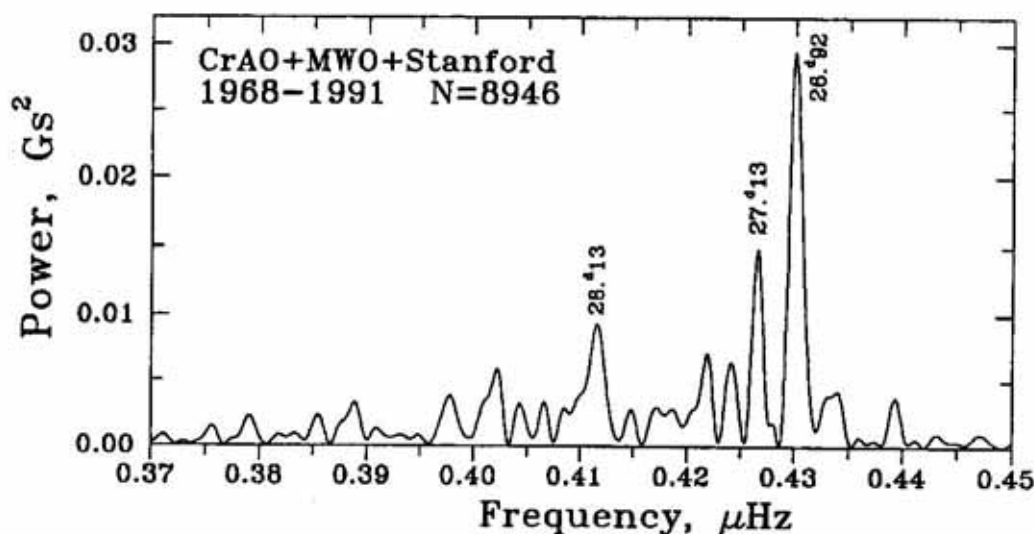


Рис. 2. Спектр мощности ОМП по измерениям 1968 – 1991 гг. (КрАО, ОМУ и СОУ; $N = 8946$) в диапазоне частот вращения фотосферы согласно Котову и др. (19986). По вертикали — мощность A_h^2 (A_h — гармоническая амплитуда в Гс)

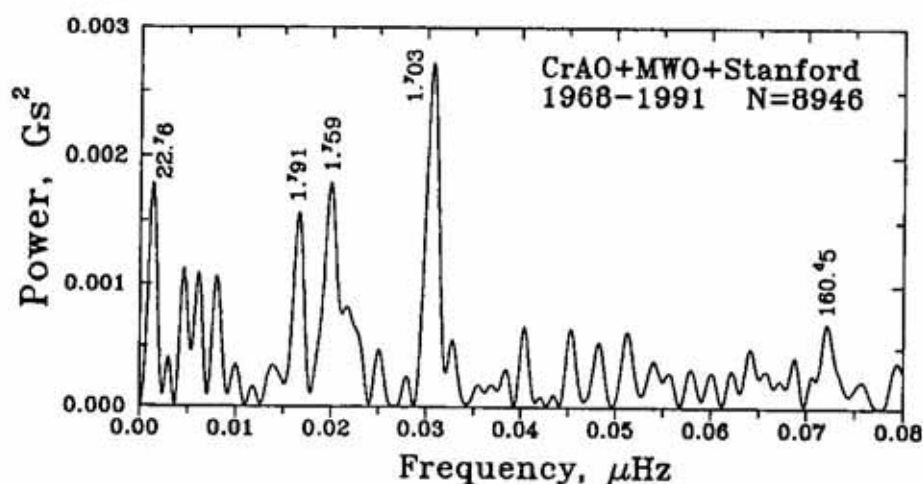


Рис. 3. То же, что на рис. 2, для низких частот

теризовал вращение магнитного поля на гелиошироте $\varphi \approx -26^\circ$. По мнению Котова (1994), период P_1 отражает твердотельное вращение поля под конвективной зоной. (В пользу этого говорят следующие факты: (а) гелиошироты $|\varphi| \approx 26^\circ - 28^\circ$ совпадают с зонами начала пятнообразования нового цикла, (б) аналогичный период $\approx 28^d20$ ($\approx P_1$), присутствующий в вариациях ММП, не испытывает расщепления, связанного с циклом, и проявляет долговременную фазовую когерентность.)

На рис. 3 показан СМ для низких частот, где доминирует период $1^y03 \pm 0^y01$. Объяснить его пытались многие авторы (см. ссылки у Котова 1994), но безуспешно; возможно, что около-годовой период обусловлен моделью Солнца, радикально отличающейся от стандартной. Период $\approx 23^y$ на рис. 3 — следствие 22-летнего цикла (магнитный разбаланс). Конкретный механизм его появления также неясен; заметим, однако, что его значимость низка, т.к. измерения ОМП охватывают

немногим более одного магнитного цикла Солнца.

Работа поддержана Международным научным фондом (гранты ISF №№ UCU000, UCU200, NN 3000, NN 3300), Правительствами России (грант NN 3300) и Украины (грант UCU200).

Литература

- Антонуччи и др. (Antonucci E., Hoeksema J.T., Scherrer P.H.), 1990, *Astrophys. J.*, **360**, 296.
Григорьев и Демидов (Grigoryev V.M., Demidov M.L.), 1987, *Solar Phys.*, **114**, 147.
Григорьев В.М., Демидов М.Л., Осак Б.Ф., 1983, Исслед. по геомагнетизму, аэрономии и физике Солнца, **65**, 13.
Котов В.А., 1994, *Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв.*, **91**, 124.
Котов В.А., Демидов М.Л., Ханейчук В.И., Цап Т.Т., 1998а, *Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв.*, **94**, 110 .
Котов В.А. и Северный А.Б., 1983, Общее магнитное поле Солнца как звезды. Каталог 1968 – 1976. М.: Междугосударственный геофизический комитет АН СССР.
Котов В.А. и Степанян Н.Н., 1980, *Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв.*, **62**, 117.
Котов В.А., Степанян Н.Н., Щербакова З.А., 1977, *Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв.*, **56**, 75.
Котов и др. (Kotov V.A., Scherrer P.H., Howard R.F., Hancychuk V.I.), 1998б, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, (in press).
Северный (Severny A.), 1969, *Nature*, **224**, 53.
Северный (Severny A.B.), 1971, *Quart. J. Roy. Astron. Soc.*, **12**, 363.
Шерпер (Scherrer P.H.), 1973, *Stanford Univ. Inst. Plasma Res. Rep. No. 554*.
Шерпер и др. (Scherrer P.H., Wilcox J.M., Svalgaard L., Duvall T.L., Dittmer P.H., Gustafson E.K.) 1977, *Solar Phys.*, **54**, 353.

УДК 524.7; 523.9

160-минутные осцилляции активных ядер галактик: новые данные для 3C 273 и NGC 4151

В.А. Котов¹, В.М. Лютый², Н.И. Меркулова¹, Л.П. Метик¹, В.И. Ханейчук¹

¹ Крымская астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, пос. Научный

² Государственный астрономический институт им. П.К. Штернберга, 119899 Россия, г. Москва, Университетский пр., 13

Поступила в редакцию 25 февраля 1993 г.

Аннотация. Новые фотоэлектрические наблюдения быстрой переменности ядра сейфертовской галактики NGC 4151 выполнены в 1989–1991 гг. на крымском 1.25-м рефлекторе. Эти данные подтвердили периодичность $P_0 = 160^m 01 01$ в вариациях светимости NGC 4151. Присутствие периода у этого объекта, а также у квазара 3C 273, подкрепляется также анализом рентгеновских данных, полученных спутником EXOSAT.

Средний спектр мощности, вычисленный для данных 1968–1991 гг. (NGC 4151 и 3C 273), обнаруживает достоверный ($\approx 5\sigma$) пик, отвечающий периоду $160^m 01 08 \pm 0^m 00 08$. Последний в пределах ошибок совпадает с известным периодом Солнца $160^m 01 01 \pm 0^m 00 01$. Средняя гармоническая амплитуда P_0 -периодичности АЯГ составляет $\approx 1\%$ и 3% для оптического и рентгеновского диапазонов соответственно.

Отмечается, что астрофизика здесь встречается с парадоксальным наблюдательным фактом: один и тот же период (P_0), с удивительной стабильностью начальной фазы, присутствует одновременно у ближайшей звезды и у далеких внегалактических объектов, имеющих разные красные смещения. Приведены аргументы в пользу космологической интерпретации Котова и Лютого (1988а).

THE 160-MINUTE OSCILLATIONS OF ACTIVE GALACTIC NUCLEI: DATA FOR 3C 273 AND NGC 4151, by V.A. Kotov, V.M. Lyuty, N.I. Merkulova, L.P. Metik and V.I. Haneychuk. The new photoelectric observations of rapid variability of the nucleus of the Seyfert galaxy NGC 4151 were performed in 1989–1991 using the Crimean 1.25-m reflector. These data confirm the presence of the periodicity $P_0 = 160^m 01 01$ in the NGC 4151 luminosity variations. An existence of this periodicity in this AGN, and also in the quasar 3C 273, is strongly supported by analysis of the X-ray data acquired by the EXOSAT satellite.

The average power spectrum computed for the 1968–1991 data series (NGC 4151 and 3C 273) reveals significant ($\approx 5\sigma$) peak at a period of $160^m 01 08 \pm 0^m 00 08$. The latter coincides, within the error limits, with the well-known solar value $160^m 01 01 \pm 0^m 00 01$. The mean harmonic amplitude of the AGN's periodicity is about 1% and 3% for optical and X-ray spectral ranges respectively.

It is noted that the modern astrophysics meets here with a highly inconceivable observational evidence: one and the same period (P_0), with remarkably stable initial phase, appears to be present simultaneously in the nearest star and in the distant extragalactic objects having different red shifts. The arguments are presented favouring the Kotov-Lyuty's (1988a) cosmological hypothesis.

Ключевые слова: АЯГ, космология, колебания

1 Введение

Солнечная природа периодичности 160^m , обнаруженной в спектре мощности (СМ) колебаний Солнца, была подвергнута сомнению измерениями Доплер-эффекта солнечной фотосферы, выполненными за последнее десятилетие (Хеннинг и Шерер 1988; Эльсуорт и др. 1989). Сейчас выяснилось, однако, что «исчезновение» 160^m -х колебаний Солнца было обусловлено изменением основной частоты; последнее связано, по-видимому, с изменением внутреннего строения звезды в ходе 20-летнего цикла магнитной активности (Котов и др. 1993б). Наиболее точное значение периода, определённое на основе анализа временной последовательности солнечных вспышек, равно $P_0 = 160^m 0101 \pm 0^m 0001$ (Котов и Левицкий 1987).

Котов и Лютый (1988а) обосновали космологическую интерпретацию P_0 -колебаний, где главным аргументом явилось обнаружение периодичности P_0 в вариациях блеска активных ядер галактик (АЯГ), независимо от их красного смещения z .

Новые данные наблюдений быстрой переменности АЯГ, появившиеся в мировой печати за последние годы, позволяют отвергнуть или подтвердить эту гипотезу.

Медленные тренды удаляются с помощью полиномов порядка $n = 0$ (удалялось среднее за «ночь»), $n = 1$ (линейный тренд) или $n = 2$ (парабола). Моменты времени всех наблюдений перед обработкой приводились к Солнцу.

2 Квазар 3С 273: данные спутника EXOSAT

Присутствие P_0 -периода со средней гармонической амплитудой $A_h = 0.015$ зв. вел. было ранее установлено Котовым и Лютым (1988а) на основе $N = 340$ отдельных измерений в фильтре В за 1968–1986 гг. (N – число измерений блеска с формальным временем усреднения $\Delta t \approx 5^m$). Эти данные представляли собой дифференциальные (относительно звезды сравнения) измерения блеска, выполненные в СССР и США — или квазинепрерывно в течение ночи, или по 1–2 отдельных измерения за ночь.

Недавно Гранди и др. (1992) опубликовали наблюдения 3С 273, выполненные в рентгеновском (Х) диапазоне энергий 1–8 кэВ на спутнике EXOSAT. 1.02.1985 г. сделано 32 измерения потока с временем накопления 12^m (принимая, формально, $n = 32$) за время около $6^h 8$. Копия записи приведена на рис. 1, где видны три резких минимума с характерным интервалом 160^m .

После удаления линейного тренда нами получен массив Х-остатков ($N = 32$) со среднеквадратичным отклонением $\Delta = 6.5\%$. Свёртка остатков с периодом P_0 показана на рис. 2б, где кривая Х-блеска имеет амплитуду $A_h = 3.8 \pm 2.1\%$, фазу гармонического максимума $\varphi_h = 0.11 \pm 0.10$. Фаза негармонического минимума $\psi = 0.67 \pm 0.16$ в пределах ошибок совпадает с фазой минимума оптической кривой, приведённой на рис. 2а ($\psi = 0.52 \pm 0.07$).

3 Средняя кривая и спектр мощности 3С 273

Массив оптических данных (остатков, после удаления медленных трендов) состоит из $N = 340$ измерений, сделанных в 1968–1986 гг. в фильтре В; $\Delta = 0.040$ зв. вел. (Котов и Лютый 1988а). По величине Δ новый, рентгеновский, массив остатков 1985 г. ($N = 32$, $\Delta = 6.5\%$) был приведён к оптическому массиву 1968–1986 гг., и для полного массива ($N = 372$, $\Delta = 0.040$ зв. вел.) построена средняя кривая блеска, показанная на рис. 3а (для приведения кривой к Х-шкале ординаты должны быть умножены на коэффициент $k = 0.065/0.040 \approx 1.6$): $A_h = 0.014 \pm 0.003$ зв. вел., $\varphi_h = 0.09 \pm 0.04$, $\psi = 0.55 \pm 0.06$. Значимость кривой, определённая методом Котова и Лютого (1992), без вычисления СМ, составляет $P \approx 4.0\sigma$.

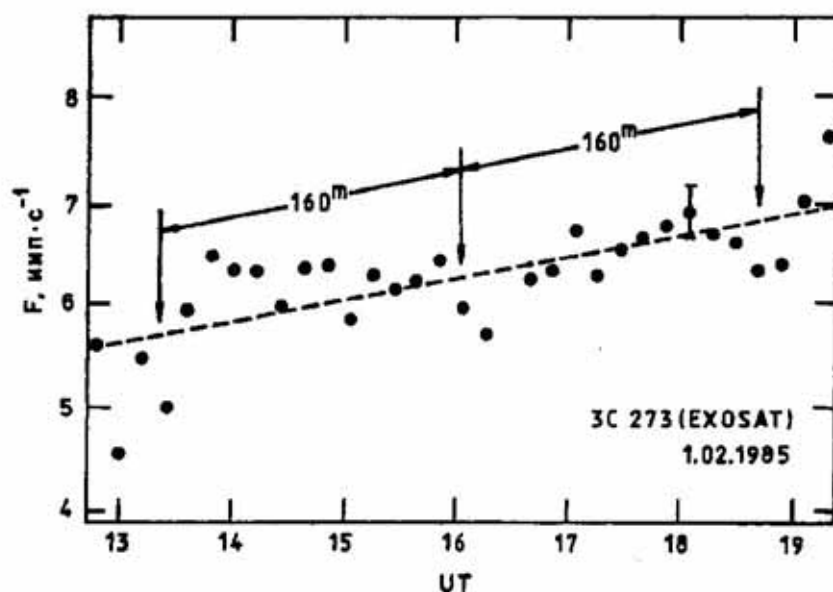


Рис. 1. Измерения рентгеновского (1–8 кэв) потока квазара 3С 273, сделанные спутником EXOSAT 1.02.1985 г. (Гранди и др. 1992). Стрелками указаны минимумы блеска, повторяющиеся с характерным временем 160^m . Пунктирная линия – прямая линейной регрессии. Вертикальной черточкой указана типичная стандартная ошибка отдельного измерения (то же на других рисунках)

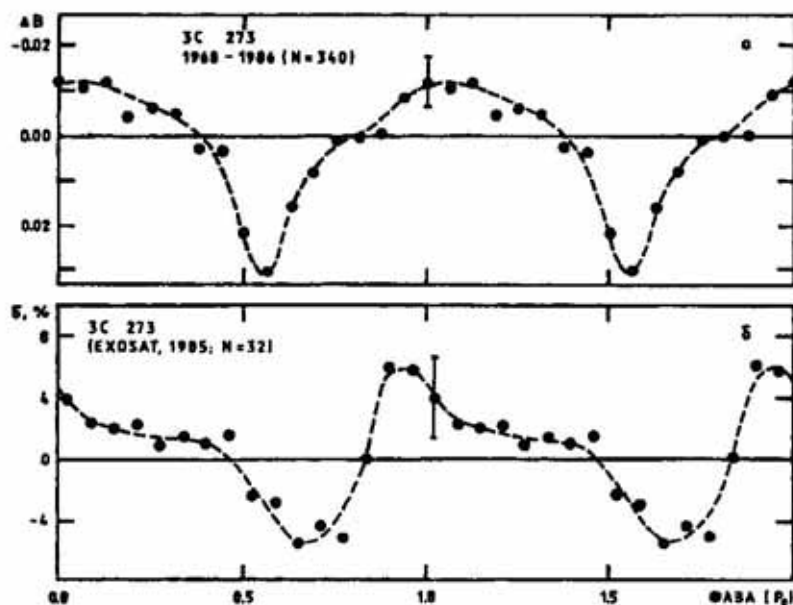


Рис. 2. Средние кривые блеска 3С 273, построенные для периода $P_0 = 160^m.0101$ по (а) оптическим данным 1968–1986 гг. ($N = 340$) согласно Котову и Лютому (1988а) и (б) рентгеновским измерениям 1985 г. ($N = 32$). Интервал усреднения по фазе $\tau = 20^m$ (а) и 30^m (б), пунктирные кривые через точки проведены «от руки», нулевая фаза соответствует моменту 00^h00^m , 1.01.1974 г.); то же — на других аналогичных рисунках)

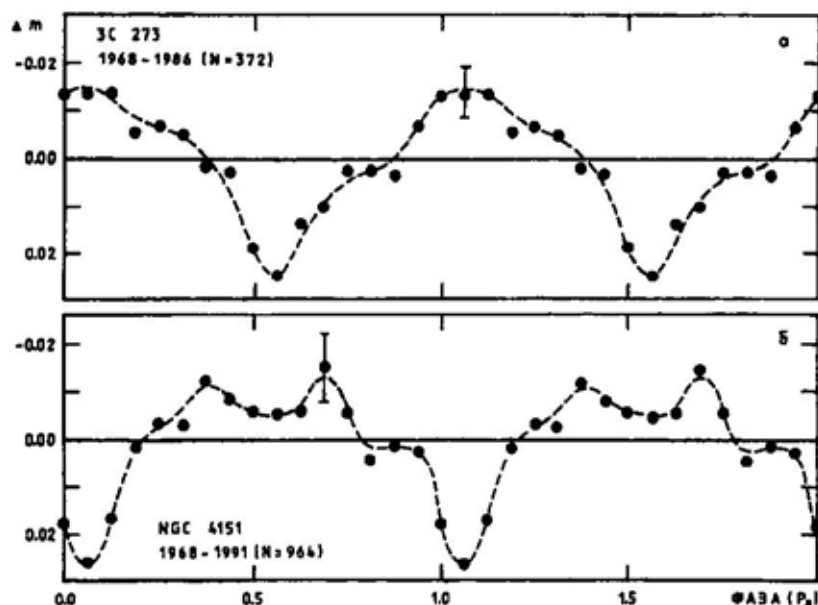


Рис. 3. Средние P_0 -кривые блеска, построенные по оптическим и рентгеновским данным для (а) квазара 3C 273 (1968–1986 гг., $N = 372$) и (б) NGC 4151 (1968–1991 гг., $N = 764$); $r = 20^m$

В табл. 1 приведены характеристики трёх массивов оптических остатков согласно Котову и Лютому (1988а) и X-массива. Это все данные о быстрой переменности 3C 273, имеющиеся в нашем распоряжении. Коэффициенты b , на которые умножались остатки каждого массива, приводят все четыре массива к средней величине Δ оптических данных 0.040 зв. вел. (в итоге получен общий массив остатков 1968–1986 гг.: $N = 372$, $\Delta = 0.040$ зв. вел.).

Таблица 1. Данные наблюдений квазара 3C 273

Интервал наблюдений	Фильтр	N	Δ	b	Тип данных
1968–1979	B	95	0.047 зв. вел.	0.86	Отдельные измерения (1-2 за ночь) ↔
1971–1986	B	62	0.057 зв. вел.	0.71	
1971–1986	B	183	0.017 зв. вел.	2.36	Измерения в течение 8 ночей Спутник
1985	X	32	0.065 отн. вел.	0.62	

СМ полного ряда наблюдений квазара ($N = 372$), вычисленный в узкой области частот около периода 160^m , показан на рис. 4; здесь два доминирующих пика соответствуют периодам 160^m011 и $160^m008 \pm 0^m001$. Период первого, максимального пика, с амплитудой $A_h \approx 0.018$ зв. вел., в пределах ошибок совпадает с P_0 . Средняя мощность спектра $1.17 \cdot 10^{-4}$, его среднеквадратичное отклонение $\Delta_I = 5.5 \cdot 10^{-5}$ (в единицах (зв. вел.)²). Следовательно, формальная значимость пика P_0 составляет примерно 4σ .

Ещё большей статистической значимости этот пик достигает по критерию, учитывающему экспоненциальное распределение амплитуд пиков в СМ (см., например, Дорошенко и др. 1985).

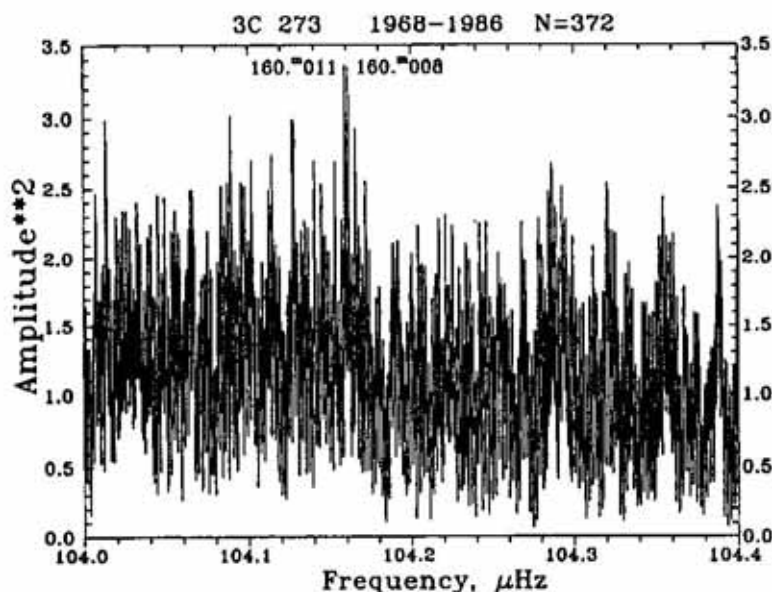


Рис. 4. Спектр мощности быстрых вариаций блеска квазара 3C 273 за 1968–1986 гг.; $N = 372$. Шаг по частоте $\Delta\nu = 0.1$ нГц; по вертикали — A_h^2 в единицах 10^{-4} (зв. вел.)² (то же — на рис. 9)

4 Рентгеновские наблюдения NGC 4151

В табл. 2 содержатся данные о быстрой переменности ядра сейфертовской галактики NGC 4151, проанализированные ранее Котовым и др. (1993а).

Таблица 2. Данные наблюдений NGC 4151 согласно Котову и др. (1993а)

Интервал наблюдений (дата)	Фильтр (спутник, диапазон энергий)	N	Δ , зв. вел.	Ссылка
1968–1986	U	290	0.084	Котов и Лютый, 1988а
1975–1977	X (Ариэль-5, 2 – 10 кэв)	219	0.248	Котов и Лютый, 1988б
11.07.1983; 19 и 22.12.1984; 2.01.1985	X (EXOSAT, 0.04–10 кэв)	174	0.162	{ Котов и др., 1993а Уайтхаус и Круиз, 1985 Перола и др., 1986
3–4.02 и 23–24 03.1987; 20–21.04.1988	V	93	0.022	Котов и др., 1993а

Новые измерения получены на спутнике EXOSAT (Гранди и др. 1992) в диапазоне 1–8 кэв в виде трёх записей (17.12.1983; 21–22.04.1985; 28.04.1985) общей длительностью около 20^h3; суммарное число измерений $N = 63$. После удаления параболических трендов для каждой записи отдельно, получен массив остатков: $N = 63$, $\Delta = 0.0376$ зв. вел. Средняя P_0 -кривая приведена на рис. 5а: $A_h = 1.3 \pm 0.07\%$, $\varphi_h = 0.26 \pm 0.09$, $\psi = 0.83 \pm 0.13$. По фазе кривая согласуется с X-данными для NGC 4151 (спутники Ариэль-5 и EXOSAT), обработанными ранее (Котов и др. 1993а): $N = 393$, $\Delta = 0.214$ зв. вел., $A_h = 0.029 \pm 0.012$ зв. вел., $\varphi_h = 0.42 \pm 0.07$, $\psi = 0.00 \pm 0.09$ (рис. 5б).

На рис. 6а показана средняя кривая, полученная по всем X-измерениям 1975–1985 гг. ($N = 456$, $\Delta = 0.199$ зв. вел.): $A_h = 0.025 \pm 0.010$ зв. вел., $\varphi_h = 0.44 \pm 0.06$, $\psi = 0.03 \pm 0.05$.

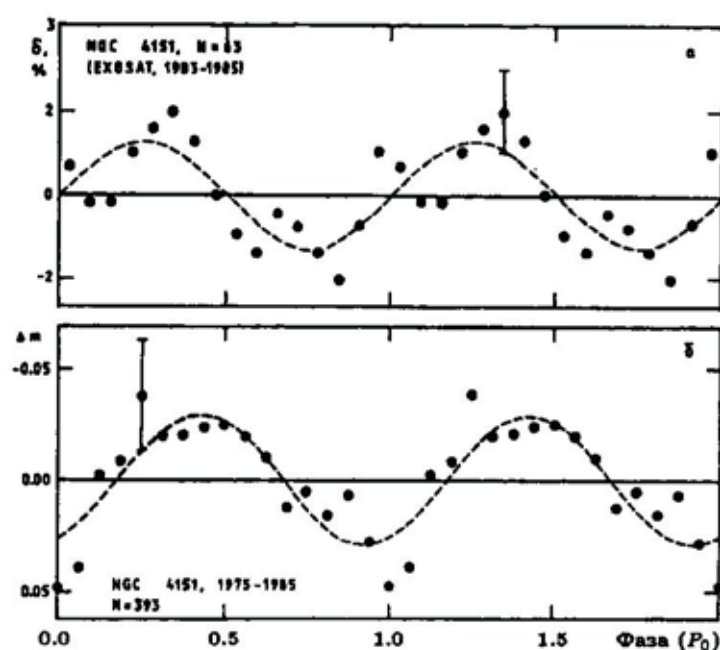


Рис. 5. Средние рентгеновские кривые блеска NGC 4151 по данным (а) EXOSAT 1983–1985 гг. ($N = 63$; 1–8 кэв) и (б) и Ариэль-5 за 1975–1985 гг. ($N = 393$; 0.04 – 10 кэв) согласно Котову и др. (1993а). Пунктирные кривые — синусоиды, проведённые через точки методом наименьших квадратов; $\tau = 30^m$

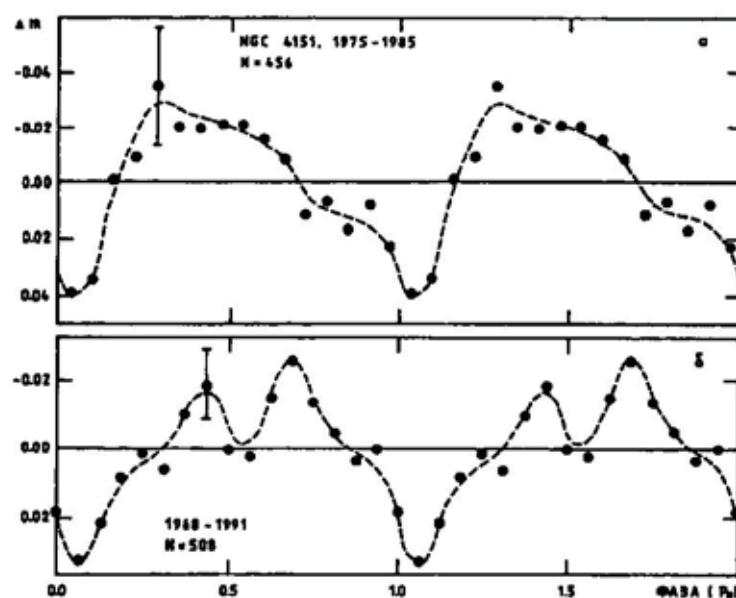


Рис. 6. Средние кривые NGC 4151 согласно (а) рентгеновским наблюдениям 1975–1985 гг. ($N = 456$) и (б) оптическим наблюдениям 1968–1991 гг. в фильтрах U и V ($N = 508$); $\tau = 20^m$

5 Новые оптические наблюдения NGC 4151

Серия наблюдений на крымском телескопе АЗТ-11 (диаметром 1.25 м) выполнена в 1989–1991 гг. с диафрагмой 20" одновременно в фильтрах U, B, V, R, I. Детальному анализу подвергнуты V-данные, и из них – только те записи, для которых длительность наблюдений в течение ночи была не менее двух часов. Таких ночей оказалось 15, с полным числом отдельных измерений 371.

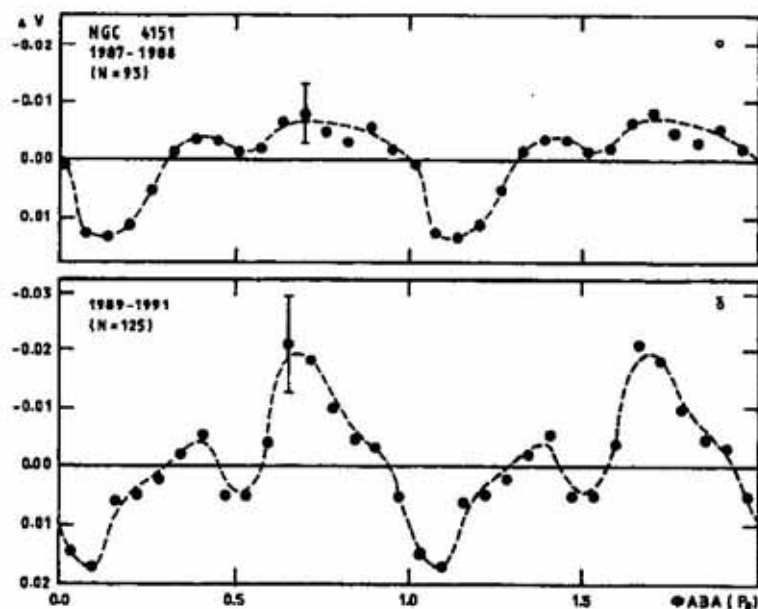


Рис. 7. Средние P_0 -кривые V-блеска NGC 4151 по наблюдениям (а) 1987–1988 гг. ($N = 93$) согласно Котову и др., (1993а) и (б) 1989–1991 гг. ($N = 125$); $\tau = 30^m$

После снятия медленных трендов получен массив остатков ($N = 371$) со среднеквадратичным отклонением $\Delta_0 = 0.0263$ зв. вел. Затем отбирались «ночи», для которых имелись остатки, превосходившие уровень $2\Delta_0$. Таких ночей, показавших по данному критерию «заметную» переменность, оказалось пять: 17.03.1989; 28.04.1990; 16–17.01.1991; 11–12.02.1991; 11–12.03.1991, — с полным числом остатков $N = 125$, $\Delta = 0.0424$ зв. вел. и общей длительностью наблюдений $\approx 18^h7$.

Свёртка с периодом P_0 показана на рис. 7б: $N = 125$, $A_h = 0.010 \pm 0.006$ зв. вел., $\varphi_h = 0.66 \pm 0.10$, $\psi = 0.07 \pm 0.09$. По фазе, амплитуде и даже по форме эта кривая согласуется с кривой, полученной ранее Котовым и др. (1993а) по наблюдениям в течение трёх ночей 1987–1988 гг.: $N = 93$, $A_h = 0.008 \pm 0.003$ зв. вел., $\varphi_h = 0.66 \pm 0.07$, $\psi = 0.13 \pm 0.09$ (рис. 7а). (Надо отметить, что обработка указанных выше новых наблюдений NGC 4151, выполненных в 1989–1991 гг. в фильтрах U и B, показала такую же, в пределах ошибок, среднюю P_0 -кривую, как и для фильтра V (рис. 7б).) Увеличение амплитуды кривой 1989–1991 гг. по сравнению с кривой 1987–1988 гг. может быть связано с общим усилением активности ядра NGC 4151 после 1986 г.: средний блеск в фильтре U возрос примерно на 1 зв. вел.

В результате объединения обоих массивов V-данных, 1987–1988 гг. ($N = 93$) и 1989–1991 гг. ($N = 125$), в одну временную последовательность, получена средняя P_0 -кривая для фильтра V, показанная на рис. 8а: $N = 218$, $\Delta = 0.0351$ зв. вел., $A_h = 0.010 \pm 0.004$ зв. вел., $\varphi_h = 0.66 \pm 0.07$, $\psi = 0.07 \pm 0.06$. Она хорошо согласуется с U-кривой (рис. 8б), полученной Котовым и Лютым (1988а) по наблюдениям 1968–1986 гг. ($N = 290$, $\Delta = 0.0836$ зв. вел., см. рис. 8б: $A_h = 0.015 \pm 0.004$ зв. вел., $\varphi_h = 0.51 \pm 0.06$, $\psi = 0.03 \pm 0.06$).

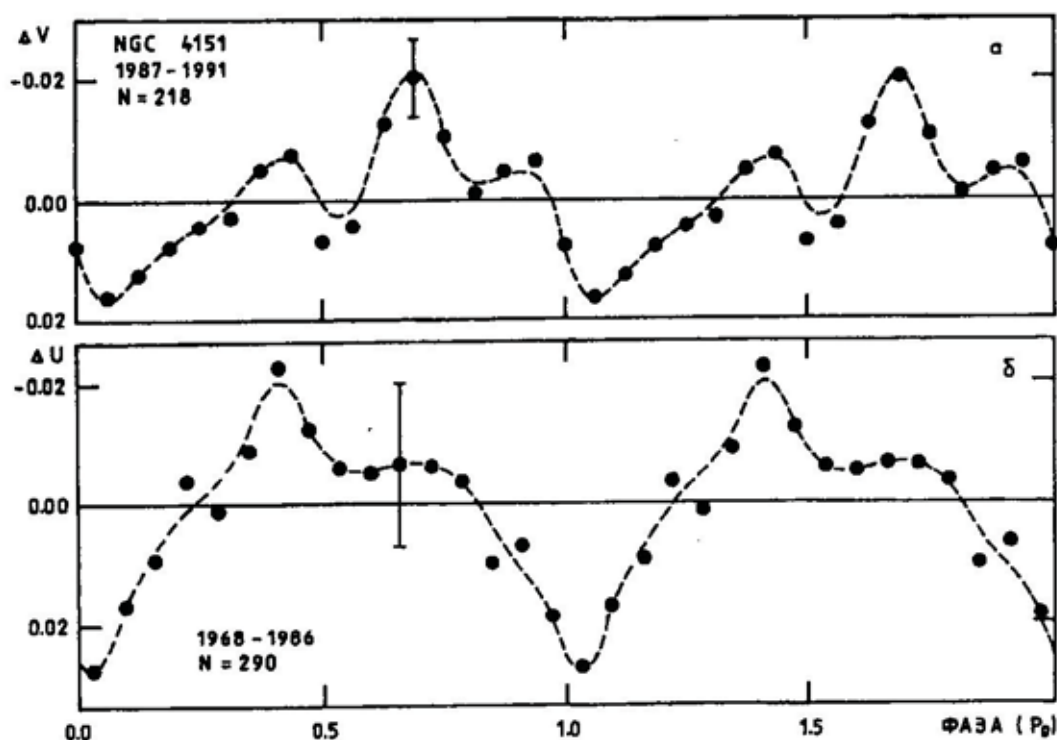


Рис. 8. Средние P_0 -кривые изменения блеска NGC 4151 по наблюдениям (а) в 1987-1991 гг. в фильтре V ($N=218$), и (б) 1968-1986 гг. в фильтре U ($N=290$) (Котов и Лютый 1988а); $\tau = 20^m$

Объединив U и V-измерения в одну временную последовательность (путём приведения Δ_V к величине Δ_U), получили среднюю оптическую кривую для периода P_0 , показанную на рис. 66 ($N=508$, $\Delta=0.0836$ зв. вел.): $A_h = 0.016 \pm 0.006$ зв. вел., $\varphi_h = 0.60 \pm 0.06$, $\psi = 0.06 \pm 0.06$. Она находится в удовлетворительном согласии с X-кривой, приведённой на рис. 6а.

Приведя X-ряд по величине Δ к оптическому ряду (фильтры U и V, 1968-1991 гг., $N=508$, $\Delta=0.0836$ зв. вел.), мы построили общую P_0 -кривую NGC 4151 (рис. 36): $N=964$, $\Delta=0.0836$ зв. вел., $A_h = 0.012 \pm 0.004$ зв. вел., $\varphi_h = 0.54 \pm 0.05$, $\psi = 0.06 \pm 0.05$.

Таблица 3. Параметры средних кривых блеска NGC 4151

Интервал наблюдений	Фильтр	N	Δ , зв. вел.	A_h , зв. вел.	φ_h	ψ	P
1968-1986	U	290	0.0836	0.015 ± 0.004	0.51 ± 0.06	0.03 ± 0.06	3.5σ
1975-1985	X	456	0.1991	0.026 ± 0.010	0.44 ± 0.06	0.03 ± 0.05	2.8σ
1987-1988	V	93	0.0220	0.008 ± 0.003	0.66 ± 0.07	0.13 ± 0.09	3.0σ
1989-1991	V	125	0.0424	0.010 ± 0.006	0.66 ± 0.10	0.07 ± 0.09	2.3σ
1987-1991	V	218	0.0351	0.010 ± 0.004	0.66 ± 0.07	0.07 ± 0.06	3.2σ
1968-1991	U, V	508	0.0836*	0.016 ± 0.006	0.60 ± 0.06	0.06 ± 0.06	3.5σ
1968-1991	U, V, X	964	0.0836*	0.012 ± 0.004	0.54 ± 0.05	0.06 ± 0.05	3.7σ

*Значения Δ рядов V и X приведены к значению $\Delta = 0.0836$ зв. вел. измерений в фильтре U.

В табл. 3 приведены параметры всех средних P_0 -кривых, построенных по U, V, X-измерениям, вместе с уровнями статистической значимости P , определёнными методом Котова и Лютого (1992) (без вычисления СМ). Видим, что для независимых наблюдений фазы кривых хорошо согласуются между собой, особенно фазы негармонических минимумов ψ .

СМ, вычисленный методом прямого Фурье-преобразования для всего 23-летнего массива данных NGC 4151 ($N = 964$, $\Delta = 0.0836$ зв. вел.) с шагом $\Delta\nu = 0.2$ нГц, показан на рис. 9б. Максимальный пик соответствует периоду $160^m0106 \pm 0^m0008$; его статистическая значимость, определённая стандартным методом (Дорошенко и др. 1985), составляет $P \approx 3\sigma$.

На рис. 9а приведён СМ для прежнего ($N = 776$, 1968–1988 гг.) массива наблюдений NGC 4151, обсуждавшегося Лютым и Котовым (1992); стрелкой указан пик $160^m0102 \pm 0^m0008$. Из сравнения

обоих СМ (рис. 9) видно, что добавление новых измерений (увеличение числа N на 24%) подавило амплитуды всех посторонних пиков и существенно усилило относительную мощность и статистическую значимость пика P_0 .

6 Средний спектр мощности двух объектов

Для 3C 273 и NGC 4151 вычислены СМ в узком диапазоне частот около частоты $P_0^{-1} \approx 104.16$ μ Гц с шагом $\Delta\nu = 0.2$ нГц. Эти спектры нормировались (делились на среднее значение данного СМ), затем два спектра были усреднены. Результат — для диапазона частот 104.0 – 104.3 μ Гц — показан на рис. 10, где максимальный пик отвечает периоду $P = 160^m0108 \pm 0^m0008$, совпадающему в пределах ошибок с P_0 ; значимость пика $P \approx 5\sigma$.

7 Обсуждение результатов

Наши результаты подтверждают вывод Котова и Лютого (1988а) о присутствии периодичности P_0 в вариациях блеска квазара 3C 273 и ядра сейфертовской галактики NGC 4151. Объяснение можно искать по двум направлениям: 1) наблюдательный артефакт; 2) космологическое явление.

7.1 Артефакт?

Все возможные источники систематических и случайных ошибок были подробно исследованы (см. Котов и Лютый 1988а, 1988б; Лютый и Котов 1992). Против земного происхождения периода P_0 говорят такие факты, как: (а) присутствие того же самого периода в данных, полученных разными наблюдателями на разных инструментах; (б) обнаружение периода P_0 в рентгеновских (внеатмосферных) данных; (в) отсутствие заметной P_0 -периодичности в вариациях блеска стандартных и контрольных звёзд; (г) повторяемость среднего результата, получаемого на базе новых, независимых наблюдений; (д) рост статистической значимости результата с увеличением числа измерений; (е) существенное отличие наблюдаемого периода (для двух рассмотренных объектов: $160^m0108 \pm 0^m0008$) от 1/9-ой среднесолнечных или звёздных суток (160^m0000 и 159^m5631 соответственно); (ж) взаимно противофазный характер средних кривых для 3C 273 и NGC 4151 (рис. 3), который не может быть объяснён никакими артефактами наблюдений и обработки данных.

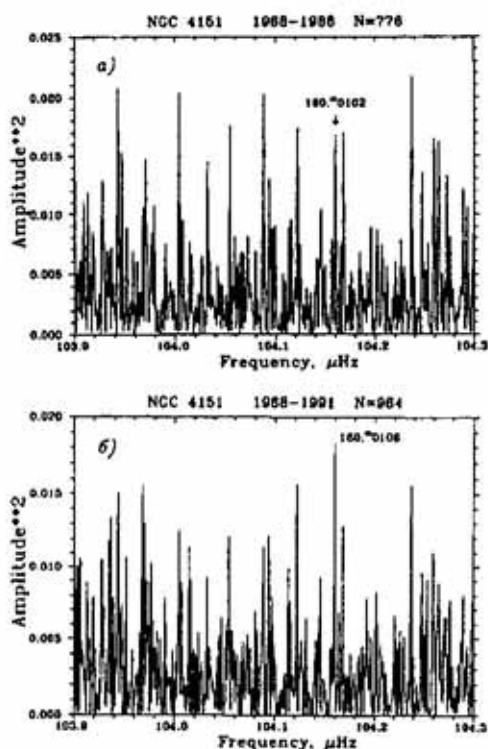


Рис. 9. Спектры мощности быстрых вариаций блеска NGC 4151 согласно оптическим и рентгеновским наблюдениям (а) 1968–1988 гг. ($N = 776$) и (б) 1968–1991 гг. ($N = 964$); шаг $\Delta\nu = 0.2$ нГц.

и Лютый 1988а, 1988б; Лютый и Котов 1992). Против земного происхождения периода P_0 говорят такие факты, как: (а) присутствие того же самого периода в данных, полученных разными наблюдателями на разных инструментах; (б) обнаружение периода P_0 в рентгеновских (внеатмосферных) данных; (в) отсутствие заметной P_0 -периодичности в вариациях блеска стандартных и контрольных звёзд; (г) повторяемость среднего результата, получаемого на базе новых, независимых наблюдений; (д) рост статистической значимости результата с увеличением числа измерений; (е) существенное отличие наблюдаемого периода (для двух рассмотренных объектов: $160^m0108 \pm 0^m0008$) от 1/9-ой среднесолнечных или звёздных суток (160^m0000 и 159^m5631 соответственно); (ж) взаимно противофазный характер средних кривых для 3C 273 и NGC 4151 (рис. 3), который не может быть объяснён никакими артефактами наблюдений и обработки данных.

7.2 Космологическое происхождение?

Совпадение найденной периодичности с периодом, установленным ранее для колебаний Солнца ($P_0 = 160^m 0101 \pm 0^m 0001$), и его независимость, для разных АЯГ, от красного смещения z указывает на возможность и даже необходимость космологического объяснения (подробнее см. Котов и Лютый 1988а, 1988б, 1992; Котов и др. 1993а). В рамках такой гипотезы приходим снова, спустя столетие, к мысли о дальном действии, сосуществующем во Вселенной наряду с близким действием, подчиняющемся законам специальной и общей теории относительности (вытекающим, в частности, из постоянства и ограниченности наблюдаемой скорости света c). К старой идее о дальном действии приводит наблюдательный факт: период P_0 -колебания в среднем (статистически) не зависит ни от расстояния до объекта, ни от скорости его удаления (от z), — при удивительной стабильности начальной фазы.

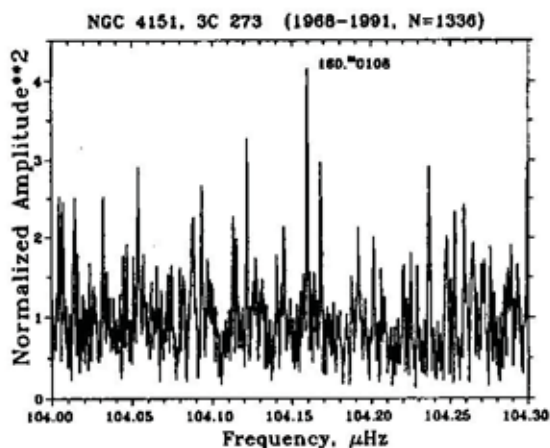


Рис. 10. Средний спектр мощности для двух внегалактических источников, 3C 273 и NGC 4151, по данным наблюдений 1968-1991 гг. ($N = 1336$, $\Delta\nu = 0.2$ нГц)

Новые оптические наблюдения NGC 4151, выполненные в КРАО, а также новые (опубликованные впервые) рентгеновские наблюдения NGC 4151 и 3C 273 (Гранди и др. 1992) свидетельствуют о целесообразности физической интерпретации периодичности P_0 как космологических колебаний АЯГ.

Ситуация с $P_0 = \text{const}$ в определенном смысле напоминает то, что было в специальной теории относительности в начале века. Как известно, в опыте Майкельсона-Мерли не было обнаружено смещение полос интерференции в зависимости от скорости движения Земли относительно Солнца. На основе этого А. Эйнштейн постулировал, что $c = \text{const}$ в любой системе отсчета. Всё это делает крайне важным проведение систематических наблюдений быстрой переменности АЯГ — этих экстравагантных и поистине релятивистских объектов Вселенной.

Если гипотеза Котова и Лютого (1988а) справедлива, нетрудно заметить, что она согласуется с некоторыми идеями и космологическими воззрениями выдающегося советского астрофизика Н.А. Козырева (1985), светлой памяти которого посвящаем наше исследование.

Литература

- Гранди и др. (Grandi P., Tagliaferri G., Giommi P. *et al*), 1992, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **82**, 93.
 Дорошенко В.Т., Ефимов Ю.С., Теребиж В.Ю., Шаховской Н.М., 1985, *Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв.*, **73**, 143.
 Козырев Н.А., 1985, в: *Физические аспекты современной астрономии*. Ред. А.А. Ефимов, Изд. ВАГО, Ленинград, с.82.
 Котов В.А. и Левицкий Л.С., 1987, *Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв.*, **77**, 51.
 Котов В.А. и Лютый В.М., 1988а, *Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв.*, **78**, 89.
 Котов В.А. и Лютый В.М., 1988б, *Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв.*, **79**, 139.
 Котов В.А. и Лютый В.М., 1992, *Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв.*, **86**, 108.
 Котов В.А., Лютый В.М., Ханейчук В.И., 1993а, *Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв.*, **88**, 47.
 Котов и др. (Kotov V.A., Scherrer P.H., Hoeksema J.T., Haneychuk V.I., Tsap T.T.), 1993б, in: *GONG 1992: Seismic Investigation of the Sun and Stars*. Ed. T.M. Brown, *Astron. Soc. Pacific Conf. Ser.*, **42**, San Francisco, p.293.

- Лютый В.М. и Котов В.А., 1992, Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв., **84**, 104.
- Перола и др. (Perola G.C., Piro L., Altamore A. *et al*), 1986, *Astrophys. J.*, **306**, 508.
- Уайтхаус и Круйз (Whitehouse D.R., Cruise A.M.), 1985, *Nature*, **314**, 554.
- Хеннинг и Шерер (Henning H.M., Scherrer P.H.), 1988, in: *Advances in Helio- and Asteroseismology. Proc. IAU Symp. 123*. Eds. J. Christensen-Dalsgaard and S. Frandsen, Reidel, Dordrecht, p.29.
- Эльсуорт и др. (Elsworth Y.P., Jefferies S.M., Mcleod C.P. *et al*), 1989, *Astrophys. J.*, **338**, 557.
-

УДК 523.98

Эмпирические модели высотной и поверхностной неоднородности магнитного поля в солнечных вспышках

Э.А. Барановский¹, В.Г. Лозицкий², Н.И. Лозицкая²

¹ Крымская астрофизическая обсерватория, 334413, Украина, Крым, п. Научный

² Астрономическая обсерватория Киевского университета, 254059, Украина, Киев, ул. Обсерваторная, 3

Поступила в редакцию 3 июля 1995 г.

Анализируются стоксовы профили $I \pm V$ для трех солнечных вспышек балла 1 и одной вспышки балла 2. Наблюдательный материал был получен на эшелюном спектрографе Астрономической обсерватории Киевского университета. Для интерпретации наблюдений применялись два метода:

а) метод подгонки теоретических профилей под наблюдаемые, базирующийся на использовании вычислительной программы для синтеза профилей спектральных линий с учетом отклонения от ЛТР (Барановский и др. 1991; Лозицкий и Барановский 1993);

б) метод отношения линий, адаптированный к рассмотрению расщеплений пиков V-параметра Стокса (Лозицкая и Лозицкий 1994; Костенко и Лозицкий 1995).

Первый метод был использован для интерпретации наблюдений в линиях FeI 5131.5 и 5434.5 Å, FeII 4924 и 5018 Å, а также в линиях H α , H γ и H ϵ . Метод отношения линий применялся только для анализа профилей линий FeI 5247.1 и 5250.2 Å.

Анализ наблюдений вспышек 8 июня 1989 года (балл 1b) и 16 июня 1989 года (балл 2b), выполненных первым методом, показал, что магнитное поле в них было существенно неоднородным. Максимальная напряженность магнитного поля (около 1.2 кГс для первой вспышки и 4.0 кГс для второй) достигается не в наиболее глубоких слоях атмосферы, доступных прямым наблюдениям, а гораздо выше – вблизи зоны температурного минимума или даже в хромосфере. В частности, для вспышки балла 2 максимум напряженности соответствовал $\tau_c \approx 2 \times 10^{-4}$. Здесь же располагался и максимум повышения температуры – примерно на 3000 °К по сравнению с невозмущенной атмосферой. Интересно, что именно на этой же высоте турбулентная скорость близка к невозмущенной (1.4 км/с), тогда как в более глубоких слоях турбулентная скорость во вспышке на 1–2 км/с выше, чем вне ее.

Полученные данные можно трактовать двояко: либо как действительное локальное (по высоте) усиление магнитного поля, при котором имеет место максимум величины модуля напряженности, либо как существенное изменение угла наклона поля с высотой, создающее максимум продольной компоненты вектора напряженности на той же высоте. В обоих случаях приходится констатировать существенную высотную неоднородность магнитного поля, качественно аналогичную той, которая была замечена еще Северным (1966) для невопыхечных образований.

Расчеты первым методом показали также, что магнитное поле должно быть неоднородным не только по высоте, но и по поверхности. По-видимому, оно содержит не одну магнитную компоненту, а, по крайней мере, две: более сильную B_1 и более слабую B_2 . Обе компоненты находятся в пространственно неразрешимом контакте и занимают примерно одинаковую площадь. Напряженности B_1 и B_2 немонотонно изменяются с высотой, причем их максимумы (соответственно 4.0 и 1.0 кГс) находятся на одинаковой высоте в атмосфере.

Вторым методом изучались вспышки 3 июля 1981 г. (балл 1n) и уже упомянутая вспышка 16 июня 1989 г. (Лозицкая и Лозицкий 1994; Костенко и Лозицкий 1995). Наиболее надежно этим методом определяется напряженность магнитного поля B в мелкомасштабных элементах и несколько менее надежно – фактор заполнения α . Оказалось, что во вспышке 16 июня 1989 г. величина B составляла примерно 1.1 кГс в начальной фазе вспышки и в период ее флэш-фазы и около 1.55 кГс – в момент максимума вспышки. Через 16 мин. после максимума измерено $B = 1.38$ кГс (типичные ошибки измерений около 0.05 кГс). Что же касается параметра α , то он уменьшался практически монотонно от значения 0.4 в начальной фазе вспышки до значения 0.2 после ее максимума (изучаемый участок находился в области яркого узла вспышки вне пятен или пор). Это может свидетельствовать о том, что мощная вспышка приводит к кратковременному усилению магнитного поля в мелкомасштабных силовых трубках – возможно, за счет сжатия их окружающей плазмой с более высокой температурой. Данные об изменении могут свидетельствовать о том, что вспышка в процессе своей эволюции постепенно “выжигает” мелкомасштабную компоненту магнитного поля. При этом остается все-таки неясным вопрос: какую же роль играют при этом мелкомасштабные магнитные поля – роль “пороха” или “соломы”? Оценки, выполненные Лозицкой и Лозицким (1994), показывают, что дефицит магнитной энергии мелкомасштабной компоненты соответствует 6×10^{28} эрг, что достаточно для того, чтобы обеспечить энерговыделение мощной вспышки.

Две другие более слабые вспышки, которые также изучались методом отношения линий, имели напряженности от 1 кГс в области фотосферы до 2 кГс в области небольшого пятна. Обе эти вспышки изучались в периоды, предшествующие максимуму энерговыделения в оптическом диапазоне. Из сопоставления этих измерений с аналогичными данными для неспышечных областей можно сделать предварительный вывод о том, что вспышка в начальной ее стадии, по-видимому, немного ослабляет магнитное поле в мелкомасштабных силовых трубках (на 300–500 Гс). Но при дальнейшем развитии вспышки, особенно в ее максимуме, магнитное поле в силовых трубках может и усиливаться.

Литература

- Барановский Э.А., Лозицкая Н.И., Лозицкий В.Г., 1991, Кинематика и физика небесных тел, 7, 52.
Костенко и Лозицкий (Kostenko L.M., Lozitskij V.G.), 1995, Space Science and Technology, (в печати).
Лозицкая и Лозицкий (Lozitska N. and Lozitskij V.), 1994, Solar Phys., 151, 319.
Лозицкий В.Г., Барановский Э.А., 1993, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 88, 67.
Северный А.Б., 1966, Астрон.Ж., 43, 465.

УДК 523.9

Модель хромосферного волокна по наблюдениям в линиях водорода и ионизованного кальция

Э.В. Кононович, А.Б. Горшков

Государственный астрономический институт им. П.К. Штернберга, 119899 Россия, г. Москва,
Университетский пр., 13

Поступила в редакцию 3 июля 1995 г.

Поставлена задача определения физических условий в солнечном протуберанце на основе высококачественных наблюдений и расчетов переноса излучения для случая двумерной геометрии.

Использовались спектрограммы активного хромосферного волокна с гелиографическими координатами относительно центра солнечного диска S13 E24, полученные П. Котрчем (Чешская республика) 6 апреля 1991 г. на телескопе VTT обсерватории Сакраменто-Пик (США) одновременно в диапазонах линий H_α и H_β водорода, H и $\lambda 8498$ Ca II. Двумерная задача переноса излучения внутри волокна, освещаемого хромосферой, решалась для модели в виде параллелепипеда, бесконечного в одном направлении и конечного в двух других – по лучу зрения и вдоль щели спектрографа.

Вычисления велись в декартовой системе координат. Задача решалась для модели атома водорода с 4 связанными уровнями и континуумом и иона кальция с 5 связанными уровнями и континуумом. Перенос излучения в спектральных линиях и в лаймановском континууме рассчитывался точно – при помощи уравнения переноса. Для расчета уравнения переноса излучения в линиях использовалось предположение о полном перераспределении по частотам. Число свободно-связанных радиативных переходов рассчитывалось по заданной радиационной температуре.

По доплеровскому смещению центра линии H_α было определено распределение макроскопической лучевой скорости вещества волокна вдоль щели спектрографа. Вид этой зависимости позволил предположить, что вещество волокна вращалось. На этом основании принято, что высота волокна равна его толщине (8500 км).

В основу алгоритма расчета населенностей атомных уровней был положен метод лямбда-итераций. Расчеты проводились последовательно для водорода и кальция. Входными параметрами задачи являлись общая концентрация водорода N_H , электронная температура T_e , макроскопическая и турбулентная скорости. Предполагалось, что водород является основным поставщиком электронов. Поэтому электронная концентрация N_e принималась равной концентрации протонов N_{HII} . Полученные значения N_e использовались для расчета населенностей уровней иона CaII. Содержание кальция по отношению к водороду было принято $2,14 \cdot 10^{-6}$. Вычисленные профили спектральных линий сравнивались с наблюдениями.

В результате подбора параметров были получены следующие результаты: полная концентрация водорода N_H и концентрация электронов N_e – порядка $2 \div 3,5 \cdot 10^{11} \text{ см}^{-3}$; степень ионизации водорода $N_{HII}/N_{HI} \approx 10^2$, т.е. плотность нейтрального водорода $N_{HI} \sim 10^9 \text{ см}^{-3}$; степень ионизации CaII $N_{CaII}/(N_{CaII} + N_{CaIII}) \approx 10^1$; электронная температура $T_e = 8,5 \div 12,5 \cdot 10^3 \text{ K}$; турбулентная скорость $V_t = 5 \div 8 \text{ км/с}$; лучевая макроскопическая скорость от -15 км/с до $+3 \text{ км/с}$.

Учет поля макроскопических скоростей позволил обнаружить наличие восходящих потоков

вещества хромосферы под нижней границей волокна со скоростями порядка 5–10 км/с.

Наилучшее согласие модельных расчетов и наблюдений достигнуто для линии H_{β} и $H\text{ CaII}$. Удовлетворительное сходство было достигнуто для линии H_{α} . Скорее всего, это объясняется большой оптической толщиной вещества волокна в центре этой линии. Поэтому ядро линии H_{α} несет информацию о самых внешних слоях волокна, где точность модели ниже. Для инфракрасной линии кальция согласие теории и наблюдений получить не удалось. Вероятно, это связано с тем, что данная линия образуется под волокном.

Несмотря на очевидную предварительность проведенных расчетов, они дают возможность изучить некоторые тонкие эффекты – такие, как распределение макроскопического поля скоростей в волокне, – на основе качественных фотографических наблюдений. Данный подход предполагается развить с учетом эффектов частичного перераспределения частот в резонансных линиях, а также с применением более эффективных численных методов.

УДК 523.9

Спектр излучения протуберанца по результатам наблюдения полного солнечного затмения 11 июля 1991 г.

Э.В. Кононович, О.Б. Смирнова, А.Е. Шукин

Государственный астрономический институт им. П.К. Штернберга, 119899 Россия, г. Москва, Университетский пр., 13

Поступила в редакцию 3 июля 1995 г.

Приводятся результаты цифровой обработки спектрограмм активного протуберанца, полученные во время полного солнечного затмения 11 июля 1991 г. в Ла-Пасе (Мексика) на специально изготовленном эшелюмном спектрографе с дисперсией $2.4 \text{ \AA}/\text{мм}$ в эмиссионных линиях, принадлежащих H, He, Na. Светосила камеры спектрографа 1:13. Рабочая область спектра 380–700 нм фотографировалась на 60-мм мелкозернистую фотопленку Kodak TP6415 с равномерной спектральной чувствительностью с экспозициями 21, 80 и 231 с. Щель спектрографа пересекала протуберанец на высоте 50 000 км по касательной к западному лимбу Солнца.

Профили линий H_{α} , H_{β} , H_{γ} , H_{δ} водорода и D1, D2 натрия свидетельствуют о сильной неоднородности структуры. Для анализа этой структуры были выбраны наименее блендированные линии с близкой интенсивностью: H_{γ} , H_{δ} водорода и D1 натрия. На рис.1 приведены наблюдаемые профили (точки) и их теоретическое представление тремя гауссианами с самопоглощением, рассчитывавшимися путем минимизации соответствующего функционала (Кононович и др. 1995). Как видно из рис.1, их сумма с точностью до 1% проходит через наблюдаемые значения, представленные точками. Каждый из этих трех компонентов имеет практически одинаковые относительные макроскопические скорости по всем трем линиям и каждый из них удовлетворительно аппроксимируется доплеровским профилем с самопоглощением, характеризуемым четырьмя независимыми параметрами: доплеровской шириной, оптической толщиной в центре линии, относительной величиной интенсивности в центре линии и относительным смещением центра линии компонента, которое позволяет определить относительную макроскопическую скорость движения.

Доплеровские ширины мало различаются по всем элементарным профилям и в среднем составляют $0.35 \text{ \AA}$ по линии 5896 натрия и $0.32 \text{ \AA}$ по линиям 4340 и 4041 водорода. Для $5000 \text{ \AA}$ смещение длины волны на $1 \text{ \AA}$ соответствует скорости 60 км/с, а смещение $0.33 \text{ \AA}$ соответствует скорости 20 км/с. Полагая $T = 10\,000^\circ\text{K}$ (т.е. $V_{\text{тепл.}} \approx 13 \text{ км/с}$), получаем, что на долю турбулентных движений остается скорость порядка 15 км/с. Амплитудные значения макроскопических скоростей движения двух узлов, симметричных относительно третьего, составляют +25 и -25 км/с. Среднеквадратичная ошибка этих результатов $\approx 4 \text{ км/с}$. Полученная симметрия наводит на мысль о возможности вращательного движения, подобно тому, как это было обнаружено для узкого участка волокна (Кононович и Горшков 1955).

Полученные значения оптических толщин (от 0.5 до 3) содержат слишком большие ошибки (от 50 до 100 %), связанные со слабой чувствительностью формы профиля к малым значениям оптических толщин: как только они становятся меньше 1, профили практически перестают менять свою форму, асимптотически приближаясь к доплеровским. Поэтому по оптическим толщинам трудно судить о различии размеров трех выделенных узлов протуберанца. Однако по амплитудам

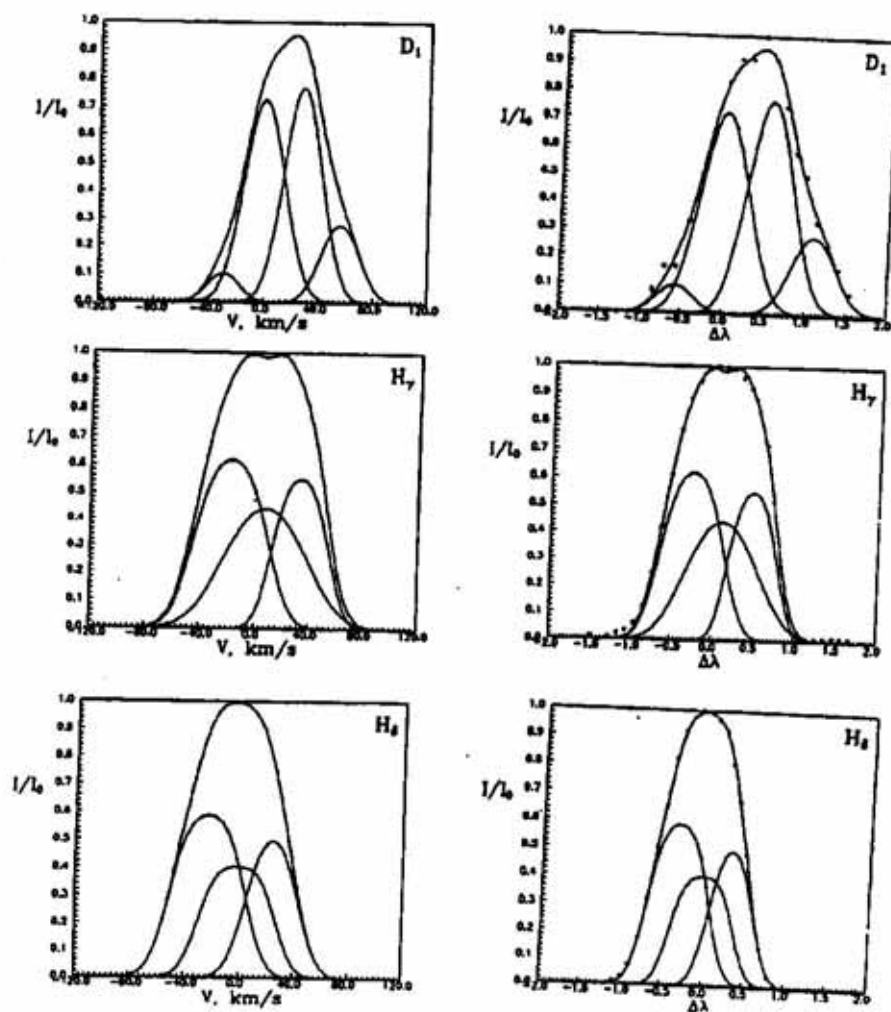


Рис. 1.

относительных интенсивностей, заключенных в пределах от 0.44 до 0.66, можно судить, что они одинаковы с точностью примерно до 20 %.

Обсуждение

Основным выводом настоящей работы следует считать полученное представление наблюдаемых профилей тремя компонентами, каждый из которых удовлетворительно аппроксимируется доплеровским профилем с самопоглощением и характеризуется четырьмя независимыми параметрами: доплеровской шириной, оптической толщиной в центре линии, относительной величиной интенсивности в центре линии и скоростью макроскопического движения (рис.1). Доплеровские ширины

мало различаются по всем элементарным профилям и в среднем составляют $0.35 \text{ \AA}$ по линии 5896 натрия и $0.32 \text{ \AA}$ по линиям 4340 и 4041 водорода. Для $5000 \text{ \AA}$ смещение длины волны на $1 \text{ \AA}$ соответствует скорости 60 км/с , а смещение $0.33 \text{ \AA}$ соответствует скорости 20 км/с . Полагая $T = 10\,000^\circ \text{ К}$ (т.е. $V_{\text{тепл.}} \approx 13 \text{ км/с}$), получаем, что на долю турбулентных движений остается скорость порядка 15 км/с .

Амплитудные значения макроскопических скоростей движения отдельных узлов по линиям водорода в среднем составляют 25 км/с .

Для натрия по трем узлам они такие же, но был выделен и четвертый узел со скоростью удаления более 50 км/с . Однако, скорее всего, этот узел не существует, т.к. его аналог в водороде не обнаруживается.

Итак, по четырем сечениям ($-7, 0, 17$ и $27''$) уверенно выявляются три компонента, два из которых имеют симметричное движение относительно третьего со скоростями $+25$ и -25 км/с . Среднеквадратичная ошибка этих результатов составляет 4 км/с . Полученная симметрия наводит на мысль о возможности вращательного движения, подобно тому как это было обнаружено в (Кононович и Горшков 1995) для узкого участка волокна.

На данном первом этапе обработки наблюдений полученные значения оптических толщин (от 0.5 до 3) содержат слишком большие ошибки (от 50 до 100%), связанные со слабой чувствительностью формы профиля к малым значениям оптических толщин: как только они становятся меньше 1 , профили практически перестают менять свою форму, асимптотически приближаясь к доплеровским профилям.

Щель спектрографа пересекала еще один, более слабый узел протуберанца. Этот узел хорошо виден в линиях H_α , H_β , H_γ и $D3 \text{ He}$, где его пересекает сечение $130''$. Его интенсивность по сравнению с первым узлом лучше всего оценить по линии H_γ , благодаря оптимальности значений почернений. Интенсивность второго узла в 1.7 раза меньше, а общая ширина профиля в 1.2 раза меньше, чем у первого узла. Это можно объяснить меньшим числом структурных элементов, составляющих второй узел, например, по аналогии с первым узлом, двумя противоположно и симметрично движущимися элементами. В этом случае доплеровская ширина линии и амплитуда макроскопических движений будут такими же, как и для элементов первого узла. Возможность обнаружения движений с центральной симметрией безусловно заслуживает внимания. Однако обработанного материала наблюдений явно недостаточно для выяснения, насколько такие движения в протуберанцах реальны или типичны. Для этого необходима постановка специальной программы наблюдений.

Литература

- Кононович Э.В., Горшков А.Б., 1995, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., (этот номер).
Кононович Э.В., Смирнова О.Б., Шукин А.Е., 1995, Астрон. Ж., (в печати).

УДК 533.9

Вертикальные градиенты напряженности магнитного поля

С.И. Гопасюк, О.С. Гопасюк, Т.Н. Тарасова, А.Н. Шатовская

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413, Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 20 апреля 1995 г.

Аннотация. В данной работе рассчитаны вертикальные градиенты напряженности потенциального и наблюдаемого магнитного поля. Было показано, что градиенты как потенциального, так и наблюдаемого поля растут с увеличением напряженности вертикальной составляющей магнитного поля H_z . До напряженности поля порядка 1200 Гс градиенты потенциального и наблюдаемого поля в пределах ошибок совпадают. При более высоких значениях H_z в пятнах градиент наблюдаемого поля почти в два раза меньше потенциального. На основании этого различия сделано предположение о скрученности наблюдаемого магнитного поля в пятне. Чем сильнее закручены силовые линии магнитного поля, тем меньше значение вертикального градиента.

VERTICAL GRADIENTS OF THE MAGNETIC FIELDS IN ACTIVE REGIONS, by S.I. Gopasyuk, O.S. Gopasyuk, T.N. Tarasova, and A.N. Shakhovskaya. In this paper, we describe the results of the investigation of the magnetic field structure in two active regions. The photospheric magnetic fields were measured simultaneously in all three components with the Crimean vector magnetograph in the Fe I 5250 line. In our analysis, we used the method of comparison of the observed magnetic field with the potential one. From these data vertical gradients are calculated from the condition $\text{div} \mathbf{H} = 0$. The averaged gradients of both fields are increasing with the H_z field intensity and inside the error limits they do not differ from one another for field strengths up to ≈ 1200 G. For higher H_z fields potential field gradients become higher than those of the observed field. In the large spots observed field gradients are about by two times less than those of the potential field.

Ключевые слова: магнитные поля, активные области, вертикальные градиенты

Для изучения изменения структуры магнитного поля с высотой многими авторами был рассчитан вертикальный градиент наблюдаемого поля. Вертикальный градиент был получен из наблюдений поперечного магнитного поля в фотосфере и уравнения $\text{div} \mathbf{H} = 0$ такими авторами, как Северный (1965), Бекерс и Шротер (1969), Котов (1970), Виттман (1974), Хаярд (1983). Среднее значение вертикального градиента на уровне фотосферы, рассчитанное по поперечному полю различными авторами колеблется от 0.2 до 0.7 Гс/км.

В нашей работе мы взяли данные наблюдений двух активных областей, полученных 9–11 июня 1969 года ($L = -10^\circ \div +17^\circ$, $\varphi = -14^\circ$) и 22–24 октября 1968 года ($L = -15^\circ \div +12^\circ$, $\varphi = +16^\circ$) в линии Fe I 5250 на Крымском вектор – магнитографе в режиме одновременной регистрации всех трех компонент магнитного поля.

В нашем анализе мы использовали метод сравнения наблюдаемого поля с потенциальным. Фотосферные наблюдения H_z были использованы в качестве граничных условий. Наблюдаемое H_z поле и рассчитанное по этой компоненте потенциальное поле на уровне $z=0$ различаются не более, чем на 1 Гс.

Вертикальный градиент потенциального и наблюдаемого поля рассчитывался из уравнения $\text{div} \mathbf{H} = 0$. Далее интенсивность вертикальной составляющей в интервале от 0 до 2500 Гс была поделена на 12 зон. Средняя величина градиента в зависимости от среднего значения вертикального поля H_z в каждой зоне представлена на рисунке 1 (линии 1,2 – для потенциального, 3,4 – для наблюдаемого).

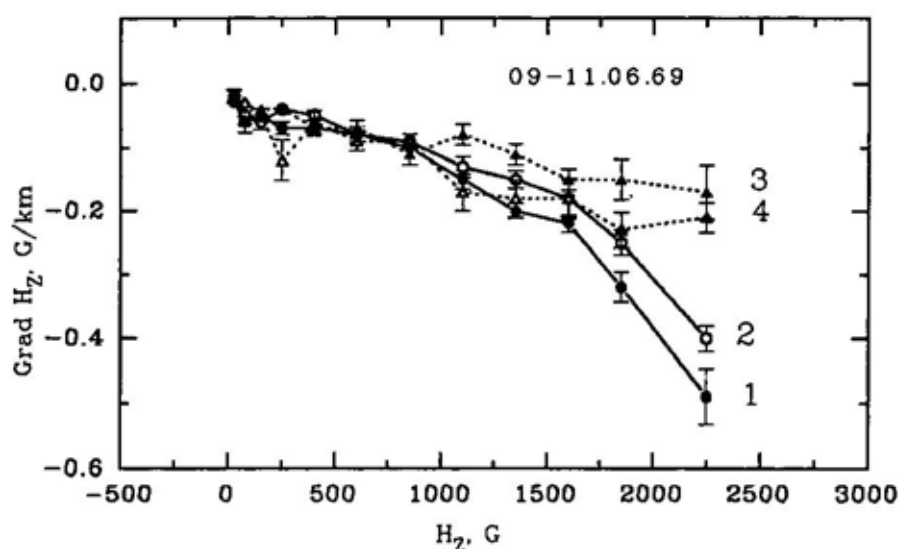


Рис. 1. Среднее значение градиента в зависимости от вертикальной составляющей магнитного поля H_z . Кривые 1(S – полярность) и 2(N – полярность) для потенциального поля. Кривые 3(S – полярность) и 4 (N – полярность) для наблюдаемого поля

Мы видим, что средний градиент потенциального и наблюдаемого поля увеличивается с увеличением поля, и в пределах ошибок они не различаются вплоть до 1200 Гс. Для больших значений H_z градиенты потенциального поля по абсолютной величине становятся больше, чем градиенты наблюдаемого. В пятнах, где $H_z \approx 2000$ Гс градиенты потенциального поля находятся в интервале 0.42 – 0.48 Гс/км. Градиенты наблюдаемого поля имеют значения почти в два раза меньшие, чем потенциального и расположены в интервале от 0.18 до 0.21 Гс/км. Такое различие, по-видимому, связано с тем, что направление вектора наблюдаемого поперечного поля отклоняется от направления вектора потенциального поля.

Чтобы установить характер этого отклонения, мы рассчитали разность между азимутами наблюдаемого и потенциального поперечного поля. На карте магнитного поля были отобраны участки с холмами поля. Эта разность для холмов в зависимости от среднего значения поля в зоне представлена в таблице 1. Прослеживается некоторая закономерность в значениях разности, представленной в этой таблице. Некоторые холмы поля имеют закрученность в направлении часовой стрелки, другие – против.

Таблица 1. Средняя величина разности азимутов в холмах наблюдаемого и потенциального поперечного поля

Зона Гс	$\Delta\alpha = \alpha_o - \alpha_p$					
	1	2	3	4	5	6
25		19	53	18	-54	12
75	-5	22	33	41	29	7
150	14	29	36	32	9	16
250	-6	19	31	38	62	37
400	-4	22	10	37	19	20
600	-19	33	44		5	3
850	-28	25	18		25	11
1100	-79	3	-17		41	17
1350		32	23		33	14
1600		24			29	64
1850		53	21		21	-9
2250			6		6	-32

Значение градиента зависит от закрученности силовых линий магнитного поля, которая связана, по-видимому, с вертикальным током в холмах поля. Чем сильнее закручены силовые линии магнитного поля, тем меньше вертикальный градиент. Это, возможно, и является причиной различия величин градиентов, полученных разными авторами, использующими один и тот же метод.

Литература

- Бекерс, Шротер (Beckers J.M., Schroter E.H.), 1969, Solar Phys., 10, 384.
 Витман (Wittman A.), 1974, Solar Phys., 36, 29.
 Котов В.А., 1970, Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв., 41-42, 67.
 Северный А.Б., 1965, Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв., 33, 34.
 Хаярд и др. (Hagyard M.J., Teuber D., West E.A. et al.), 1983, Solar Phys., 84, 13.

УДК 523.9

О верхнем пределе для амплитуды 160-минутной осцилляции Солнца в 1982–1989 гг.

В.А. Котов, В.И. Ханейчук, Т.Т. Цап

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 20 июля 1991 г.

Аннотация. Крымские наблюдения глобальных колебаний Солнца показывают, что в 1982–1989 гг. известная 160-минутная осцилляция, в среднем, почти отсутствовала: средняя гармоническая амплитуда $A_h = 0.18$ м/с находилась на уровне шумов (мощность осцилляции была почти на порядок величины меньше, чем в 1974–1982 гг.). Это согласуется с недавними результатами, полученными в обсерваториях Изана и Станфорд. В среднем для всего 16-летнего интервала наблюдений (1974–1989 гг.) амплитуда $A_h = 0.28$ м/с.

Приводятся аргументы в пользу того, что после интервала «замирания» осцилляция Солнца с периодом 160^m010 может, по-видимому, усилиться в ближайшие годы. Обсуждается 160-минутная периодичность, обнаруженная в модуляции частоты хромосферных вспышек, а также во флуктуациях общего магнитного поля Солнца как звезды (со средней амплитудой ~ 1 μ T).

ABOUT THE HIGH LIMIT OF 160-MINUTE SOLAR OSCILLATION AMPLITUDE IN 1982–1989, by V.A. Kotov, V.I. Haneychuk, T.T. Tsap. The Crimean observations of global oscillations of the Sun showed that the 160-minute pulsation was almost negligible in 1982–1989 (with a mean harmonic amplitude, $A_h \approx 0.18$ m/s, comparable with noise). Its power has decreased by order of magnitude in comparison with that detected earlier, during years 1974–1982. This agrees with the recent results reported from the Izana and Stanford observatories. The average amplitude for the total 16-yr interval (1974–1989) is about 0.28 m/s.

The arguments are given favouring the proposition that after the “quiet” interval, solar 160^m010 oscillation may grow during the nearest years to come. The 160-min periodicity found recently in temporal modulation of frequency of solar flares, and also in tiny variations of the general magnetic field of the Sun as a star (with $A_h \sim 1$ μ T), is also discussed.

Ключевые слова: гелиосейсмология, магнитное поле Солнца

1 Введение

За последние пять лет тон некоторых публикаций на тему о 160-минутных пульсациях Солнца, открытых в 1974 г. (Северный и др. 1976; Кристенсен-Далсгаард и Гаф 1976; Брукс и др. 1976), сменился на весьма скептический и, порой, отрицательный. Эльсуорт и др. (1989) на основе доплеровских измерений осцилляций фотосферы в обсерватории Изана, пришли к выводу, что в интервале 1980–1985 гг. осцилляции Солнца с периодом $P_0 \approx 160^m$ практически отсутствовали, а

заметный остаточный сигнал для периода, точно равного $1/9$ суток (160^m000), в их данных обусловлен влиянием земной атмосферы. В то же время по измерениям Котова и др. (19916) статистически значимое колебание с периодом 160^m010 , в среднем, наблюдалось в течение всего 15-летнего интервала, охваченного в КрАО доплеровскими измерениями (1974–1988 гг.), хотя и с очень уменьшенной – в несколько раз – амплитудой в течение последних 6 лет (1983–1988 гг.). Такой вывод не противоречит сообщению Хеннинга и Шеррера (1988) о существенном падении достоверности (или даже отсутствии) P_0 -осцилляции в станфордских измерениях скорости в течение нескольких последних лет и значительном рассеянии наблюдаемой фазы.

Рассмотрим, насколько достоверно утверждение о присутствии P_0 -осцилляции в полном ряду данных крымского эксперимента.

2 Данные наблюдений КрАО

Измерения колебаний лучевой скорости фотосферы в КрАО сделаны дифференциальным методом (Котов 1985), в котором регистрируется разность скоростей между обширной ($0.66R_\odot$) центральной зоной диска и остальной краевой зоной солнечного диска. Сигнал дифференциальной скорости при обработке усредняется в течение каждого 5^m интервала, медленные дневные тренды фильтруются с помощью полиномов 2-го порядка. В дальнейшем анализируются остатки «измерения минус тренд».

Наблюдения скорости выполнены в 1974–1989 гг. в течение 1027 дней (всего $N = 77159$ точек с 5-минутным усреднением, т.е. около 6430 часов наблюдений; среднеквадратичное значение полного массива остатков $\Delta = 5.48$ м/с).

Положительная скорость соответствует движению центральной части солнечного диска (относительно краевой) к наблюдателю. Нулевая фаза всех средних кривых отвечает моменту UT $00^h 00^m$ 1 января 1974 г. Все спектры мощности вычислялись с шагом по частоте 0.2 нГц. Дополнительные сведения о наблюдениях 160-минутных осцилляций и попытках (пока безуспешных) теоретической интерпретации можно найти, например, у Котова (1985) и у Котова и др. (19916).

3 Результат измерений 1974–1982 гг.

Многие аргументы в пользу реальности солнечного происхождения периода P_0 приведены у Котова (1985). Результаты анализа средней фазы колебания, вычисленной для каждого года в отдельности

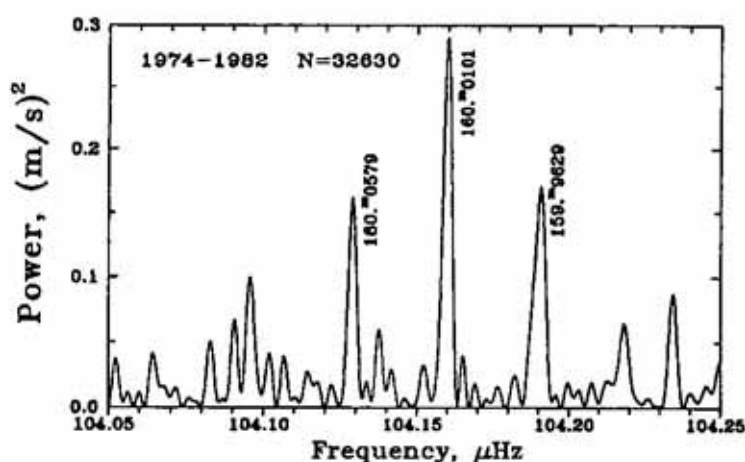


Рис. 1. Спектр мощности колебаний Солнца согласно крымским измерениям скорости фотосферы в 1974–1982 гг. ($N = 32630$). По вертикали – квадрат гармонической амплитуды A_h^2 , (м/с)².

с периодом 160^m00 или 160^m01 , показали, что фаза была стабильной, в пределах ошибок, в течение первых 9 лет наблюдений (1974–1982 гг.), а затем начали происходить сильные изменения среднегодовой фазы, которые поставили под сомнение присутствие у Солнца P_0 -периодичности в течение нескольких последних лет. Следовательно, представляет интерес рассмотреть спектры мощности и результирующие кривые дифференциальной скорости как отдельно для первой и второй частей наблюдений, так и для полного интервала 1974–1989 гг.

Спектр мощности, вычисленный с помощью Фурье-преобразования, для данных 1974–1982 гг.

(число дней наблюдений $N_d = 473$) показан на рис. 1. Главный пик соответствует периоду $P_0 = 160^m0102 \pm 0^m0015$; гармоническая амплитуда $A_h = 0.54$ м/с; два соседних пика, с периодами 159^m963 и 160^m058 , в пределах ошибок точно отвечают годичным спутникам P_0 . Последние возникают из-за годичной скважности ряда: наблюдения делаются преимущественно летом, иногда также весной и осенью.

4 Наблюдения 1982–1989 гг.

На рис. 2 показан аналогичный спектр мощности для второй части наблюдений, 1982–1989 гг. ($N_d = 620$). Здесь пик, соответствующий периоду $160^m008 \pm 0^m002 \approx P_0$, практически неотличим от шумов; амплитуда $A_h = 0.18$ м/с.

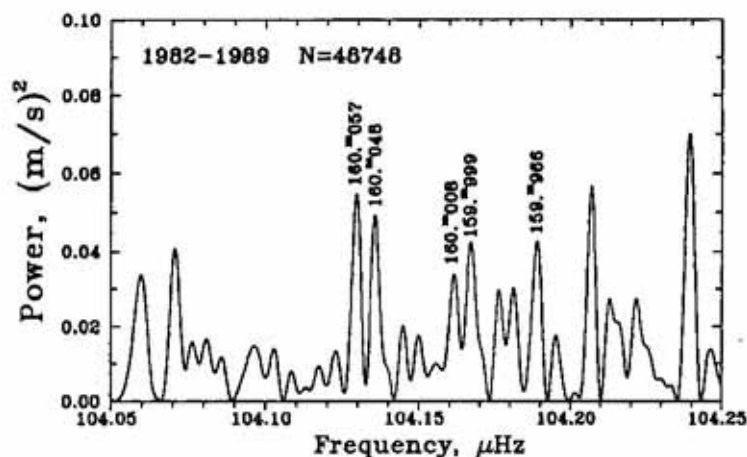


Рис. 2. То же, что на рис. 1, для интервала 1982–1989 гг. ($N = 48748$).

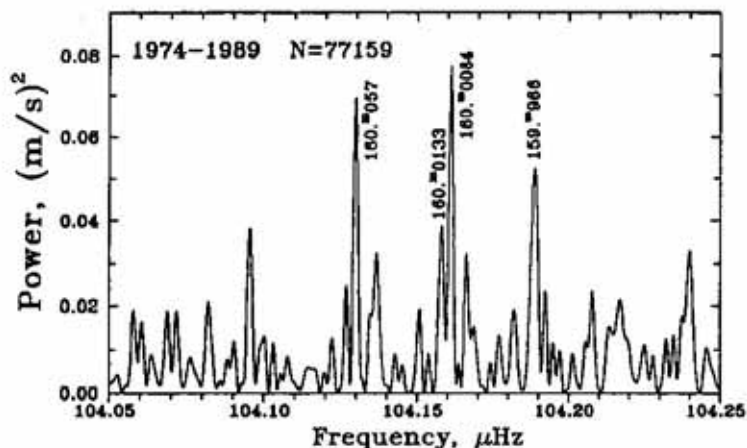


Рис. 3. То же, что на рис. 1, для всего интервала наблюдений 1974–1989 гг. ($N = 77159$).

му «артефакт», столь явно доминировавший в течение первых 9 лет, вдруг исчез в интервале 1982–1989 гг.? Ведь ни в инструменте, ни в методе обработки, а тем более в атмосферных помехах ничего существенного за это время не произошло.

Сравнивая рис. 1 и 2, следует отметить следующие важные обстоятельства:

(а) В 1974–1982 гг. пик P_0 значительно превосходил средний уровень шумов: отношение высоты пика (квадрат гармонической амплитуды $A_h^2 = 0.290$ (м/с)²) к среднему уровню спектра ($I_m = 0.0178$ (м/с)²) равно $\eta \approx 16.3$.

(б) Важно подчеркнуть, что пик мощности, отвечающий точной 9-ой гармонике суток (период 160^m000 , см. рис. 1), практически отсутствует: $\eta \approx 2$. Это и явилось в своё время одним из самых сильных аргументов в пользу того, что с периодом P_0 мы наблюдаем действительно солнечный сигнал, а не какой-либо артефакт земного происхождения – в силу статистически значимого отличия периода P_0 от $1/9$ среднесолнечных суток (160^m000).

(в) В то же время, согласно рис. 2, осцилляция P_0 , в среднем, практически отсутствовала в 1982–1989 гг.; по крайней мере, её гармоническая амплитуда не превосходила в указанные годы верхнего предела 0.18 м/с. Это также говорит против объяснения периода P_0 в предыдущие годы (1974–1982 гг.) как артефакта, возникающего из-за влияния атмосферных и/или инструментальных помех, а также из-за метода обработки данных наблюдений: почему

5 Полный ряд данных 1974–1989 гг. и средние кривые скорости

Спектр мощности, вычисленный для всех крымских измерений скорости 1974–1989 гг., показан на рис. 3. Самый высокий пик соответствует периоду $160^m0084 \pm 0^m0009 \approx P_0$. Слева от P_0 – годичный спутник 160^m057 . Интересно, что правый годичный спутник почти неотличим от шумов: период

$P \approx 159^m961$, мощность $I \equiv A_h^2 \approx 0.023$ (м/с)² (средний уровень спектра $I_m = 0.0093$ (м/с)²).

Таблица 1. Две системы пиков в спектре мощности 1974–1989 г.*

Система P_0 ($P_0 = 160^m0101$) [†]		Система P_1 ($P_1 = 160^m0124$) [†]	
Период	A_h , м/с	Период	A_h , м/с
159^m961 (159^m961)	0.15	159^m966 (159^m964)	0.23
160^m008 (160^m010)	0.28	160^m013 (160^m012)	0.20
160^m057 (160^m059)	0.26	160^m061 (160^m061)	0.16

[†] Наиболее точные значения периодов P_0 , P_1 определены из анализа временной последовательности начальных моментов хромосферных вспышек 1935–1980 гг. (Котов и др. 19916).

* Типичная ошибка наблюдаемых периодов составляет примерно $\pm 0^m001$. В скобках – расчётные годичные спутники периодов P_0 , P_1 .

Вообще, распределение пиков мощности вблизи периода P_0 весьма peculiarно, на что нами указывалось ранее (Котов и др. 19916). А именно, одновременно присутствуют как бы две различные системы пиков (частот), чётко показывающие – внутри каждой системы – годичное расщепление и имеющие, возможно, различную физическую природу, см. табл. 1. Разность периодов 160^m0133 и 160^m0084 соответствует периоду биений 10 ± 3 г., совпадающему с длительностью 11-летнего цикла магнитной активности Солнца. Поэтому значительное уменьшение амплитуды P_0 -осцилляции в 1982–1989 гг. (или отсутствие, в среднем, осцилляции с обнаружимой – выше уровня ≈ 0.18 м/с – амплитудой) нами интерпретируется как обусловленное 11 (22)-летним циклом.

Таблица 2. Характеристики средних кривых пульсации Солнца для периода $P_0 = 160^m0101$ *

Тип наблюдений	Интервал наблюдений	N (или N_F) [†]	A	φ
Скорость	1974–1982	32630	0.82 м/с	0.59 ± 0.06
Скорость	1982–1989	48748	0.34 м/с	0.28 ± 0.06
Скорость	1974–1989	77159	0.28 м/с	0.55 ± 0.08
ОМП	1975–1990	4658	1.3 μ T	0.53 ± 0.04
Яркость	1976–1988	37227	$1.5 \cdot 10^{-5}$	0.35 ± 0.09
Вспышки	1935–1980	24410	6.0%	0.37 ± 0.03

* A – негармоническая амплитуда; φ – фаза негармонического максимума

[†] N_F – число вспышек балла $B \geq 1$, подвергнутых анализу

Средняя кривая дифференциальной скорости для всего интервала 1974–1989 гг. показана на рис. 4а, а параметры трёх средних кривых скорости, полученные методом наложенных эпох для периода $P_0 = 160^m0101$, даются в табл. 2 (там же – параметры для других данных о P_0 -пульсации, см. ниже).

Итак, действительно, в течение нескольких последних лет (≈ 1982 –1989 гг.) пульсация с периодом P_0 или отсутствовала, или всё-таки существовала, но с очень малой амплитудой, что, в принципе, согласуется с результатами Хеннинга и Шерре-

ра (1988) и Эльсуорт и др. (1989). В то же время, нет никаких оснований подвергать сомнению существование P_0 -осцилляции со значительной амплитудой ($A_h = 0.54$ м/с в крымской калибровке измерений скорости) в течение первых 9 лет наблюдений, 1974–1982 гг. (см. рис. 1, а также рис. 5). Заметим, что к этому же интервалу относятся и все известные сообщения, подтвердившие

160-минутную осцилляцию Солнца по независимым наблюдениям (в Крыму, обсерватории Пик-дю-Миди), в Станфорде и на Южном полюсе Земли, см. Котов (1985).

Ещё одно свидетельство реальности 160-минутных пульсаций Солнца дают многолетние измерения быстрых – в течение дня – малоамплитудных флуктуаций общего магнитного поля (ОМП) Солнца как звезды.

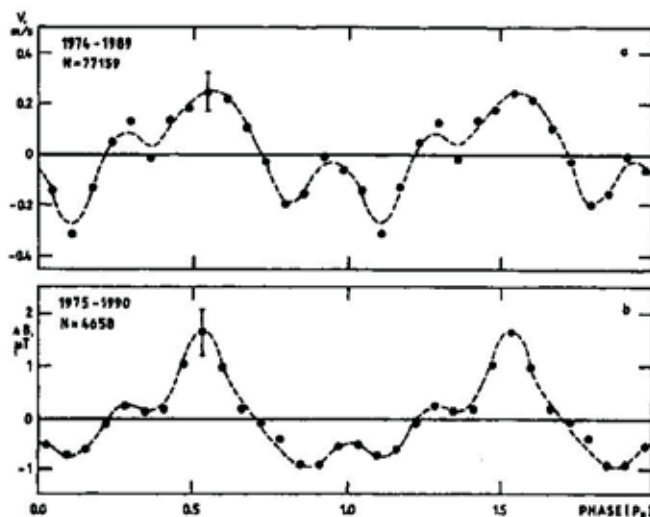


Рис. 4. Средние кривые (а) дифференциальной скорости за 1974–1989 гг. ($N = 77159$) и (б) вариаций общего магнитного поля Солнца как звезды за 1975–1990 гг. ($N = 4658$; данные измерений получены в трёх обсерваториях: Крым, Маунт Уилсон и Саяны). Интервал усреднения по фазе $\tau = 10^m$ (а) и 20^m (б). Пунктирные линии через точки проведены «от руки». Вертикальные чёрточки — удвоенные стандартные ошибки ($\pm\sigma$) средних значений. Период свёртки $P_0 = 160^m 0101$ (то же на рис. 6).

ние кривые (а) модуляции частоты начальных моментов вспышек по данным мирового каталога за 1935–1980 гг. и (б) дифференциальной (центр–край) яркости фотосферы за 1976–1988 гг. по измерениям, выполненным в КрАО преимущественно в спектральном диапазоне $0.73\text{--}1.65\text{ }\mu\text{m}$, см., например, Котов и др. (1983, 1991а). Фазы негармонических максимумов распределений частоты вспышек ($\varphi = 0.37 \pm 0.03$) и яркости ($\varphi = 0.35 \pm 0.09$) в пределах ошибок совпадают; они, в свою очередь, на 0.18 ± 0.07 опережают фазу максимумов скорости и ОМП (рис. 4, см. также табл. 2).

6 Измерения ОМП Солнца

Измерения ОМП в 1975–1990 гг. сделаны в трёх обсерваториях (КрАО, Маунт Уилсон и Саяны) с помощью солнечных магнитографов Бэбкока по спектральной линии железа $\lambda 5250\text{\AA}$. Некоторые сведения о методе измерений ОМП и наблюдательном материале приведены у Котова (1994), см. также табл. 3.

Средняя кривая изменения ОМП ($N = 4658$) по данным трёх обсерваторий за 1975–1990 гг. приведена на рис. 4б. Примечательно совпадение, в пределах ошибок, фаз негармонических максимумов ОМП и лучевой скорости: $\varphi(\text{ОМП}) = 0.53 \pm 0.04$, $\varphi(\text{скорость}) = 0.55 \pm 0.08$ (знак «+» для вариации ОМП соответствует северной (N)-полярности магнитного поля). Интересно, что повторяются даже некоторые детали в средних кривых скорости и магнитного поля.

Для полноты сведений о P_0 -пульсации Солнца на рис. 6 приводим сред-

Таблица 3. Данные об измерениях ОМП

Обсерватория	Интервал наблюдений	Число			$\Delta,^*$ μT
		дней	часов	5^m -точек	
КрАО	1975–1990	46	285	3415	10.3
Маунт Уилсон	1976	10	73	876	14.7
Саяны	1987–1988	4	31	367	6.9
Три обсерватории вместе	1975–1990	60	388	4658	11.1

* Δ – среднеквадратичное значение массива после удаления медленных дневных трендов

7 Заключение

Уменьшение амплитуды P_0 -осцилляции Солнца примерно в три раза в течение десятилетия трудно объяснить, придерживаясь интерпретации P_0 как периода одной из нормальных g -мод собственных колебаний звезды (Дебнер и Гаф 1984): время жизни таких мод теоретически оценивается величиной $\approx 10^4$ – 10^6 лет. Можно предполагать, что уменьшение амплитуды P_0 -моды произошло, например, из-за: (а) нелинейного резонансного взаимодействия с другими g -модами, (б) вследствие изменения магнитного поля в ходе 22-летнего солнечного цикла, (в) взаимодействия P_0 -моды с гипотетическим быстрым вращением центрального ядра Солнца (Пласкет 1965; Роксбург 1974; Котов и др. 1991б; Пинсонноль и др. 1989).

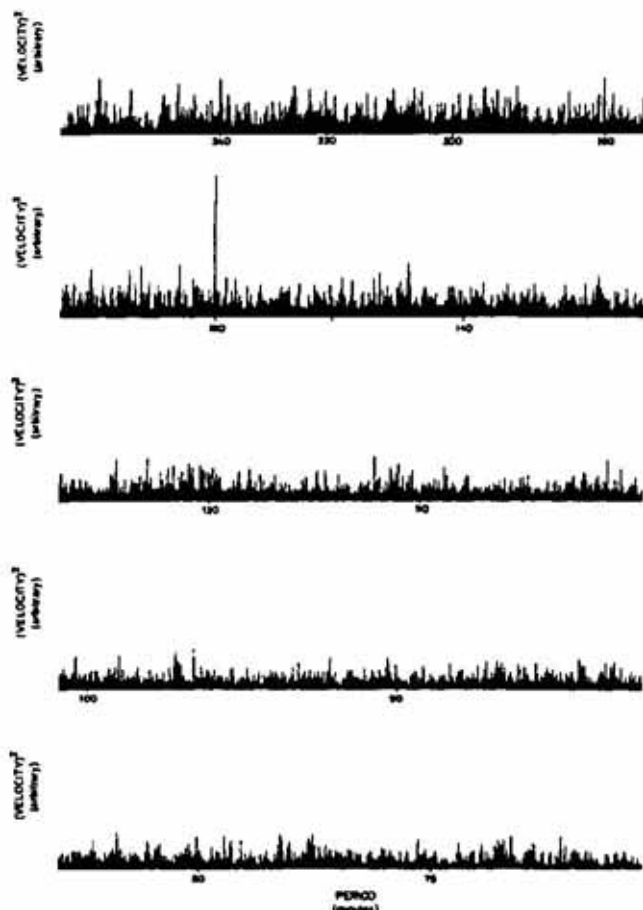


Рис. 5. Спектр мощности глобальных солнечных осцилляций за 1974–1980 гг. по наблюдениям в Крыму и Станфорде согласно Шерреру и Уилкоксу (1983). Наиболее значимый пик отвечает периоду $160^m0095 \pm 0^m0010$. (Рисунок любезно предоставлен Ф. Шеррером.)

бильности периода 160^m0101 и реальности P_0 -осцилляции Солнца вообще. А для установления истинной природы P_0 -осцилляции большой интерес, несомненно, представляют амплитуды, фазы и формы четырех средних кривых, приведенных на рис. 4,б.

Отметим одно серьезное обстоятельство: фаза магнитной кривой (рис. 4б) на протяжении 16

Некоторое, хотя и очень малой значимости, указание на потенциальное присутствие (в среднем) P_0 -периодичности в 1982–1989 гг. можно видеть в наличии пика 160.008 ± 0.002 в спектре мощности сигнала скорости с амплитудой $A_h \approx 0.18$ м/с (рис. 2).

Возникает вопрос: появится ли вновь заметное P_0 -колебание в ближайшие годы? Положительный ответ следует из анализа многолетней последовательности хромосферных вспышек, наблюдавшихся на Солнце в 1947–1980 гг.: максимальный пик в « χ^2 -спектре», вычисленном Котовым и Левицким (1987), соответствует периоду $P_0 = 160^m0101 \pm 0^m0001$. Поэтому можно полагать, что P_0 -колебание, несмотря на значительные временные вариации амплитуды и наличие интервалов времени с их «замиранием», существует у Солнца на протяжении, по крайней мере, нескольких циклов активности. Примечательно, что « χ^2 -спектр» вспышек четко показывает также и расщепление 160-минутного пика, соответствующее длительностям как 11-летнего, так и 20–22-летнего циклов. Аналогичное расщепление, по-видимому, обнаруживается и в спектре мощности колебаний Солнца, см. Котов и др. (1991б).

Далее, хорошее соответствие независимых измерений ОМП, выполненных в 1975–1990 гг. в трех обсерваториях (КраАО, Маунт Уилсон и Саяны), также является сильным аргументом в пользу долговременной фазовой ста-

лет осталась, в среднем, неизменной, несмотря на частое изменение полярности общего магнитного поля Солнца, вызванное, например, вращением и наличием секторной структуры ОМП. На это уже обращалось внимание (Демидов и др. 1990; Котов 1994): P_0 -кривую изменения ОМП трудно понять в силу условия $\text{div} \mathbf{B} = 0$ для всего Солнца в целом.

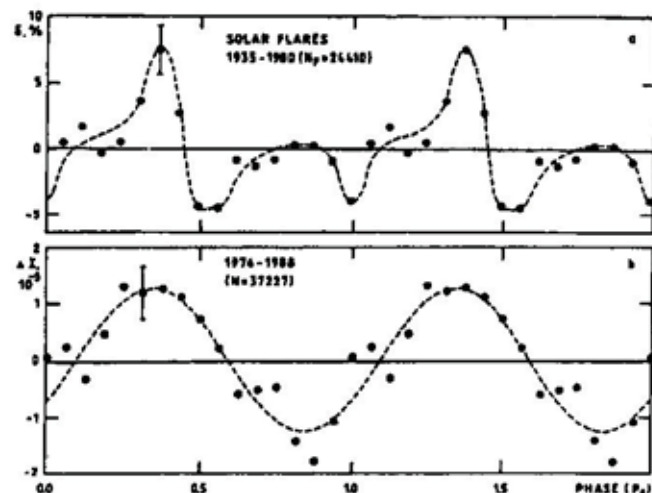


Рис. 6. Средние P_0 -кривые (а) модуляции частоты хромосферных вспышек (24410 вспышек балла $B \geq 1$ за 1935–1980 гг.) и (б) дифференциальной яркости фотосферы Солнца за 1976–1988 гг. ($N = 37227$). Пунктирная синусоида (б) проведена через точки методом наименьших квадратов. Интервал усреднения по фазе для обеих кривых $\tau = 20^m$.

Анализ спектра мощности колебаний Солнца для более широкого, чем на рис. 1–3, диапазона частот с привлечением новых наблюдательных данных будет обсуждаться нами в ближайшем будущем.

Благодарности. Часть спектров мощности солнечных колебаний, представленных здесь, была получена вместе с проф. Х.Б. Ван дер Реем во время пребывания в 1990 г. одного из авторов (В.А. Котова) в Бирмингеме; авторы выражают проф. Х.Б. Ван дер Рею глубокую признательность за выполнение обширных вычислений. В.А. Котов сердечно благодарит также проф. Д.Р. Айзека и Х.Б. Ван дер Рея за полезные и стимулирующие дискуссии по проблемам гелиосейсмологии и администрацию Бирмингемского университета за возможность посетить университет и оказанное гостеприимство.

Авторы признательны проф. Ф.Х. Шерреру за любезное предоставление рис. 5, а также Л.В. Дидковскому за неоднократное обсуждение результатов работы.

Литература

- Антонуччи и др. (Antonucci E., Hoeksema J.T., Scherrer P.H.), 1990, *Astrophys. J.*, 360, 296.
 Брукс и др. (Brookes J.R., Isaak G.R., Van der Raay H.B.), 1976, *Nature*, 259, 92.
 Дебнер и Гаф (Deubner F.-L. and Gough D.), 1984, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 22, 593.
 Демидов М.Л., Котов В.А., Григорьев В.М., 1990, *Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв.*, 82, 147.
 Котов (Kotov V.A.), 1985, *Solar Phys.*, 100, 101.
 Котов В.А., 1994, *Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв.*, 91, 124.

Имеется в виду, что в уравнении магнитной индукции

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \text{rot} [\mathbf{v} \times \mathbf{B}]$$

левая часть уравнения должна изменить знак при изменении полярности магнитного поля $\mathbf{B}$ в правой части; на деле же (рис. 4б) фаза P_0 -вариации не зависит от полярности ОМП.

По-видимому, здесь мы встречаемся с проявлением так называемой магнитной асимметрии Солнца, о которой время от времени сообщается разными авторами и природа которой неясна (о явлении магнитной асимметрии Солнца см., например, Уилкоккс 1972; Котов и Левицкий 1985; Антонуччи и др. 1990).

Для дальнейшего изучения P_0 -вариации ОМП, её связи с глобальной 160-минутной пульсацией Солнца и явлением магнитной асимметрии необходимы новые измерения ОМП и их рассмотрение отдельно для случаев положительной и отрицательной полярности магнитного поля.

- Котов В.А., Дидковский Л.В., Ханейчук В.И., 1991а, Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв., **83**, 34.
Котов и др. (Kotov V.A., Koutchmy S., Koutchmy O.), 1983, Solar Phys., **82**, 21.
Котов В.А. и Левицкий Л.С., 1985, Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв., **71**, 32.
Котов В.А. и Левицкий Л.С., 1987, Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв., **77**, 51.
Котов и др. (Kotov V.A., Tsap T.T., Haneychuk V.I.), 1991б, Solar Phys., **133**, 95.
Кристensen-Далсгаард и Гаф (Christensen-Dalsgaard J. and Gough D.O.), 1976, Nature, **259**, 89.
Пинсонноль и др. (Pinsonneault M.H., Kawaler S.D., Sofia S., Demarque P.), 1989, Astrophys. J., **338**, 424.
Пласкет (Plaskett H.H.), 1965, Observatory, **85**, 178.
Роксбург (Roxburgh I.W.), 1974, Nature, **248**, 209.
Северный и др. (Severny A.B., Kotov V.A., Tsap T.T.), 1976, Nature, **259**, 87.
Уилкоккс (Wilcox J.M.), 1972, Comm. Astrophys. Space Sci., **4**, 141.
Хеннинг и Шеррер (Henning H.M. and Scherrer P.H.), 1988, in: Advances in Helio- and Asteroseismology. Proc. IAU Symp. 123. Eds. J. Christensen-Dalsgaard & S. Frandsen. Reidel, Dordrecht, p.29.
Шеррер и Уилкоккс (Scherrer P.H. and Wilcox J.M.), 1983, Solar Phys., **82**, 37.
Эльсворт и др. (Elsworth Y.P., Jefferies S.M., McLeod C.P., New R., Pallé P.L., van der Raay H.B., Régulo C., Roca Cortés T.), 1989, Astrophys. J., **338**, 557.
-

УДК 523.98

Отсутствие периодичности ускорения электронов во время солнечных вспышек

Ю.Ф. Юровский

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413, Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 1 июля 1995 г.

Высвобождение энергии во время солнечных вспышек сопровождается ускорением электронов. Группы всплесков III типа считаются следствием распространения этих электронов в солнечной короне. Корреляция между всплесками в рентгеновском и радио диапазонах позволяет полагать, что ускорение электронов происходит в одном общем источнике ("компактная" модель вспышки, Ашванден и др. 1995). При этом периодичность всплесков рассматривается как результат нелинейных колебаний, возникающих в области ускорения частиц или при инжекции электронов в магнитную структуру (Шварц и др. 1993; Ашванден и др. 1994а,б 1995).

Однако в публикациях приводятся противоречивые сведения о периодичности всплесков. Анализ 13 событий III типа, выполненный Исликер и Бенц (1994) показал, что серии всплесков не имеют низкоразмерного аттрактора, т.е. являются чисто случайным процессом. В противоположность этому в других публикациях (Мангени и Пик 1989; Ашванден и др. 1994а; Ашванден и др. 1994б); утверждается наличие периодичности. В связи с этим становится очевидной необходимость дальнейшего улучшения методики исследований периодичности.

События, период повторения которых отклоняется от среднего значения на случайную величину, по своей природе разделяются на три принципиально различных типа: на случайный шум со сплошным спектром, на искаженный шумами периодический процесс с дискретной частью спектра и на квазипериодический сигнал, содержащий некротные частоты (Левин 1960; Горелик 1950).

Статистический анализ позволяет различить эти процессы по виду распределения длительности пауз (Рытов 1966). Применение этого метода для изучения периодичности всплесков III типа привело к следующим результатам:

1. Признаков скрытой периодичности всплесков III типа не обнаружено. Серии всплесков с достоверностью $> 95\%$ в среднем являются пуассоновским потоком случайных событий. Следовательно, для генерации всплесков III типа не является обязательным условием наличие токовых слоев с колебательной динамикой или других автоколебательных механизмов с замкнутым фазовым циклом, которые рассматриваются (Робертс и др. 1984; Тайама и др. 1987; Ашванден и др. 1994а) как периодические вспыхивающие процессы, ответственные за излучение солнечных всплесков с квази-периодической структурой.

2. В других исследованиях средний "период" следования всплесков III типа рассматривается как следствие модуляции процесса ускорения электронов (Карбоне и др. 1987; Розенберг 1970) или модуляции возбуждаемых ими плазменных волн (Робертс и др. 1984; Бенс и Куиперс 1976) магнитно-гидродинамическими колебаниями, возникающими во вспышечной петле под воздействием внешних возмущений. Однако проведенный нами анализ опубликованных наблюдений показал, что полоса частот наблюдаемых групп всплесков соответствует очень низкой добротности модулирующей системы $\bar{Q} = 0.985 \pm 0.632$, при которой образование последовательности импульсов за

счет вынужденных колебаний невозможно, так как энергия внешнего возмущения рассеивается за один период колебаний (Асеев 1955). Следовательно, наблюдаемые свойства групп всплесков III типа не подтверждают возникновение МГД колебаний или других резонансных явлений во время вспышки.

Таким образом, результаты наблюдений свидетельствуют, что в рамках модели "компактной" вспышки ускорение электронов или их инжекция модулируются, в основном, по случайному закону с пуассоновской статистикой.

Литература

- Асеев Б.П., 1955, Колебательные цепи. Москва: Радио и Связь, с.462.
- Ашванден и др. (Aschwanden M.J., Benz A.O., Montello M.L.), 1994a, ApJ, **431**, Aug 10 issue, in press.
- Ашванден и др. (Ashvanden M.J., Benz A.O., Dennis B.R., Kundu M.R.), 1994b, ApJ, Supplement series, **90**, 831.
- Ашванден и др. (Aschwanden M.J., Montello M.L., Dennis B.R., Benz A.O.), 1995, ApJ, **440**, 394.
- Бенц и Куиперс (Benz A.O., Kuipers J.), 1976, Sol.Phys., **46**, 275.
- Горелик Г.С., Колебания и волны. Москва, ГИТТЛ, с.551.
- Исликер, Бенц (Islaker H. and Benz A.O.), 1994, A&A, submitted.
- Карбоне и др. (Carbone V., Einaudi G., Veltri P.), 1987, Sol.Phys., **111**, 31.
- Левин Б.Р., 1960, Теория случайных процессов и ее применение в радиотехнике. Москва: Сов.Радио, с.663.
- Мангеней (Mangeney A., Pick M.), 1989, A&A, **224**, 242.
- Робертс и др. (Roberts B., Edwin P.M. and Benz A.O.), 1984, ApJ, **279**, 857.
- Розенберг (Rosenberg H.), 1970, A&A, **9**, 159.
- Рытов С.М., 1966, Введение в статистическую радиофизику. Москва: Наука, ГРФМЛ, с.404.
- Тайама и др. (Tajima T., Brunel F. and Sakai J.), 1982, ApJ, **258**, L45.
- Шварц и др. (Schwarz U., Benz A.O., Kurths J., Witt A.), 1993, A&A, **277**, 215.
-

УДК 523.945

Особенности свечения гелия в линии D3 в нижней и средней солнечной хромосфере

Л.А. Акимов, И.Л. Белкина, Н.П. Дятел

Астрономическая обсерватория Харьковского Государственного Университета, 310022 Украина, г. Харьков, ул. Сумская, 35

Поступила в редакцию 5 июля 1995 г.

Аннотация. Анализируется высотное распределение поверхностной яркости хромосферы, полученное по кинематографическим затменным наблюдениям. Показано, что двухвершинный характер распределения с максимумом вблизи фотосферы является реальным для активной хромосферы. Предложено качественное объяснение этого явления.

HELIUM EMISSION FEATURES AT THE D3 HEI LINE IN THE LOWER AND MIDDLE SOLAR CHROMOSPHERE, by L. Akimov, I. Belkina, N. Dyatel. Astronomical observatory of Kharkov university. Altitude distribution of the chromospheric surface brightness at the D3 HeI line obtained from cinematographical eclipse with a maximum near the photosphere seems a true for the active regions. This feature is explained qualitatively.

Ключевые слова: Солнце, хромосфера, солнечное затмение

Известно, что во время полных солнечных затмений линия D3 HeI видна на лимбе как одна из самых интенсивных в видимой области спектра. Распределение интенсивности с высотой по бесщелевым затменным наблюдениям этой линии приведены в работах (Атей и Мензел 1956), (Белкина и Дятел 1972), (Гуляев 1975), (Лившиц и др. 1976), а также в работах по результатам щелевых спектроскопических наблюдений (Бишоп 1956) и (Уайт 1963).

К настоящему времени проведено также много внезатменных наблюдений с помощью узкополосных фильтров с различным пространственным разрешением: (Попе и Шульман 1975), (Зирин 1975), (Авретт и Кучми 1989). Несмотря на технические трудности при внезатменных наблюдениях нижней и средней хромосферы, связанные с устранением рассеянного фотосферного света, основные результаты, полученные по обоим видам наблюдений, достаточно согласуются между собой. Их можно резюмировать следующим образом:

1. D3-эмиссия спокойной солнечной хромосферы сосредоточена в слое с максимумом свечения на высотах 1100 – 1800 км. Этот слой отделен от фотосферы темной полосой.
2. В корональных дырах D3-излучение заметно ослаблено.
3. Неравномерность свечения гелия в слое связана с хромосферными неоднородностями (спикулы, петли).
4. В распределении интенсивности D3-линии часто наблюдается вторичный максимум вблизи фотосферы.

Этот последний результат впервые был получен по затненным наблюдениям. Некоторые авторы сомневаются в его реальности, считая его следствием наложения по лучу зрения света от нескольких активных областей. Это опровергают Авретт и Кучми (1989), которые сообщают о светящемся кольце вблизи фотосферы, окружающем почти весь солнечный диск.

К настоящему времени принципиально решен вопрос о механизме свечения гелия в хромосфере Солнца, во всяком случае, для высот больших 1000 км. Свечение гелия происходит в областях с электронной температурой порядка 10000 К, при которой источником возбуждения является коротковолновая радиация, а не электронные столкновения. Никольская (1966), Гуляев (1968), Хираяма (1971) показали, что поток коронального излучения с длиной волны $< 504 \text{ \AA}$ достаточен для возбуждения гелия и получения наблюдаемых значений интенсивности линии D3. Работы Лившица (1975) и Зириня (1975) подтверждают этот механизм.

Однако свечение гелия в линии D3 вблизи фотосферы, на высотах $< 1000 \text{ км}$ (пункт 4 отмеченных выше наблюдательных особенностей) требует дальнейшей интерпретации. В связи с этим остановимся подробнее на результатах наших наблюдений, полученных во время полных солнечных затмений 22.09.68 и 10.07.72 г.г. с помощью бесщелевого спектрографа. Подробное описание прибора и всего процесса обработки наблюдений приведено у Белкиной, Дятел (1972), Лившица и др. (1976). Отметим только, что разрешение по высоте для наших наблюдений составляло в среднем 20 км. Немаловажным, с нашей точки зрения, представляется и тот факт, что полученные результаты относятся к разным фазам цикла солнечной активности.

Затмение 1968г. произошло вблизи максимума солнечной активности, а 1972г. – на ветви спада активности. Кроме того, по материалам затмения 1968г. было измерено излучение в линии D3 на западном лимбе, который на момент затмения был сильно возмущен активными образованиями. Активность же измеренного восточного лимба 10.07.72г. в день затмения и на следующий день была низкой. На лимбе не было ни одной активной области. Лишь 12 июля из-за восточного края появились 2 активные области, в которых в последующие несколько дней развивались пятна. Эти области располагались по обе стороны от экватора в 20-градусной зоне. Лимб затмения находился за пределами этих активных областей, хотя и достаточно близко к их границам.

Рассмотрим сначала изменение с высотой поверхностной яркости D3 – хромосферы по материалам затмения 22.09.68 г. (рис.1,2). Характерной особенностью большинства из 13 полученных кривых является наличие двух максимумов на высотах около 350 и около 1550 км. При этом амплитуда максимума на низких высотах превышает величину второго максимума в 1.5–1.6 раза (рис.1). Поверхностная яркость, усредненная по 2 точкам, находящимся вне активных областей, имеет один максимум на высоте около 800 км (рис.2). Особый характер имеет свечение D3-хромосферы над пятном. В этой точке яркость хромосферы имеет тоже один максимум, но на высоте около 350 км (рис.2).

На рис. 3 приведены данные для восточного лимба затмения 10.07.72 г. Мы определяли распределение яркости D3-хромосферы в 15 точках, расположенных в интервале гелиографических широт от 1S до 37N на высотах в хромосфере от 0 до 4500 км. Кривые на рис.3 усреднены по точкам, расположенным на близких широтах. Кривая (а) усреднена по 5 точкам, расположенным в невозмущенной хромосфере в интервале широт 28.5–37 N. Две другие средние кривые относятся к точкам экваториальной зоны. Кривая (b) – по точкам с широтами 17.8, 20.0 и 21.7 N, а кривая (с) – по точкам с широтами 5.4, 7.6, 11.0, 13.5 N.

Полученные распределения для точек, расположенных в 20-градусной северной экваториальной зоне, подобно активным затмения 1968г., имеют характерный двухвершинный характер. Абсолютная величина интенсивности хромосферы в измеренных точках экваториальной зоны близка к тем точкам лимба 68г., которые находились вне активных областей. Из 9 измеренных кривых этой зоны 8 имеют 2 максимума интенсивности, и только в одной точке, имеющей широту 0.6 S (практически на экваторе, причем в области, занятой протуберанцем) кривая одновершинная с максимумом на 1100 км.

Свечение D3-хромосферы на больших широтах (кривая а рис.3) имеет распределение с одним максимумом интенсивности на высотах около 1500 км. Оно ослаблено в 1.5 – 2 раза по сравнению с D3-эмиссией на такой же высоте в экваториальной зоне, вблизи нуля высот оно практически

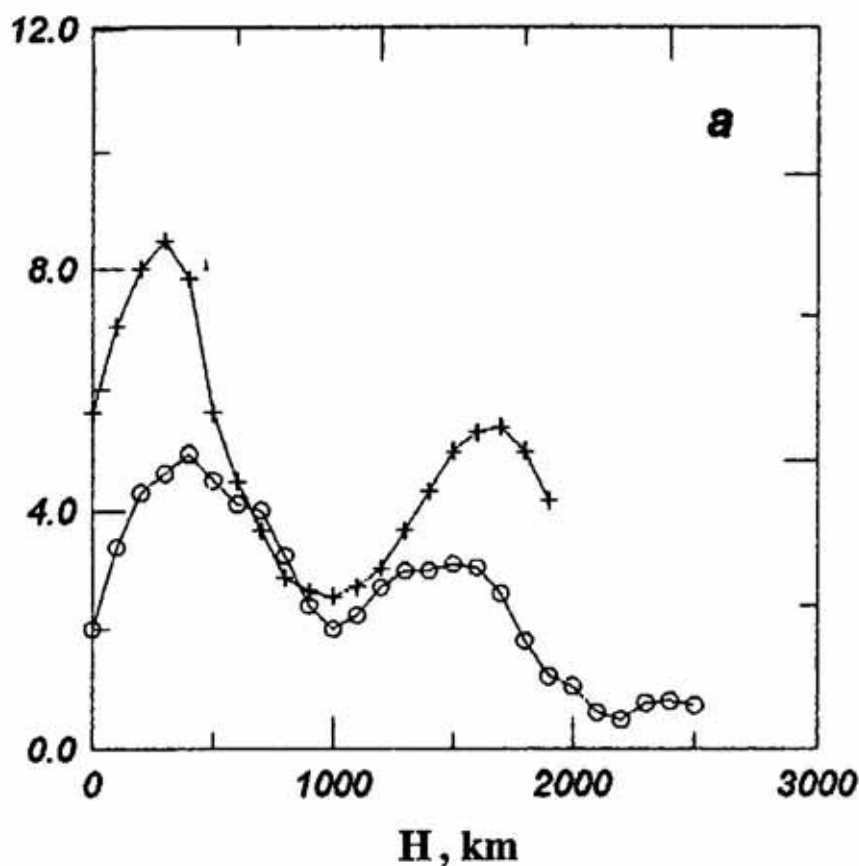
$$I \cdot 10^5, \text{ erg ster}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$$


Рис. 1. Распределение с высотой поверхностной яркости линий D3 HeI по материалам затмения 22.09.69г. Средние кривые для активной хромосферы (кружки) и зоны активных широт (кресты);

отсутствует. Факт уменьшения полной интенсивности линии D3 с увеличением широты отмечался еще Бишопом (1956) по спектроскопическим наблюдениям.

Из рис.3 можно отметить еще одну особенность в распределении интенсивности линии D3 HeI. На больших высотах ($h > 2000$ км) падение яркости в низкоширотных областях имеет больший градиент, чем для невозмущенных высокоширотных областей. Другими словами, хромосфера как бы сжата по радиусу в районе активных широт.

Т.о., обобщая наши результаты, полученные по наблюдению линии D3 во время 2-х затмений, можно показать следующее:

1. Максимум свечения D3-хромосферы в невозмущенных областях вне активных зон находится на высотах 1500 – 1600 км. Вблизи фотосферы эмиссия отсутствует.
2. В активных областях D3-хромосфера светится до самой фотосферы. Кривая поверхностной яркости почти всегда имеет 2 максимума: на высоте около 350 км и на высотах 1500 – 1700 км, причем свечение вблизи фотосферы обычно интенсивнее, чем на высотах ≈ 1500 км. Над пятном гелиевая хромосфера интенсивно светится вблизи нуля высот, причем на больших высотах кривая поверхностной яркости практически монотонна.
3. Эмиссия D3 HeI в экваториальной зоне даже при отсутствии активных областей на лимбе

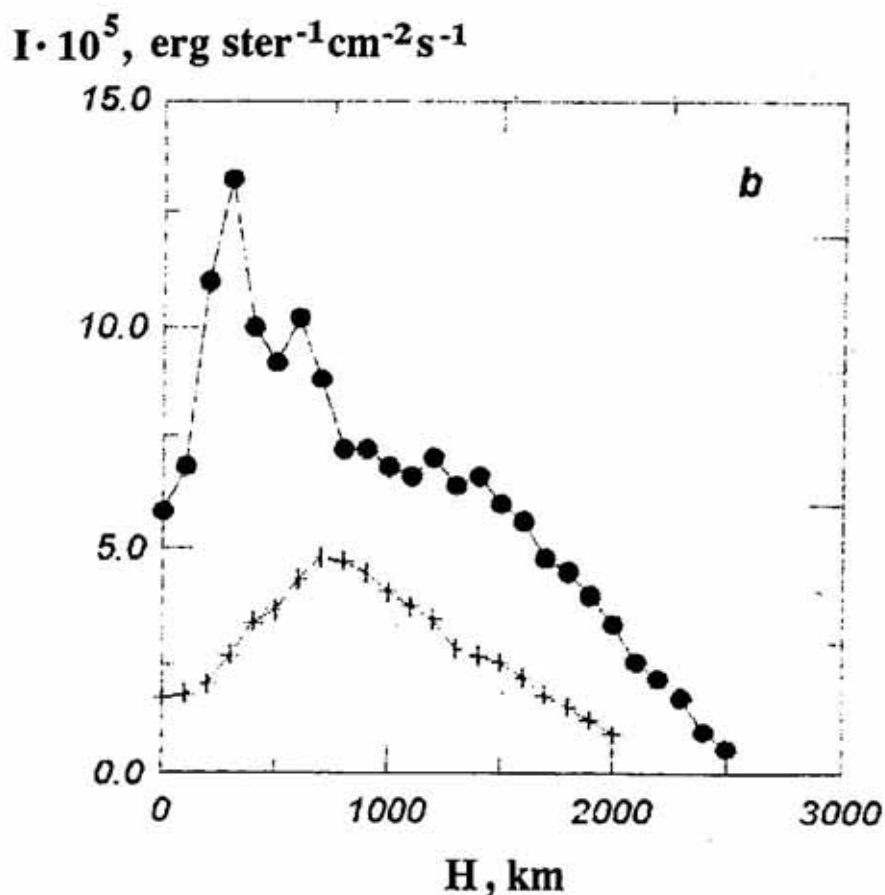


Рис. 2. Распределение с высотой поверхностной яркости линии D3 HeI по материалам затмения 22.09.69г. Кривые с одним максимумом для областей спокойной хромосферы и области над пятном (верхняя кривая)

также, как и в активных областях, наблюдается вблизи фотосферы, кривые поверхностной яркости имеют в большинстве случаев двухвершинный характер. В нескольких случаях кривые одновершинны, но в этом случае максимальная точка кривых сдвинута по сравнению со спокойной хромосферой на больших широтах, в сторону меньших высот (800 – 1000 км), а значения интенсивностей в таких точках превышают значения максимальной интенсивности спокойной высокоширотной хромосферы в 2 – 3.5 раза.

4. На высотах, больших 2000 км, градиенты кривых поверхностной яркости линии D3 в активных точках и в зоне активных широт большие по сравнению с невозмущенной хромосферой.

Сопоставление этих закономерностей показывает, что наличие двух максимумов в распределении поверхностной яркости линии D3 с высотой нельзя объяснить случайным наложением по лучу зрения двух конденсаций, расположенных на высотах больших 1500 км. По-видимому, линия гелия D3 действительно светится на малых высотах.

Косвенное подтверждение этого вывода можно получить, сравнивая эмиссию в линии D3 с корональным излучением.

На рис.4 дано сопоставление эмиссии в линии D3 HeI на восточном лимбе 10.07.72 г. с излучением зеленой короны по данным Кит-Пик. Интегральная яркость линии D3 дана для хромосферных высот 0, 1000, 2000, и 4000 км в относительных единицах, по отношению к яркости невозмущенной точки, имеющей широту 37 N. Интенсивность зеленой короны также дана в подобных относитель-

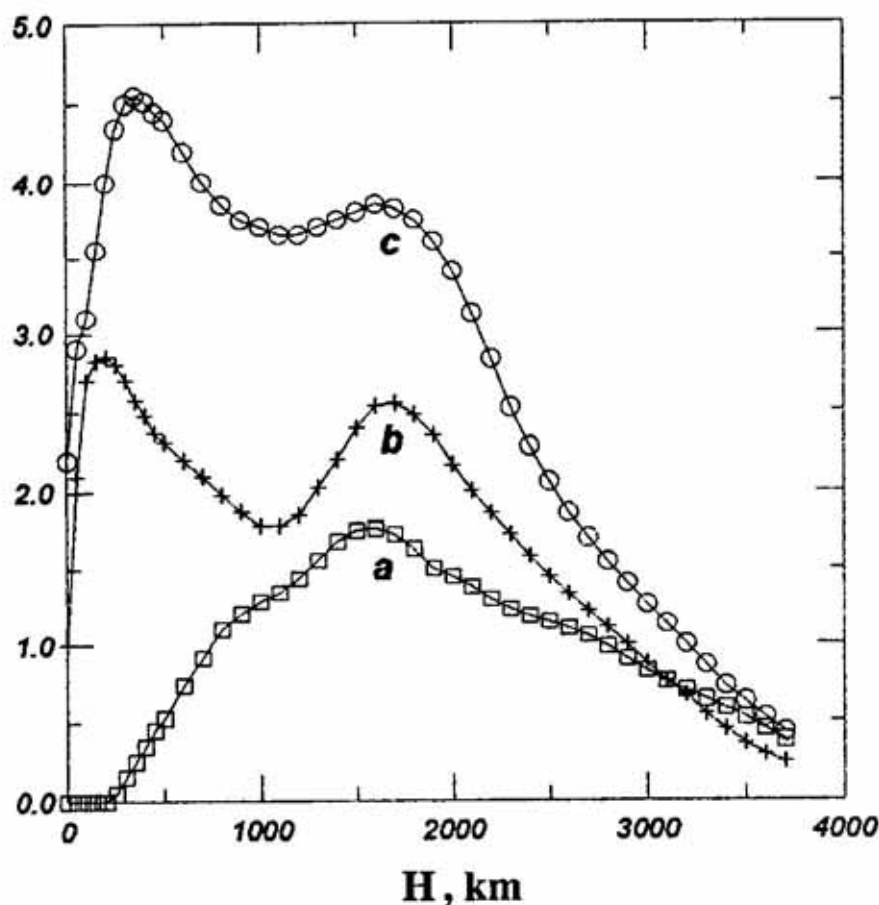
$I \cdot 10^5, \text{erg ster}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$


Рис. 3. Высотное распределение поверхностной яркости линии D3 HeI по спектрам затмения 10.07.72г. а – для невозмущенной хромосферы в интервале широт 28.5 – 37 N; б – для области широт 17.8 – 21.7 N; в – для зоны активных широт 5.4 – 13.5 N

ных единицах. Из рисунка видно, что на высотах, меньших 1500 км, гелиевая эмиссия коррелирует с корональной. На больших высотах, начиная с 2000 км, а особенно для кривой, относящейся к 4000 км, корреляция исчезает. На этих высотах уже не наблюдается преимущественное свечение гелия в экваториальной зоне, интенсивность его сравнивается или же становится меньше, чем в спокойной хромосфере. Из этого можно качественно заключить, что корональное излучение определяет гелиевое излучение на высотах 0 – 1500 км, т.е. подтвердить возможность свечения гелия на малых высотах.

Попытаемся теперь качественно объяснить полученные результаты. Свечение линии D3 HeI в нижней хромосфере так же как и излучение определяется распределением крупномасштабных магнитных полей Солнца, а на высотах, больших 2000 км, происходит, в основном, в спикулах. Известно, что хромосферные неоднородности создаются фибриллами и спикулами. Между этими элементами корональное вещество может проникать почти до фотосферы. Согласно Аймановой и Гуляеву (1976), разделение хромосферы на преимущественно горизонтальные и вертикальные структуры происходит на высоте примерно 1500 км. Корональное излучение, достигнув верхних

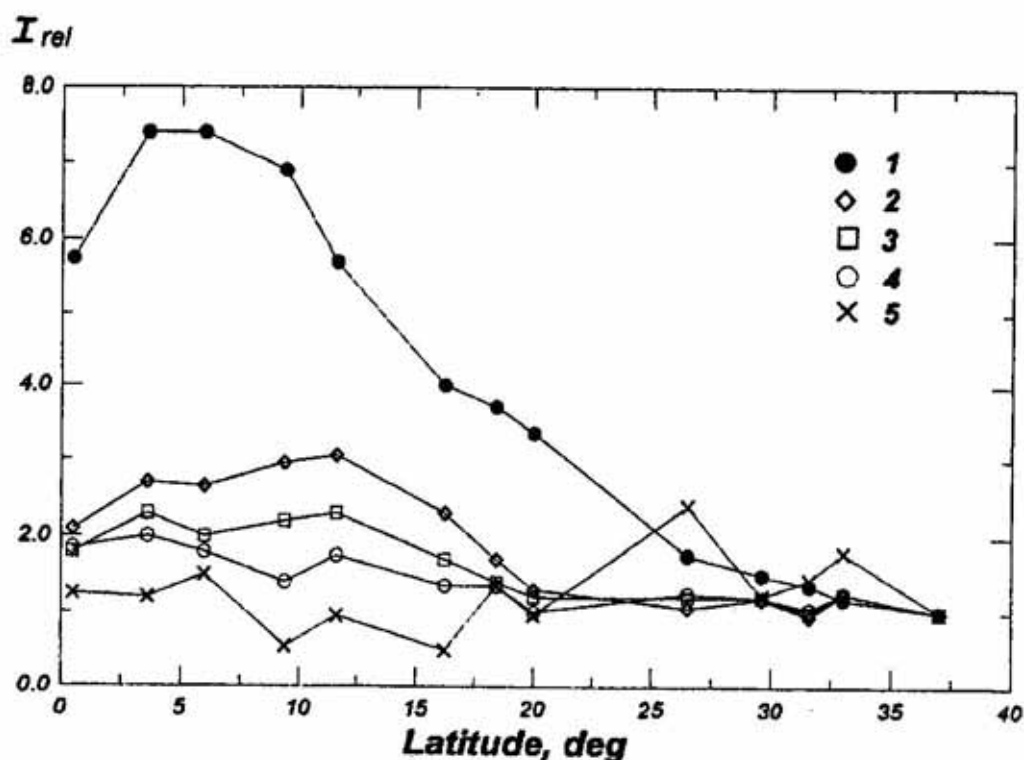


Рис. 4. Сравнение эмиссии в линии D3 HeI на восточном димбе 10.07.72г. с излучением зеленой корональной линии. 1 - корона по данным Кит-Пик; 2 - гелиевая хромосфера на 0 - высоте; 3 - на высоте 1000 км; 4 - на высоте 2000 км; 5 - на высоте 4000 км

границ фибрилл, заставляет их светиться в линиях гелия на этих высотах.

В спокойных областях хромосфера в среднем достаточно однородна, корональное излучение доходит лишь до высот порядка 1500 км, где и наблюдается максимум свечения гелия.

В активных областях и, по-видимому, в зоне активных широт, магнитное поле усилено, поток коронального излучения с длиной волны $< 504 \text{ \AA}$ также больше, чем в спокойной хромосфере, а сама хромосфера более неоднородная. Между фибриллами корона спускается в нижнюю часть хромосферы, возбуждая линию D3 HeI и дает свечение и на малых высотах. Увеличение интенсивности гелиевых линий в активных областях в рамках механизма возбуждения гелия коротковолновым корональным излучением можно частично объяснить и возрастанием площади излучающей поверхности из-за большей неоднородности хромосферы. При этом нельзя полностью исключать возможность добавочного возбуждения гелия в активных областях посредством электронных соударений.

Механизм проникновения коронального вещества почти до фотосферы в активных областях можно искать и в динамике замагниченной плазмы. Известно, что вершины спикул колеблются со скоростью от 5 до 50 км/с. Они движутся как единое целое, увлекая за собой плазму, создавая разряжения, в которые устремляется корональное вещество, как наиболее подвижное.

Благодарности. В заключение выражаем благодарность С. Белецкому за помощь в работе.

Литература

Авретт, Кучми (Avrett E., Koutchmy S.), 1989, Bull.Amer.Astron.Soc., 24, 828.

- Айманова, Гуляев Р., 1976, Астрон.Ж., **53**, 353.
Атей, Мензел (Athay R., Menzel P.), 1956, Ap.J. **123**, 285.
Белкина И., Дятел Н., 1972, Астрон.Ж., **49**, 588.
Бишоп (Bishop R.), 1956, Month.Not.R.A.S., **116**, 593.
Гуляев Р., 1968, Солнечная активность. М.: Наука, **3**, 85.
Гуляев Р. (Gulyaev R.), 1975, Sol. Phys., **44**, 25.
Хираяма (Hirayama T.), 1971, Sol.Phys., **17**, 384.
Лившиц М., 1975, Астрон.Ж., **52**, 970.
Лившиц и др. (Livshits M. et al.), 1976, Sol.Phys., **49**, 315.
Никольская К., 1966, Астрон.Ж., **43**, 936.
Попе, Шульман (Pope T., Schoolman S.), 1975, Sol.Phys., **42**, 47.
Зирин (Zirin H.), 1975, Astroph.J., **199**, L63.
Уайт (White O.), 1963, Astroph.J., **138**, 1316.

УДК 523.36

Проблема содержания железа в фотосфере Солнца

Р.И. Костык¹, Н.Г. Шукина¹, Р.Дж. Руттен²

¹ Главная астрономическая обсерватория Национальной Академии Наук, 252127 Украина, г. Киев, Голо-сеево

² Астрономический институт, Нидерланды, Утрехт

Поступила в редакцию 3 июля 1995 г.

Существует много причин, почему нам нужно знать точное значение содержания химических элементов на Солнце. Одна из них: по отношению к Солнцу определяется содержание химических элементов разных космических объектов. Наиболее детально на Солнце исследовалось содержание железа: по линиям разных интенсивностей и потенциалов возбуждения, по нейтральным и ионизованным атомам, по линиям, наблюдавшимся на разных расстояниях от центра солнечного диска. Содержание считается надежно установленным, если оно не зависит от перечисленных параметров. На сегодня имеются следующие разногласия: линии нейтрального железа FeI с потенциалом возбуждения нижнего уровня $EP = 2.2$ эВ дают аномально низкое значение содержания в

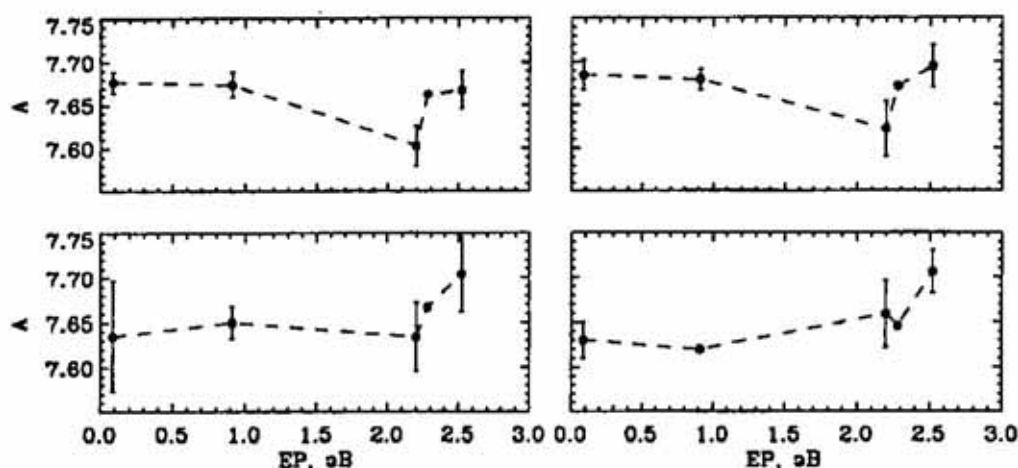


Рис. 1. Содержание железа на Солнце в зависимости от потенциала возбуждения нижнего уровня линий FeI

фотосфере Солнца; значение, найденное по линиям FeI на основании оксфордской системы сил осцилляторов (на наш взгляд, наиболее точной), оказывается существенно выше метеоритного и найденного по линиям ионов FeII. В 1991 г. Холвегер и др. (1991), используя новую систему сил

осцилляторов нейтрального железа Барда и др. (1991), согласовали содержание железа по линиям FeI и FeII с метеоритным ($A = 7.51 \pm 0.01$ dex). Однако осталось невыясненным, почему при малых различиях (0.03 dex) в шкалах сил осцилляторов Блэкуэлла и др. (1984) и Барда и др. (1991), отличия в содержании достигают величины 0.20 dex?

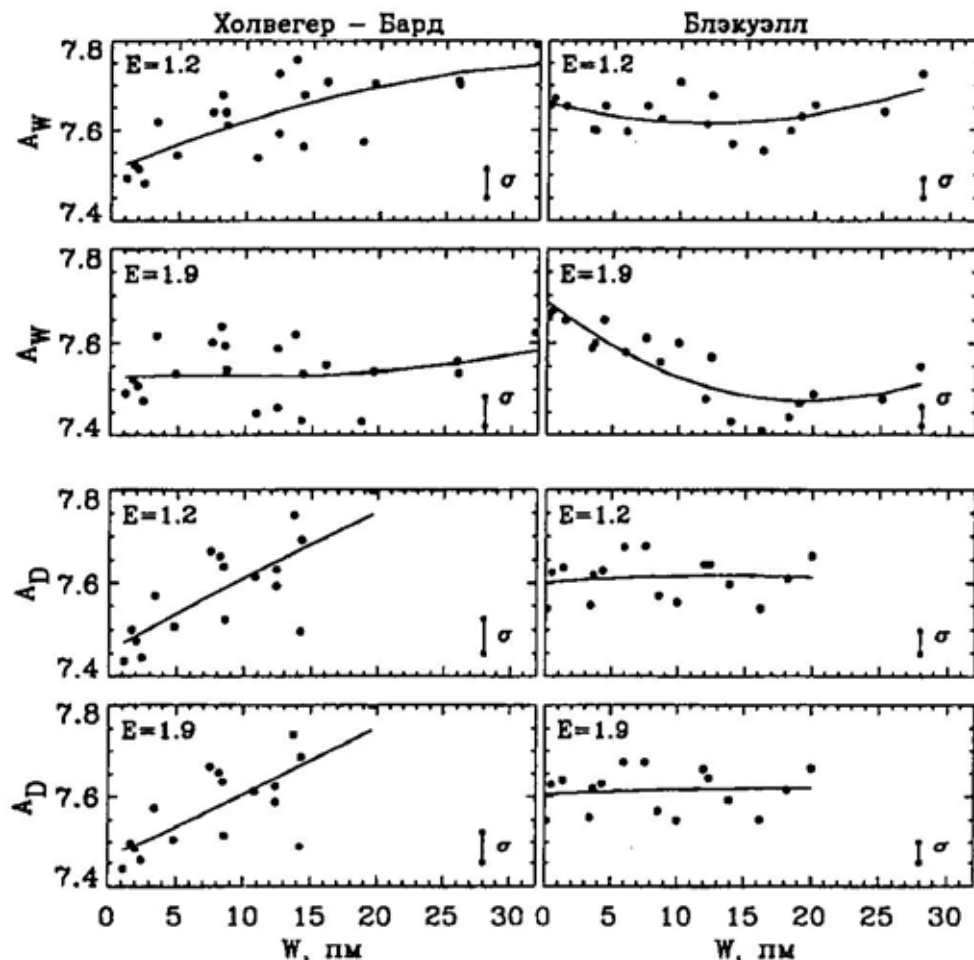


Рис. 2. Содержание железа на Солнце, определенное по силам осцилляторов Барда и др. (слева) и Блэкуэлла и др. (справа), в зависимости от эквивалентной ширины линий FeI

Мы анализируем причины указанных разногласий. Аномалия содержания железа для линий с $EP = 2.2$ эВ, обнаруженная Блэкуэллом и др. (1984), слегка уменьшается, если при вычислении постоянной затухания учитывать азимутальное квантовое число. Она становится статистически незначимой или вовсе исчезает, когда используются эквивалентные ширины W не Блэкуэлла, а других авторов. Рис.1 иллюстрирует сказанное. По горизонтальной оси нанесены потенциалы возбуждения нижнего уровня в эВ, а по вертикальной – содержание железа. При вычислениях использовалась модель HOLMUL (Холвегер и Мюллер, 1974), $V_{ti} = 0.845$ км/с, $E = 1.2$. Слева сверху – результаты Блэкуэлла и др. (1984), справа сверху – наши вычисления с эквивалентными ширинами Блэкуэлла и др., но при нахождении постоянной затухания учитывалось азимутальное квантовое число; внизу – то же самое, но использовались W Гуртовенко и Костыка (1989) (слева), а также Руттена и Залма (1984) (справа).

Основная причина несовпадения содержания железа, найденного по силам осцилляторов Блэкуэлла и др. и Барда и др., обусловлена использованием разного поправочного множителя E к постоянной затухания. Холвегер и др. (1991) проводили вычисления при $E = 2.0$, а Блэкуэлл и др. (1984) при $E = 1.2$. Именно при этих (или близких к ним) значениях E , как показали наши вычисления, средняя величина содержания железа имеет минимальную среднеквадратичную погрешность. На рис. 2 (верхние четыре графика) мы приводим результаты вычислений: содержание железа, найденное по эквивалентной ширине, A_W в зависимости от W . Легко убедиться, что при одинаковых E , усредненные значения A совпадают, но при этом для одной из шкал gf остается тренд. Другими словами, шкалы сил осцилляторов Блэкуэлла и др., а также Барда и др. наклонены друг к другу. Результаты вычислений содержания железа по центральным интенсивностям линий D (при $V_{\text{та}} = 1.6$ км/с), которые очень слабо зависят от E и которые нанесены на нижних четырех графиках рис. 2, подтверждают правильность значений gf Блэкуэлла и др.: для них A_D не зависит от W . Однако из этих графиков еще окончательно не следует, что ошибочны gf Барда и др. Могут сказаться селекционные эффекты: в отличие от линий Барда и др. среди линий Блэкуэлла и др. нет линий $8c$ $EP > 3$ эВ и с $gf > -1$. Первые образуются глубоко в атмосфере Солнца, где могут сказаться неоднородности, а вторые могут быть подвержены не-ЛТР-эффектам.

Так какое же содержание железа в атмосфере Солнца? По девяти общим линиям, которые имеются в списках Барда и др. и Блэкуэлла и др. (отличия в gf для этих линий не превышают 0.03 dex) мы нашли $A = 7.62 \pm 0.04$ и $E = 1.45$ (по минимуму среднеквадратичного отклонения σ от среднего значения A). Этот результат ближе к "высокому" значению содержания железа в атмосфере Солнца, которое отличается от метеоритного. Однако пока не будет найдена причина тренда на двух нижних левых графиках рис. 2, на наш взгляд, вопрос о содержании железа в атмосфере Солнца остается открытым.

Литература

- Бард и др. (Bard A., Kock A., Kock M.), 1991, *Astron. Astrophys.*, 284, 315.
Блэкуэлл и др. (Blackwell D.E., Both A.J., Petford A.D.), 1984, *Astron. Astrophys.* 132, 236.
Гуртовенко Э.А., Костык Р.И., 1989, *Фраунгоферов спектр и система солнечных сил осцилляторов*.
Киев: Наукова думка.
Руттен, Ван дер Залм (Rutten R.J., van der Zalm E.B.J.), 1984, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 55, 143.
Холвегер и др. (Holweger H., Bard A., Kock A., Kock M.), 1991, *Astron. Astrophys.*, 249, 545.
Холвегер и Мюллер (Holweger H., Muller E.A.), 1974, *Solar Phys*, 39, N1, 19.

УДК 523.9

Вариации контура линии $\lambda 525.02$ нм Fe I по диску Солнца и наблюдения крупномасштабных магнитных полей

М.Л. Демидов

Институт Солнечно-Земной Физики Сибирского Отделения Российской Академии Наук, 664033, Россия, Иркутск, а/я 4026

Поступила в редакцию 8 августа 1995 г.

Аннотация. Показано, что вариации контура (крутизны крыльев) линии $\lambda 525.02$ нм Fe I по диску Солнца при наблюдениях фоновых магнитных полей (ФМП) составляют до 25 процентов в зависимости от положения на диске и параметров магнитного поля. Предложена эмпирическая формула для корректировки измерений ФМП с учетом этого эффекта.

Ключевые слова: Солнце, магнитное поле, вариации фраунгоферовых линий

Исторически сложилось так, что наблюдения фоновых магнитных полей (ФМП) на Солнце выполняются в линии $\lambda 525.02$ нм Fe I. Однако по причине высокой температурной и магнитной чувствительности этой линии интерпретация магнитографических измерений в ней является весьма сложной проблемой (Соланки и Стенфло 1984, 1985). Убедительным свидетельством существования значительных неопределенностей в измерениях ФМП является работа Вана и Шили (1988), в которой показано, что для согласования с данными по межпланетному магнитному полю Стэнфордские измерения ФМП должны быть увеличены почти в 4 раза.

Один из возможных источников погрешностей, снижающих достоверность данных по ФМП, заключается в том, что при наблюдениях и обработке ФМП не учитываются вариации профиля линии по диску Солнца. Основным параметром спектральной линии, от которого зависит сигнал магнитографа (не считая фактора Ланде), является градиент интенсивности в крыльях линии в местах расположения щелей фотометра. Т.к. при прочих равных условиях именно он определяет величину сигнала при калибровке, то для изучения пространственных изменений контура линии можно воспользоваться параметром $K = S_i/S_c$, где S_c и S_i — величины калибровочных сигналов соответственно в центре и в произвольной точке диска Солнца.

Именно это сделано в настоящей работе с использованием наблюдательного материала, полученного на телескопе СТОП (Григорьев и др. 1981) Саянской обсерватории. Описание процедуры наблюдений и анализа приведены Демидовым (1994), а использованного способа калибровки — Демидовым и др. (1987) и Демидовым (1987). Важно отметить, что наблюдения выполнялись с пространственным разрешением $100''$ и что измерения распределения параметра K по диску Солнца сопровождалась практически одновременными наблюдениями магнитных полей. Это позволило обнаружить, что наряду с ожидаемым уменьшением значений K при переходе от центра диска к краю, имеют место значительные локальные искажения, совпадающие с местами повышенной концентрации магнитного потока. Установлено, что в зависимости от положения на диске (эффект «центр — лимб») и напряженности магнитного поля в месте наблюдения, значения параметра K

могут отличаться от единицы на 20 и более процентов (что весьма существенно) и описываются приближенной эмпирической формулой:

$$K(r, H) \approx 0.8 + 0.2e^{-1.6r^2} - 0.01H, \quad (1)$$

где r — расстояние от центра диска Солнца, H (μT) — напряженность магнитного поля в точке наблюдения. Величина, обратная K , представляет собой поправочный коэффициент, на который следует умножать наблюдаемые напряженности ФМП при их корректировке с целью учета реального контура линии. Однако пока использование такой корректировки в широкой практике наблюдений ФМП представляется преждевременным и необходимы дальнейшие исследования.

Работа выполнена частично благодаря поддержке гранта NN3000 Международного Научного Фонда (МНФ) и гранта NN3300 МНФ и Российского Правительства.

Литература

- Ван и Шили (Wang Y.-M. and Sheeley N.R.), 1988, *J. Geophys. Res.*, **93**, (A10), 11227.
Григорьев В.М., Осак Б.Ф., Кобанов Н.И., Клочек Н.В., Маслов И.Л., Штоль М.Ф., 1981, *Исслед. по геомагнетизму, аэронавигации и физике Солнца*, **56**, 129.
Демидов М.Л., 1987, *Кинематика и физика небесных тел*, **3**, (6), 19.
Демидов (Demidov M.L.), 1994, *Solar Phys.*, **153**, 115.
Демидов М.Л., Кобанов Н.И., Григорьев В.М., 1987, *Кинематика и физика небесных тел*, **3**, (4), 85.
Соланки и Стенфло (Solanki S.K. and Stenflo J.O.), 1984, *Astron. Astrophys.*, **140**, 185.
Соланки и Стенфло (Solanki S.K. and Stenflo J.O.), 1985, *Astron. Astrophys.*, **148**, 123.
-

УДК 523.9

Некоторые результаты численного моделирования колебаний в атмосфере Солнца

А.С. Андреев¹, А.Г. Косовичев^{1,2}

¹ Крымская астрофизическая обсерватория, 334413, Украина, Крым, п. Научный

² HEPL, Stanford University, Stanford, U.S.A.

Поступила в редакцию 20 июля 1996

Аннотация. Рассмотрен нелинейный отклик солнечной атмосферы на однократное подфотосферное волновое возмущение, одна часть энергии которого расходуется на возбуждение внутренних р-мод, а другая порождает перемещающиеся колебания в хромосфере и короне. Последние, достигая верхней хромосферы и короны, в результате т.н. “эффекта волнового следа” (Косовичев и Попов 1978) превращаются в квазипериодические ударные волны. Представлены результаты одномерных расчетов этого процесса на основании наблюдений, произведенных в ходе проектов MDI и SOHO.

SOME RESULTS OF NUMERICAL MODELLING OF THE SOLAR ATMOSPHERIC OSCILLATIONS, by A.S. Andreev, A.G. Kosovichev. We have studied the nonlinear response of the solar atmosphere to a single event of excitation of oscillations, located beneath the photosphere. Some of the energy of the excitation goes into the internal p modes; the reminder results in transient oscillations in the chromosphere and corona. The most remarkable manifestation of the transient is formation of quasi-periodic shock waves in the upper chromosphere and corona, the so called ‘nonlinear wave-wake effect’ (Kosovichev & Popov 1978). We present results of nonlinear one-dimensional simulations of the process, and suggest cooperative studies of the phenomena using observations from MDI and SOHO coronal instruments.

Ключевые слова: солнечная атмосфера, колебания, ударные волны, эффект волнового следа

1 Введение

Наблюдения, проведенные с высоким разрешением, свидетельствуют о том, что некоторые виды солнечных колебаний могут возбуждаться в местах возникновения акустических возмущений вблизи поверхности Солнца (Рестайно и др. 1993; Риммеле и др. 1995). Эти возмущения связаны со значительным увеличением скорости и давления между гранулами. Гуд и др. (1992) показали, что часть энергии упомянутых акустических возмущений переходит во внутренние р-моды, которые могут приводить к перемещающимся колебаниям в хромосфере и короне.

Мы исследовали эти колебания с помощью одномерной нелинейной модели (Андреев 1994) и пришли к выводу, что для моделирования источника звуковых возмущений может быть использована некоторая локализованная сила или поршень, движущийся вблизи поверхности фотосферы.

2 Линейные волны в изотермической атмосфере

В изотермической атмосфере волновое уравнение принимает простую форму:

$$\frac{\partial^2 u}{\partial t^2} = c_s^2 \frac{\partial^2 u}{\partial z^2} - \gamma g \frac{\partial u}{\partial z}, \quad (1)$$

где u – скорость, c_s – скорость звука, γ – показатель адиабаты и g – ускорение свободного падения. При начальных условиях

$$u|_{t=0}, \quad (2)$$

$$\frac{\partial u}{\partial t}|_{t=0} = u_0 c_s \delta(z), \quad (3)$$

которые соответствуют импульсному возмущению, происходящему на высоте фотосферы ($z = 0$), решение уравнения (1) будет иметь следующий вид (Лэмб 1909):

$$u(x, t) = \begin{cases} 0 & \text{если } t < x/c_s, \\ \frac{u_0}{2} \exp(\gamma g x / 2c_s^2) \left(\frac{y_0}{2c_s} \sqrt{t^2 - \frac{x^2}{c_s^2}} \right) & \text{если } t \geq x/c_s, \end{cases} \quad (4)$$

где J_0 – функция Бесселя. Эти решения показывают, что дисперсия звуковых волн в изотермической атмосфере порождает перемещающиеся квазипериодические колебания, характерная частота которых близка к акустической частоте обрезания $\omega_0 = \gamma g / 2c_s$ (эффект “волнового следа”; Лэмб 1909)

3 Нелинейные волны в атмосфере Солнца

Амплитуда поднимающихся волн быстро растет и волновые возмущения, обусловленные эффектом волнового следа, быстро превращаются в ударные волны. Если исходное возмущение является достаточно сильным, то оно порождает последовательность квазипериодических ударных волн в верхней атмосфере (“нелинейный эффект волнового следа”; Косовичев и Попов). Этот эффект играет важную роль в динамике хромосферы и короны. Например, последовательность ударных волн может поднимать хромосферную плазму на 6–8 Мм, приводя таким образом к возникновению спикул (Холлвег 1982; Андреев и Косовичев 1994). Поднимающиеся волны частично отражаются от переходного слоя между хромосферой и короной. Однако коэффициент отражения существенно уменьшается с увеличением скорости волны.

Нелинейность влияет также на спектральные свойства атмосферных колебаний. Рис. 1 демонстрирует изменение амплитуды скорости со временем на различных высотных уровнях в солнечной атмосфере. Если амплитуда волнового возмущения на уровне фотосферы составляет всего несколько метров в секунду, то в короне оно достигает сверхзвуковых скоростей, превращаясь в ударную волну.

Спектры мощности колебаний на различных высотах представлены на рис. 2. В нижней хромосфере преобладают колебания с частотой 3–4 мГц, а в средней (на уровне $z = 1$ Мм) – 6 мГц. Вследствие дисперсионных свойств атмосферы эта закономерность имеет место как в линейном, так и в нелинейном случае. Интересно, однако, отметить, что низкочастотный компонент более выражен при нелинейном режиме. В верхней хромосфере и короне доминирует высокочастотная составляющая.

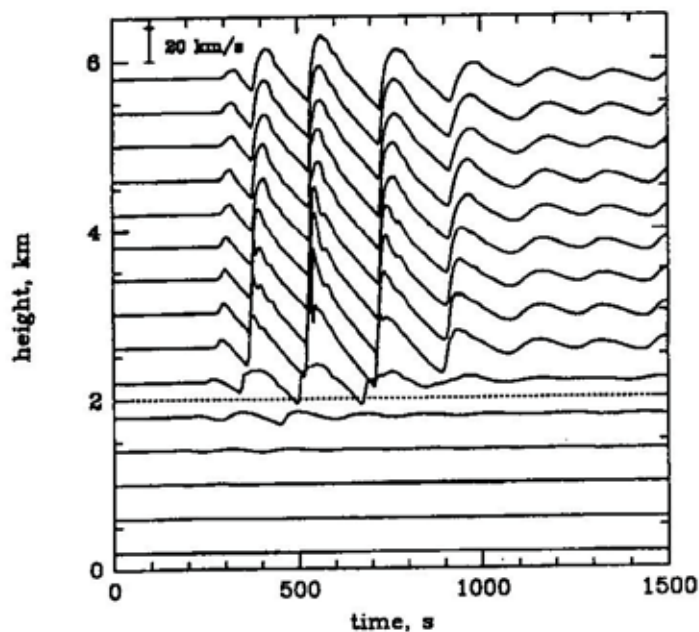


Рис. 1. Изменение во времени скоростей волн, распространяющихся в хромосфере и короне в результате импульсного воздействия на фотосферу (1 дин/г). Штриховая линия обозначает переходный слой между хромосферой и короной

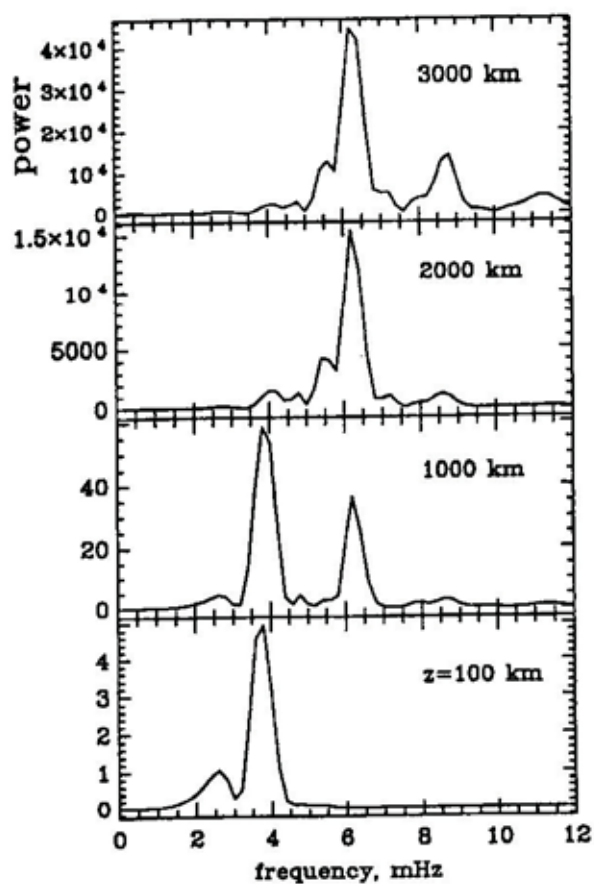


Рис. 2. Спектр мощности колебаний атмосферы на различных высотах при воздействии на фотосферу импульсной силы 1 дин/г

4 Заключение

Импульсные звуковые возмущения генерируют вблизи солнечной поверхности движущиеся квазипериодические колебания с периодами 4–5 мин в фотосфере и нижней хромосфере и около 3 мин – в верхней хромосфере и короне. Даже небольшие импульсы, порождающие фотосферные возмущения с амплитудой порядка нескольких метров в секунду, в короне превращаются в сверхзвуковые движения и ударные волны. Эффективность отражения волн от переходного слоя между хромосферой и короной существенно снижается при увеличении скорости набегающих на этот слой волн.

Проверка полученных нами результатов планируется в ходе наблюдательного эксперимента SOHO.

Литература

- Андреев А.С., 1994, *Астрон.Ж.*, **71**, 768.
 Андреев А.С., Косовичев А.Г., 1994, *Письма в Астрон.Ж.*, **20**, 383.
 Гуд и др. (Goode, P.R., Gough, D.O., Kosovichev, A.G.), 1992, *Astrophys.J.*, **387**, 707.
 Косовичев А.Г., Попов Ю.П. 1978, *Препринт ин-та прикл. матем. им. Келдыша*, **73**.
 Лэмб (Lamb, H.), 1909 *Proc. Lond. Math. Soc.*, **7**, 122.
 Рестейно и др. (Restaino, S.R., Stebbins, R.T., Goode, P.R.), 1993, *Astrophys.Lett.*, **408**, L57.
 Риммеле и др. (Rimmele, T.R., Goode, P.R., Harold, E., Stebbins, R.T.), 1995, *Astrophys.Lett.*, in press.
 Холлвер (Hollweg, G.V.), 1982, *Astrophys.J.*, **254**, 806.

УДК 523.98

Диагностика мелкомасштабных магнитных полей в солнечной атмосфере: основные методы, результаты и проблемы

Т.Т. Цап¹, В.Г. Лозицкий², В.А. Шеминова³, Н.А. Гладушина⁴, У.М. Лейко²

¹ Крымская астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный

² Астрономическая обсерватория Киевского университета, 252053 Украина, г. Киев, ул. Обсерваторная, 3

³ Главная астрономическая обсерватория НАНУ, 252127 Украина, г. Киев, Голосеево

⁴ Восточно-Украинский университет, Украина, г. Луганск

Поступила в редакцию 3 июля 1995 г.

Характерной особенностью солнечных магнитных полей является их неоднородность и тонкоструктурность. В настоящее время многие физические характеристики элементов тонкой структуры, такие как напряженности, боковые профили напряженности, минимальные размеры, высотные градиенты, магнитные поля в промежутках между элементами и некоторые другие, изучены еще недостаточно. В основном это связано с тем, что мельчайшие элементы солнечных магнитных полей имеют размеры не более 10^2 км, тогда как типичное разрешение при прямых наземных наблюдениях обычно около 10^3 км. Поэтому при исследовании предельно мелкомасштабных магнитных полей приходится использовать не прямые наблюдения, а специальные косвенные методы.

Один из наиболее известных методов такого рода — метод отношения линий (Стенфло 1973). Он базируется на использовании эффекта нелинейности калибровочной кривой магнитографа в случае достаточно сильных магнитных полей. Наряду с методом отношения линий применяются и другие методы, в частности, метод совместного анализа I и V профилей Стокса для нескольких магниточувствительных линий (Гарви и др. 1971; Кучми и Штельмахер 1978). Начиная с работы Тарбел и Тайтла (1977), большое развитие получили методы, основанные на использовании Фурье-спектрометра в качестве поляриметра (Брауль 1978; Стенфло и др. 1984). Таким путем удается получить за время порядка нескольких десятков минут высокоточные профили тысяч спектральных линий, что немаловажно при использовании для интерпретации наблюдений многокомпонентных моделей.

Еще один привлекательный подход в диагностике предельно мелкомасштабных магнитных полей связан с использованием линий инфракрасной области спектра (см. напр., Стенфло 1992). Благодаря тому, что величина относительного магнитного расщепления σ -компонент магниточувствительных линий пропорциональна длине волны, некоторые линии инфракрасной области полностью расщеплены уже при 300 Гс, что дает возможность более надежно измерять магнитное поле.

Напряженность в пространственно неразрешимых структурах можно измерить и по распределению относительного сдвига $\Delta\lambda_H$ наблюдаемых профилей $I + V$ и $I - V$ на разных расстояниях от центра их суммарной картины (Лозицкий 1980, 1986). В сущности, этот метод эквивалентен рассмотрению того, как на разных расстояниях от ядра линии расщепляются бисекторы I и V профилей. Поскольку бисекторы линий весьма чувствительны к разнообразным изменениям физических условий как в толще формирования линии, так и в пределах апертуры (т.е. простран-

ственной площадки усреднения данных), совместное рассмотрение многих магниточувствительных линий с разными факторами Ланде позволяет выявить характерные признаки скрытого присутствия сильных магнитных полей.

В мелкомасштабных силовых трубках напряженность заключена в пределах от 1.1 до 2.3 кГс (Стенфло 1973; Вир 1978; Рачковский и Цап 1985; Лозицкий и Цап 1989). Величина B зависит от предположений о форме бокового профиля напряженности в неразрешимых элементах, о ширине спектральной линии в них и пр. Полученные этим методом данные свидетельствуют в пользу существования между соседними силовыми трубками более слабых «фоновых» полей, которые содержат примерно такой же магнитный поток, как и силовые трубки. Диаметр отдельных силовых трубок на уровне фотосферы оценивается значениями от 50 до 300 км, а их общее число на всей поверхности Солнца получается примерно на порядок большим, чем число всех спикул. Профили спектральных линий в мелкомасштабных силовых трубках существенно уже, чем вне трубок и имеют ослабленные крылья, что свидетельствует о понижении в них газового давления.

Имеются свидетельства в пользу того, что в промежутках между обычными силовыми трубками существуют мультиполярные поля напряженностью примерно до 1 кГс (Гарви и др. 1971; Лозицкий 1986; Стенфло 1972). Детальное исследование профилей I и V многих магниточувствительных линий показало, что в фотосфере активной области вне пятен или вспышек может быть, во-первых, дискретный набор напряженностей в мелкомасштабных элементах и, во-вторых, напряженности в них достигают весьма высоких значений: 3–4, 7–8 и около 13 кГс на фотосферном уровне. Фотометрические эффекты, соответствующие указанным напряженностям, превышают среднеквадратичную погрешность измерений в 2–3 раза.

Несмотря на то, что существование столь мощных полей с дискретным набором напряженностей получило теоретическое объяснение (Соловьев и Лозицкий 1986), было предпринято несколько попыток найти аргументы «за» или «против» этого результата. Что касается наблюдений, то были обнаружены поля величиной 5–7 кГс по расщеплению линий $Mg\ I$ в солнечной вспышке балла 2 (Лозицкий 1993). В этом случае соответствующие фотометрические эффекты превышали среднеквадратичную погрешность измерений уже в 4–5 раз. Причем учет вероятного усреднения измерений вследствие маломасштабности узлов эмиссии вспышки приводил к значениям около 9 кГс. Для этой же вспышки были зафиксированы и другие свидетельства существования аномально сильных полей. В частности, было выявлено небольшое расщепление эмиссии в ядре линии $Fe\ I\ 5434.5\ \text{\AA}$, у которой фактор Ланде по лабораторным измерениям равен 0.014. В этом же месте вспышки линии H_{α} , H_{γ} и H_{ϵ} имели локальный экстремум в расщеплении бисекторов для I и V профилей. Эти особенности могут указывать на существование полей величиной 40–50 кГс. Достоверность этого результата соответствует примерно 2–3 среднеквадратичным погрешностям.

Для выяснения того, насколько чувствительны бисекторы профилей Стокса также к глубинной неоднородности магнитного поля, были выполнены расчеты для нескольких моделей магнитного поля, в том числе, для немоногохода его напряженности с глубиной (Лозицкий и Шеминова 1995). Оказалось, что высотный градиент величиной 4 Гс/км приводит к заметной асимметрии I и V профилей. По величине этой асимметрии, в принципе, возможно оценить и само значение высотного градиента, хотя следует отметить, что на эффект асимметрии влияет не только высотный градиент поля, но и величина макротурбулентной скорости. Очевидно, для разделения вкладов этих параметров следует иметь данные не по одной линии, а по нескольким, притом с разной величиной фактора Ланде. При тех моделях магнитного поля, которые были рассмотрены, не получалось таких деформаций бисекторов, которые ранее наблюдались Лозицким (1980).

Теоретические расчеты для однородного поля показали, что лишь в одном случае возможна подобная форма бисекторов I и V профилей, а именно, при больших наклонах силовых линий поля к лучу зрения ($\sim 85^\circ$) и частичном разделении зеемановских σ -компонент (Лозицкий и Гладушина 1995). Однако столь большие углы маловероятны для наблюдений сильных полей в мелкомасштабных силовых трубках, поскольку из-за вилсоновской депрессии в них их будет экранировать окружающая плазма с более слабыми магнитными полями.

Литература

- Вир (Wiehr E.), 1978, *Astron. Astrophys.*, **69**, 279.
- Гарви Дж. и др. (Harvey J., Livingston W., Slaughter C.), 1972, in: *Proc. Conf. Line Form. Magn. Field.*, NCAR, Boulder, Colorado, 227.
- Кучми и Штельмахер (Koutchmy S., Stellmacher G.), 1978, *Astron. Astrophys.*, **67**, 93.
- Лозицкий В.Г., 1980, *Phys. Solariter.*, Potsdam, **14**, 88.
- Лозицкий В.Г., 1986, *Кинематика и физика небес. тел.*, **2**, № 1, 28.
- Лозицкий В.Г., 1993, Там же, **9**, № 3, 23.
- Лозицкий В.Г., Шеминова В.А., 1995, Там же, **11**, № 4, 60.
- Лозицкий В.Г., Цап Т.Т., 1989, Там же, **5**, № 1, 50.
- Рачковский Д.Н., Цап Т.Т., 1985, *Изв. Крым. астрофиз. обсерв.*, **71**, 79.
- Соловьев А.А., Лозицкий В.Г., 1986, *Кинематика и физика небес. тел.*, **2**, № 5, 80.
- Лозицкий, Гладушина (Lozitskij V.G., Gladushina N.A), 1995, *Space Science and Technology*, (*in press*).
- Стенфло (Stenflo J.O.), 1973, *Solar Phys.*, **32**, 41.
- Стенфло и др. (Stenflo J.O., Harvey J.W., Brault J.W., Solanki S.K.), 1984, *Astron. Astrophys.*, **131**, 333.
- Тарбел и Тайтл (Tarbell T.D., Title A.M.), 1977, *Solar Phys.*, **52**, 13.

УДК 523.9

Наблюдения р-мод низкой степени в Крымской астрофизической обсерватории

Т.Т. Цап, В.И. Ханейчук, В.А. Котов

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 14 июля 1995 г.

Аннотация. Представлены результаты наблюдений солнечных акустических мод низкой степени l за период 1978 – 1992 гг. Проведено сравнение наблюдаемых частот с вычисленными для стандартной модели Солнца.

OBSERVATIONS OF LOW-DEGREE p -MODES IN THE CRIMEAN ASTROPHYSICAL OBSERVATORY, by T.T. Tsap, V.I. Haneychuk, V.A. Kotov. The observations of low- l degree solar acoustic modes from 1978 through 1992 are presented. The observational frequencies are compared with theoretical values computed for the standard solar model.

Ключевые слова: гелиосейсмология, модель Солнца

Дискретная структура в спектре пятиминутных глобальных колебаний Солнца была обнаружена впервые Клавери и др. (1979). Несколько позже аналогичные результаты были получены Греком и др. (1980), Северным и др. (1981), Шеррером и др. (1983).

Здесь приведены результаты анализа наблюдений глобальных колебаний лучевой скорости Солнца, основанные на более обширном наблюдательном материале, чем у Северного и др. (1981, 1988). Все измерения лучевой скорости были выполнены дифференциальным методом на телескопе Крымской обсерватории БСТ-1 (см. Северный и др. 1976; Котов и др. 1982).

Важно отметить, что дифференциальный метод измерения скоростей (Котов и др. 1982) обладает тем преимуществом по сравнению с абсолютными измерениями лучевой скорости (Клавери и др. 1979; Грек и др. 1980), что он почти полностью исключает влияние на измерения скоростей движения наблюдателя относительно Солнца, а также в значительной степени уменьшает влияние помех атмосферного и инструментального происхождения. Вместе с тем, поскольку наши измерения лучевых скоростей проводятся в параллельном пучке и, следовательно, количество света от Солнца заметно меньше, чем в методе резонансной спектроскопии, регистрируемые дифференциальные скорости искажены в значительной мере шумами магнитографа.

Для изучения мы отобрали 79 записей лучевых скоростей длительностью ~ 10 – 11^h , полученных на магнитографе в линии Fe I $\lambda 5124\text{\AA}$ в дни с хорошей прозрачностью за период с 1974 по 1992 гг. Время интегрирования сигнала составляло 1 минуту. Медленные тренды в течение дня были вычислены как свёртка данных с функцией $S(t) = 2F_0 \text{sinc}(2F_0 t_i) = \frac{\sin(2\pi F_0 t_i)}{\pi t_i}$ с граничной частотой обрезания $F_0 = 200 \mu\text{Гц}$, t_i – моменты наблюдений. Затем значения $S(t)$ были вычтены из данных наблюдений. При этом в исследуемом сигнале не остаётся периодического сигнала на частотах меньше F_0 . Спектры мощности за каждый день наблюдений анализировались с целью

определения частот и идентификации пиков. При этом принимались во внимание только те пики, мощность которых превышала средний уровень спектра.

Для иллюстрации на рис. 1 приведён спектр мощности колебаний лучевой скорости, полученный по данным 12 августа 1986 г. Видно, что несмотря на присутствие в спектре значительных шумов, в нём явно прослеживается концентрация мощности дискретных пиков в области 5^m (около $3300 \mu\text{Гц}$).

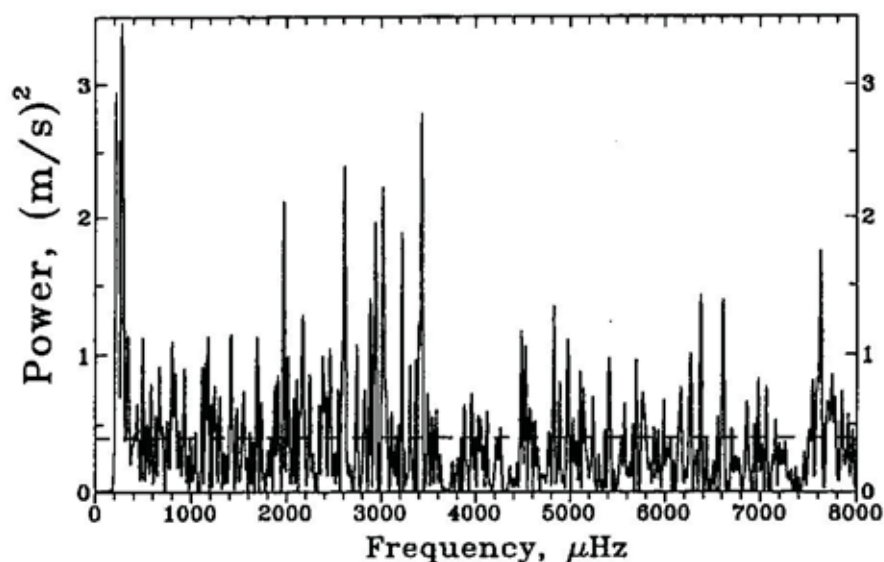


Рис. 1. Спектр мощности глобальных колебаний Солнца, вычисленный по наблюдениям 12 августа 1986 г. Штриховой линией показан средний уровень спектра

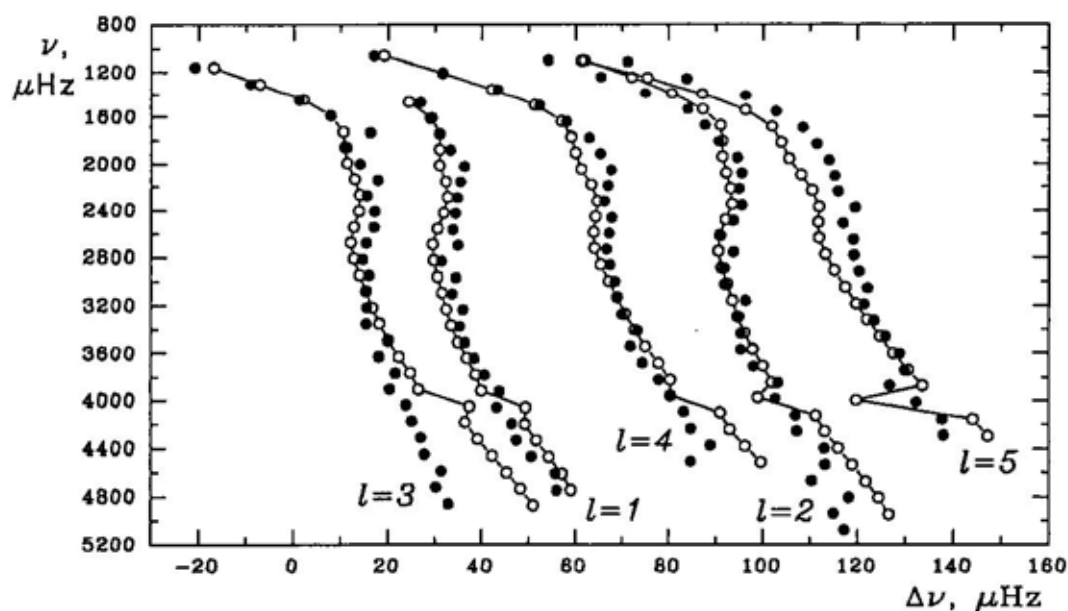


Рис. 2. Сравнение наблюдаемых акустических частот (•) с теоретическими частотами (○), вычисленными Габриэлем (1994) для стандартной модели Солнца A_c

Учитывая то, что частоты акустических мод и их расщепление изменяются со временем незначительно (Айзек и др. 1988; Хименес и др. 1988), мы усреднили частоты соответствующих мод по всем данным за 79 дней. Результаты этих вычислений представлены точками на эшеле-диаграмме на рис. 2. Здесь же нанесены теоретические частоты мод низкой степени l , вычисленные Габриэлем (1994) для исходной стандартной модели Солнца A_c .

Как видно из рис. 2, в общем прослеживается удовлетворительное соответствие между наблюдаемыми и вычисленными частотами степеней $l = 1-5$. В то же время из рис. 2 видно, что в отдельных частотных интервалах диаграммы, например, в области высоких частот моды $l = 3$, в области низких частот колебаний $l = 5$ и некоторых других, расхождения между частотами превосходят возможные ошибки наблюдений. Отметим, однако, что дальнейшие обстоятельные исследования Габриэля (1994а) показали, что можно значительно улучшить расхождение между наблюдаемыми и вычисленными частотами, если увеличить непрозрачность ниже конвективной зоны и устранить некоторые неопределённости в физике во внешних слоях Солнца. Очевидно, здесь нужны дальнейшие как теоретические, так и наблюдательные исследования.

Работа частично поддержана Международным научным фондом (гранты ISF № UCU000 и № UCU200), а также Правительством Украины (грант № UCU200).

Литература

- Айзек и др. (Isaak G.R., Jefferies S.M., McLeod C.P., New R., van der Raay H.B., Pallé P.L., Régulo C., Roca Cortés T.), 1988, in: *Advances in Helio- and Asteroseismology*, Proc. IAU Symp. 123. Eds. J. Christensen-Dalsgaard & S. Frandsen. Reidel, Dordrecht, p.201.
- Габриэль (Gabriel M.), 1994, *Astron. Astrophys.*, **281**, 551.
- Габриэль (Gabriel M.), 1994а, *Astron. Astrophys.*, **292**, 281.
- Грек и др. (Grec G., Fossat E., Pomerantz M.), 1980, *Nature*, **288**, 541.
- Клавери и др. (Claverie A., Isaak G.R., McLeod C.P., van der Raay H.B., Roca Cortés T.), 1979, *Nature*, **282**, 591.
- Котов В.А., Северный А.Б., Цап Т.Т., 1982, *Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв.*, **65**, 3.
- Северный и др. (Severny A.B., Kotov V.A., Tsap T.T.), 1976, *Nature*, **259**, 87.
- Северный и др. (Severny A.B., Kotov V.A., Tsap T.T.), 1981, *Solar Phys.*, **74**, 65.
- Северный и др. (Severny A.B., Kotov V.A., Tsap T.T.), 1988, in: *Advances in Helio- and Asteroseismology*, Proc. IAU Symp. 123. Eds. J. Christensen-Dalsgaard & S. Frandsen. Reidel, Dordrecht, p.33.
- Хименес и др. (Jiménez A., Pallé P.L., Perez J.C., Régulo C., Roca Cortés T., Isaak G.R., McLeod C.P., van der Raay H.B.), 1988, in: *Advances in Helio- and Asteroseismology*, Proc. IAU Symp. 123. Eds. J. Christensen-Dalsgaard & S. Frandsen. Reidel, Dordrecht, p.205.
- Шеппер и др. (Scherrer P.H., Wilcox J.M., Christensen-Dalsgaard J., Gough D.O.), 1983, *Solar Phys.*, **82**, 75.

УДК 523.9

Колебания Солнца по данным КраО за 1974 – 1994 гг.

В.А. Котов, В.И. Ханейчук, Т.Т. Цап

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 14 июля 1995 г.

Аннотация. Наблюдения колебаний Солнца как целого выполнены в КраО дифференциальным методом в 1974 – 1994 гг. в течение 1303 дней (в сумме около 8308 ч). Первые 9 лет показали, что Солнце пульсирует с периодом $P_0 = 160^m 0101 \pm 0^m 0016$. Позже, однако, установилось новое значение основного периода, $P_1 = 159^m 9662 \pm 0^m 0007$, почти совпадающее с годичным спутником P_0 . Возможно, что это изменение вызвано быстрым вращением центрального ядра Солнца.

OSCILLATIONS OF THE SUN FROM THE CRAO DATA 1974 – 1994, by V.A. Kotov, V.I. Haneychuk, T.T. Tsap. The CraO observations of oscillations of the entire Sun, with the use of the differential technique, have been performed from 1974 through 1994 during 1303 days (in all 8308 hrs). The first 9 years of observations showed that the Sun undergoes global pulsation with a period of $P_0 = 160^m 0101 \pm 0^m 0016$. Later on, however, the dominant oscillation has shifted to the new period $P_1 = 159^m 9662 \pm 0^m 0007$ (happens to be nearly 1-yr sidelobe of the former P_0 -period). It is suggested that this change of the period resulted from rapid rotation of the central solar core.

Ключевые слова: гелиосейсмология, модель Солнца, вращение Солнца

Дифференциальным методом, разработанным Котовым и др. (1983) и впервые применённым в 1974 г. на телескопе БСТ-1 КраО, с помощью магнитографа Бэбкока регистрируется лучевая скорость обширной центральной зоны солнечного диска относительно его краёв. Крымские наблюдения (Северный и др. 1976; Котов и др. 1983) позволили утверждать, что Солнце как звезда пульсирует с периодом $P_0 \approx 160^m$. Результат, почти сразу подтверждённый другими исследователями (см. рис. 1, а также Брукс и др. 1976; Грек и др. 1980; Шеррер и Уилкокс 1983), до сих пор не получил удовлетворительного объяснения, поскольку он противоречит стандартной модели Солнца.

То обстоятельство, что значение P_0 оказалось близким к 1/9-ой среднесолнечных суток, дало повод некоторым авторам утверждать, что P_0 -колебание есть артефакт земного происхождения. Детальный анализ (Котов и др. 1983) всех возможных ошибок привёл, однако, к однозначному выводу о солнечном происхождении периодичности $P_0 \approx 160^m$. Об этом говорят и дальнейшие наблюдения этого интересного явления, проводящиеся в КраО более 20 лет и результаты которых подтверждаются аналогичными данными Стэнфорда (Шеррер и Уилкокс 1983; Шеррер и др. 1993; Котов 1995).

Крымские измерения лучевой скорости фотосферы выполнены с 1974 по 1994 гг. в течение 1303 дней; всего получено $N = 99694$ значений скорости с 5-минутным интегрированием (после удаления медленных дневных трендов с помощью стандартной процедуры; см. Котов и др. 1983). Предыдущий анализ части таких данных, включая наблюдения Стэнфорда (см. Котов и др. 1983; Шеррер и Уилкокс 1983; Котов 1985), показал, что в спектре мощности (СМ) глобальных колебаний Солнца

– для обширного диапазона частот, от ≈ 60 до ≈ 240 мГц, – имеется только один значимый пик, соответствующий периоду $P_0 = 160^m0101 \pm 0^m0016$. Значение периода, определённое впоследствии – и с наименьшей ошибкой – из анализа начальных моментов всплеск балла $B \geq 1$ (Котов 1995), равно

$$160^m0101 \pm 0^m0001.$$

Наличие периода P_0 в измерениях КрАО 1974 – 1982 гг. следует из фазовой диаграммы, приведённой на рис. 2 для периода, точно равного $1/9$ -ой суток (Котов и др. 1983). Наклон пунктирной прямой, проведённой через точки (UT-моменты максимумов скорости), соответствует отклонению P_0 от 9-ой гармоники суток (160^m0000). Видно также, что после 1982 г. произошло нарушение фазовой когерентности колебания P_0 . Последнее могло быть следствием (а) исчезновения самого колебания или (б) значительным уменьшением его амплитуды, (в) смещением частоты и/или начальной фазы, или (г) возбуждением другого колебания.

Ответить на эти вопросы помогают СМ, вычисленные для узкого частотного диапазона около $1/9$ -ой суток (рис. 3). Видим, что если в 1974 – 1982 гг. доминировал период $P = 160^m0101 \pm 0^m0016$ ($= P_0$; соответствующий пик окружён годичными спутниками $\approx 159^m963$ и 160^m058), то для всего 21-летнего интервала максимальную амплитуду имеет пик $P_1 = 159^m9662 \pm 0^m0007$ (рис. 3б). Такой же, в пределах ошибок, период доминирует и в данных Стэнфорда 1977–1991 гг.: $159^m9674 \pm 0^m0009$; см. Шеррер и др. (1993). Но наиболее примечателен тот факт, что колебание P_1 представляет собой по существу несколько смещённое «колебание» $\approx 159^m963$, о котором говорилось выше (для интервала 1974 – 1982 гг., см. рис. 3а).

Делаем вывод, что в последнее 10-летие вместо P_0 возбудилось колебание P_1 – почти точный годичный спутник P_0 . Причиной может быть изменение внутреннего строения Солнца, связанное с его циклом активности.

Котов (1995) одновременно предположил, что новое колебание может быть индуцировано сверх-

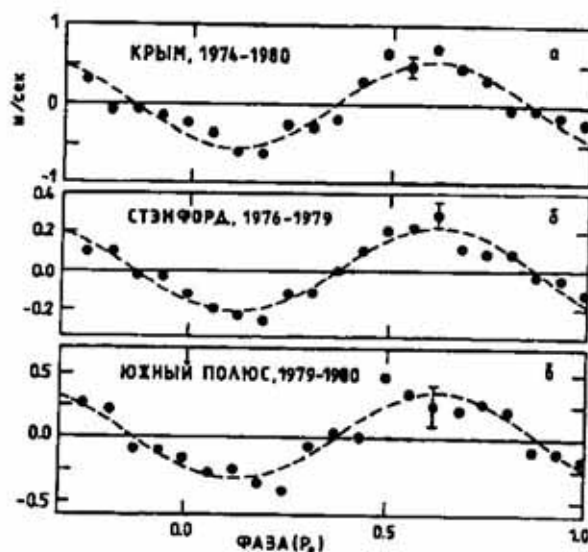


Рис. 1. Средние кривые пульсации Солнца с периодом P_0 по наблюдениям (а) в КрАО в 1974 – 1980 гг., (б) в Стэнфорде в 1976 – 1979 гг. и (в) на Южном полюсе в 1979 – 1980 гг. (согласно Котову и др. 1983). Нулевая фаза отвечает моменту UT 00^h00^m, 1 января 1974 г.

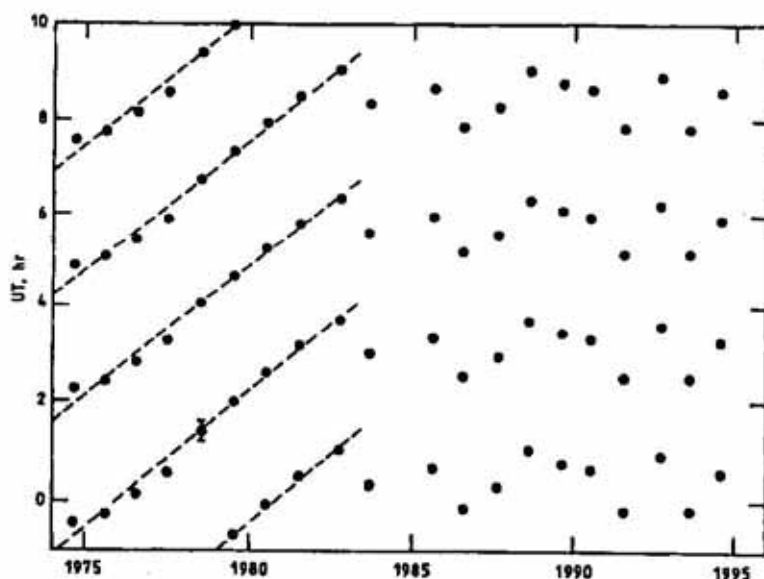


Рис. 2. Фазовая диаграмма, построенная по данным КрАО 1974 – 1994 гг. для периода 160^m0000 . По горизонтали – годы, по вертикали – время UT

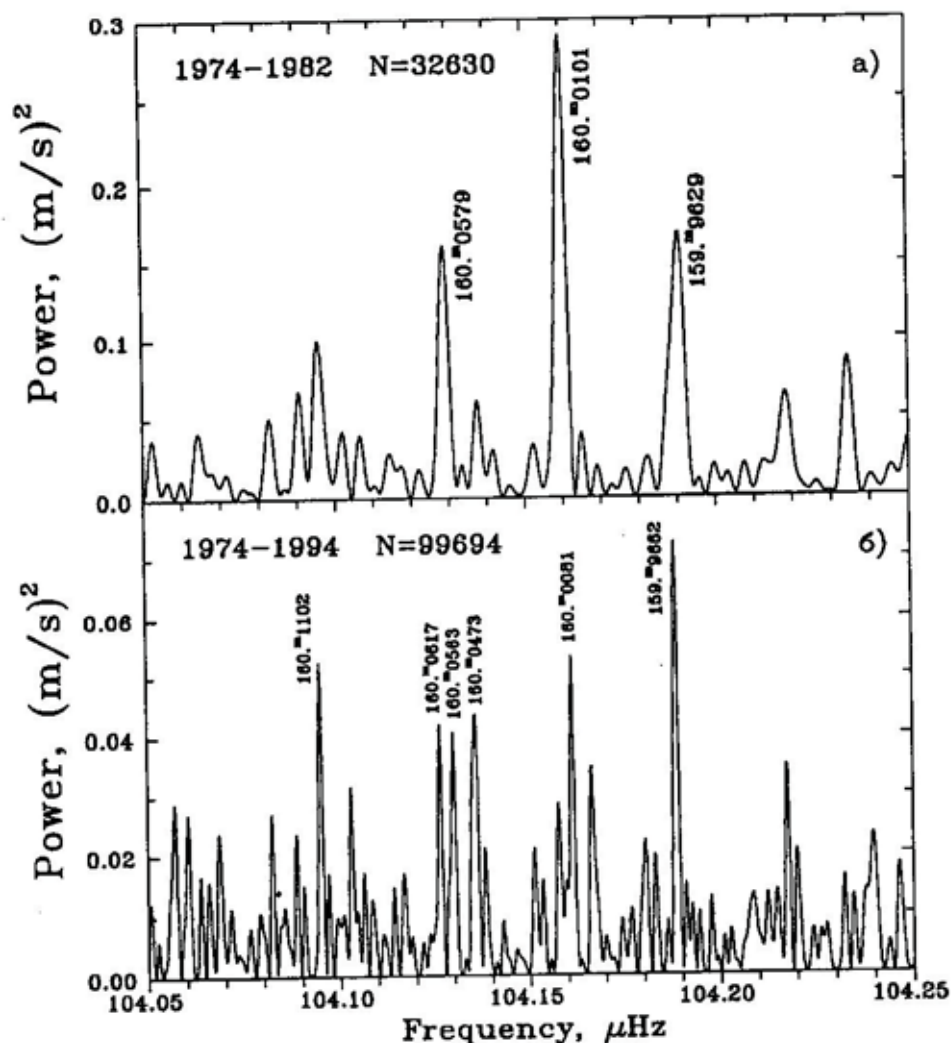


Рис. 3. Спектры мощности колебаний Солнца по данным КраО: (а) 1974 – 1982 гг. ($N = 32630$), (б) 1974 – 1994 гг. ($N = 99694$)

быстрым вращением ядра Солнца, которое имеет *сидерический* период

$$P_r = 159^m 9665 \pm 0^m 0002$$

(значение определено из анализа временной последовательности около 24000 хромосферных вспышек за 1935 – 1980 гг.). В фотосфере при этом возбуждается бегущая волна, имеющая сидерический период $\approx P_r \approx 159^m 967$ (синодический период близок к $P_0 \approx 160^m 010$).

(Допустить быстрое вращение ядра, конечно, трудно. Вспомним, однако, гипотезу Рознера и Уэйсса (1985) о *реликтовом* магнитном поле быстровращающегося ядра, которое «оторвано» от оболочки Солнца. Ещё ранее Роксбург (1974) предполагал, что солнечное ядро вращается с периодом ~ 1 ч).

Считая возможным, что ядро вращается с периодом P_r , Котов (1995) сделал также заключение, что оно должно представлять собой компактный объект типа *нейтронной звезды*. Тем самым автор возвратился к идее Ландау (1938) о том, что ядро Солнца и ядра подобных ему звезд – нейтронные.

(В 30-х годах Л.Д. Ландау предполагал, что энергия Солнца генерируется в результате аккреции вещества на его нейтронное ядро.)

Природа «главного» колебания P_0 остается загадкой для астрофизики (обзор гипотез см. у Котова и др. 1983; Котова 1985). Предполагалось, например (Кристенсен-Далсгаард и Гаф 1976; Северный и др. 1976; Котов и др. 1983), что 160-минутная пульсация является одной из g -мод собственных колебаний Солнца; в таком случае не требуется кардинальный пересмотр его внутреннего строения: можно ограничиться лишь корректировкой стандартной модели. Но тогда непонятно, почему возбуждается только одно колебание, тогда как теория предсказывает множество колебаний типа g -мод в исследованном диапазоне частот.

Согласно результатам Котова и др. (1993), основанным на фотометрии быстрой переменности активных ядер галактик (АЯГ) – наиболее массивных и одновременно компактных объектов Вселенной, – колебание P_0 может быть космологической природы. И тогда явление должно иметь прямое отношение к проблемам, рассматриваемым современной космологией, в частности — к проблеме Большого взрыва. Такой вывод основан на факте независимости наблюдаемой на Земле частоты ($\nu_0 = P_0^{-1} \approx 104.160$ мкГц) от красного смещения z АЯГ, т. е. от скорости удаления объекта.

Если космологическая гипотеза (Котов и др. 1993) справедлива, то не очень удивительно, что период P_0 очень близок к 9-ой гармонике суточного вращения Земли.

Работа частично поддержана Международным научным фондом (гранты ISF № UCU000 и № UCU200), а также Правительством Украины (грант № UCU200).

Литература

- Брукс и др. (Brookes J.R., Isaak G.R., van der Raay H.B.), 1976, *Nature*, **259**, 92.
 Грек и др. (Grec G., Fossat E., Pomerantz M.), 1980, *Nature*, **288**, 541.
 Котов (Kotov V.A.), 1985, *Solar Phys.*, **100**, 101.
 Котов (Kotov V.A.), 1995, in: *The Fourth SOHO Workshop: Helioseismology*, Eds. J.T. Hoeksema, V. Domingo, B. Fleck, & B. Battrick. ESA SP-376, p. 299.
 Котов В.А., Лютый В.М., Ханейчук В.И., 1993, *Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв.*, **88**, 47.
 Котов В.А., Северный А.Б., Цап Т.Т., 1983, *Изв. Крым. Астрофиз. Обсерв.*, **66**, 3.
 Кристенсен-Далсгаард и Гаф (Christensen-Dalsgaard J., Gough D.O.), 1976, *Nature*, **259**, 89.
 Ландау (Landau L.), 1938, *Nature*, **141**, 333.
 Рознер и Уэйсс (Rosner R., Weiss N.O.), 1985, *Nature*, **317**, 790.
 Роксбург (Roxburgh I.W.), 1974, *Nature*, **248**, 209.
 Северный и др. (Severny A.B., Kotov V.A., Tsap T.T.), 1976, *Nature*, **259**, 87.
 Шеррер и др. (Scherrer P.H., Hoeksema J.T., Kotov V.A.), 1993, in: *Gong 1992: Seismic Investigation of the Sun and Stars*. Ed. T.M. Brown. Astron. Soc. Pacific Conf. Ser. **42**, San Francisco, p.281.
 Шеррер и Уилкоккс (Scherrer P.H., Wilcox J.M.), 1983, *Solar Phys.*, **82**, 37.

УДК 523.927

Alpha-quenching in the solar convection zone

V.N. Krivodubskij

Kiev University Astronomical Observatory, 254053 Ukraine, Kiev-53, Observatorna Str.3

Received 3 July 1995

Ruediger and Kichatinov (1993) had investigated the feedback of the magnetic field $\rightarrow B$ on the turbulence which leads to "alpha-quenching". In the case of strong magnetic field the alpha-quenching of the α -tensor component, which is essential for the $\alpha\Omega$ -dynamo, is described by expression

$$\alpha_{\varphi\varphi}(\beta) = \alpha_0 \Psi(\beta)$$

where $\Psi(\beta)$ is the quenching function, $\beta = B/B_{eq}$ is the normalized magnetic field parameter, $B_{eq} \simeq \sqrt{4\pi\rho\langle u^2 \rangle}$ is the equipartition magnetic field, α_0 is "non-magnetic" value of α , i.e. for $\beta = 0$, ρ is the material density, $\langle u^2 \rangle$ is the rms turbulent velocity.

Ruediger and Kichation (1993) found that alpha-quenching is very different for horizontal (α_{xx}) and vertical (α_{zz}), components of α -effect and depends on the magnetic field orientation:

$$\begin{aligned} \alpha_{\parallel,\perp}^{xz}(\beta) &= \alpha_0^x \Psi_{\parallel,\perp}^x(\beta) & \alpha_{\parallel,\perp}^{zz}(\beta) &= \alpha_0^z \Psi_{\parallel,\perp}^z(\beta) \\ \alpha_0^x &= -\frac{4}{15} r^2 \frac{\alpha \langle u^2 \rangle}{\alpha z} \Omega & \alpha_0^z &= -2\alpha_0^x \\ \Psi_{\parallel,\perp}^x(\beta) &= \Psi(\beta) + \frac{15}{8} \frac{B^2}{B^4} \Psi_1(\beta) & \Psi_{\parallel,\perp}^z(\beta) &= \Psi_z(\beta) - \frac{15}{16} \frac{B^2}{B^4} \Psi_1(\beta) \\ \left(\begin{array}{ll} \Psi^{x,z} \rightarrow \Psi_{\parallel}^{x,z} & \text{if } \mathbf{B} \parallel \Omega \\ \Psi^{x,z} \rightarrow \Psi_{\perp}^{x,z} & \text{if } \mathbf{B} \perp \Omega \end{array} \right) & & \Psi_{\parallel,\perp}^x, \Psi_{\parallel,\perp}^z \Big|_{\beta=0} &= 1 \end{aligned}$$

$$\Psi(\beta) = \frac{15}{32\beta^4} \left(1 - \frac{4\beta^2}{3(1+\beta^2)} - \frac{1-\beta^2}{\beta} \frac{1}{\tan \beta} \right)$$

$$\Psi_1(\beta) = \frac{1}{4\beta^4} \left[\beta^2 - 5 + \frac{2\beta^2}{3(1+\beta^2)} + \frac{4\beta^4(3\beta^2-1)}{3(1+\beta^2)^3} + \frac{5+\beta^4}{\beta \tan \beta} \right]$$

$$\Psi_2(\beta) = \frac{5}{16\beta^4} \left[-1 + \frac{2\beta^2(3\beta^2-1)}{3(1+\beta^2)^2} + \frac{1+\beta^2}{\beta} \frac{1}{\tan \beta} \right]$$

$$\Psi_3(\beta) = \frac{5}{16\beta^4} \left[\beta^2 - 1 - \frac{2\beta^2(1-\beta^2)}{3(1+\beta^2)^2} + \frac{1+\beta^4}{\beta} \frac{1}{\tan \beta} \right]$$

$$\Psi_z(\beta) = -\frac{1}{2}\Psi + \frac{3}{4}\Psi_2 + \frac{3}{4}\Psi_3$$

Here τ is the characteristic time-scale of turbulent fluctuations, Ω is the angular velocity, B_z is the z-component of large-scale magnetic field. This component is parallel to vector angular velocity.

Using solar convection zone (SCZ) model of Stix (1993) we had calculated the magnetic quenching in the lower part of the SCZ where magnetic field with magnitude about

$$B \simeq \left[20\pi\rho v_\mu \langle u^2 \rangle / \left(\frac{l}{H_p} \frac{U}{3\gamma} + 6v_\mu \right) \right]^{\frac{1}{2}}$$

may be retained due to turbulent diamagnetism (Krivodubskij, 1993). Non-linear turbulent diamagnetism (with velocity about $v_0 = 6v_\mu (\frac{1}{6} - \frac{1}{5}\beta^2)$), acts against the buoyant rise with velocity (Kichatiniv and Pipin 1994)

$$v_B(\beta) \simeq \left(\frac{l}{H_p} \right) \frac{U}{\gamma} \frac{\beta^2}{15} = \left(\frac{l}{H_p} \right) \frac{1}{6\pi\rho\gamma} \frac{B^2}{u^2}$$

and pumps magnetic field to the zone bottom. Here $\mathbf{v}_\mu = -\frac{\nabla \nu \tau}{2}$ is the kinematic velocity of the turbulent diamagnetic transfer of the magnetic field to the zone bottom, $\nu_T \simeq \frac{1}{3}ul$ is the turbulent diffusivity, l is the characteristic scale of turbulent fluctuations, H_p is the pressure scale height, $\gamma = 5/3$, β is the normalised field parameter

$$\beta = \frac{B}{B_{eq}} \simeq \left[5v_\mu / \left(\frac{l}{H_p} \frac{U}{3\gamma} + 6v_\mu \right) \right]^{\frac{1}{2}}$$

The results of our calculations are shown on Figures 1-5.

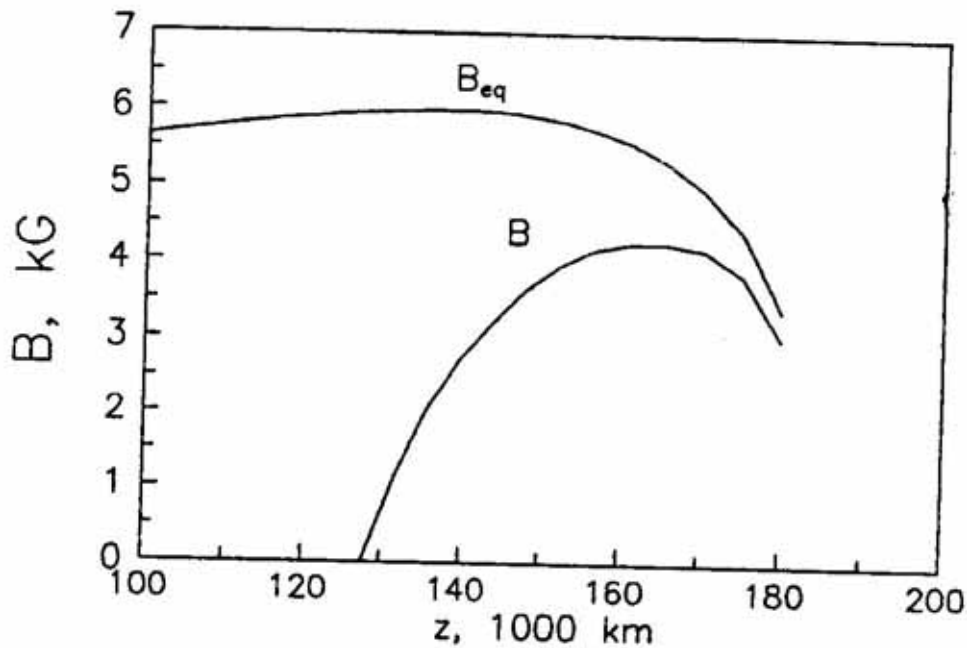


Рис. 1. The values of steady-state mean magnetic field, $B \simeq \left[20\pi\rho v_\mu \langle u^2 \rangle / \left(\frac{l}{H_p} \frac{U}{3\gamma} + 6v_\mu \right) \right]^{\frac{1}{2}}$ attended under joint actions of magnetic buoyancy affect and non-linear turbulent diamagnetism in the lower half of the SCZ. B_{eq} is the equipartition magnetic induction, $B_{eq} \simeq (4\pi\rho \langle u^2 \rangle)^{1/2}$

It is seen that there is the significant magnetic quenching of the α -effect in the lower part of the SCZ. The α -quenching is very different for different components and is highly anisotropic (the quenching strongly depends on the orientation of the mean magnetic field $\bar{B}$).

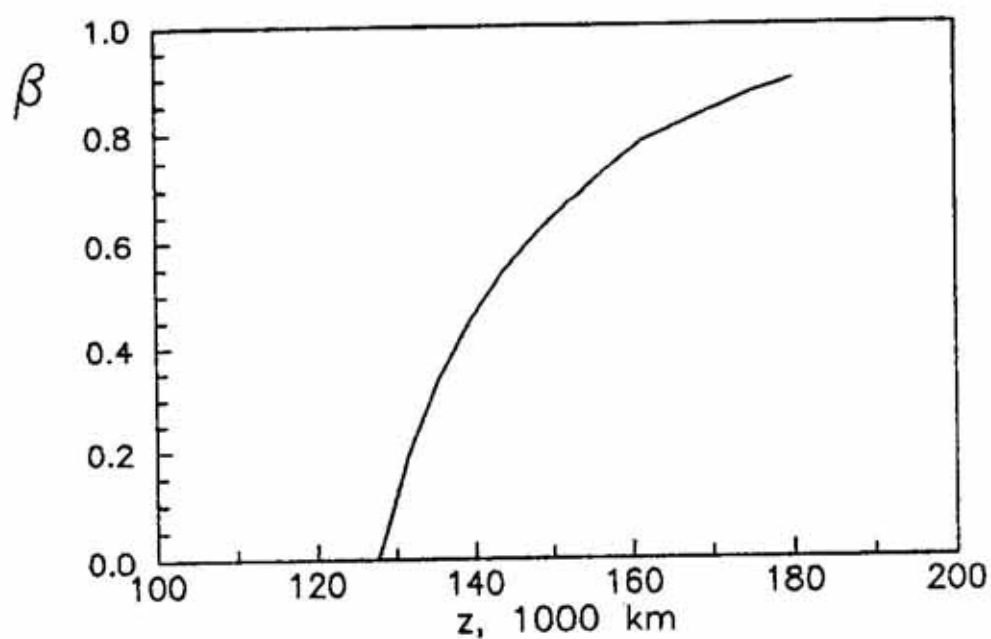


Рис. 2. The normalized magnetic field parameter, $\beta = \frac{B}{B_{eq}} \simeq \left[5v_\mu / \left(\frac{1}{H_p} \frac{U}{3\tau} + 6v_\mu \right) \right]^{\frac{1}{2}}$ as a function of the depth z , in the SCZ

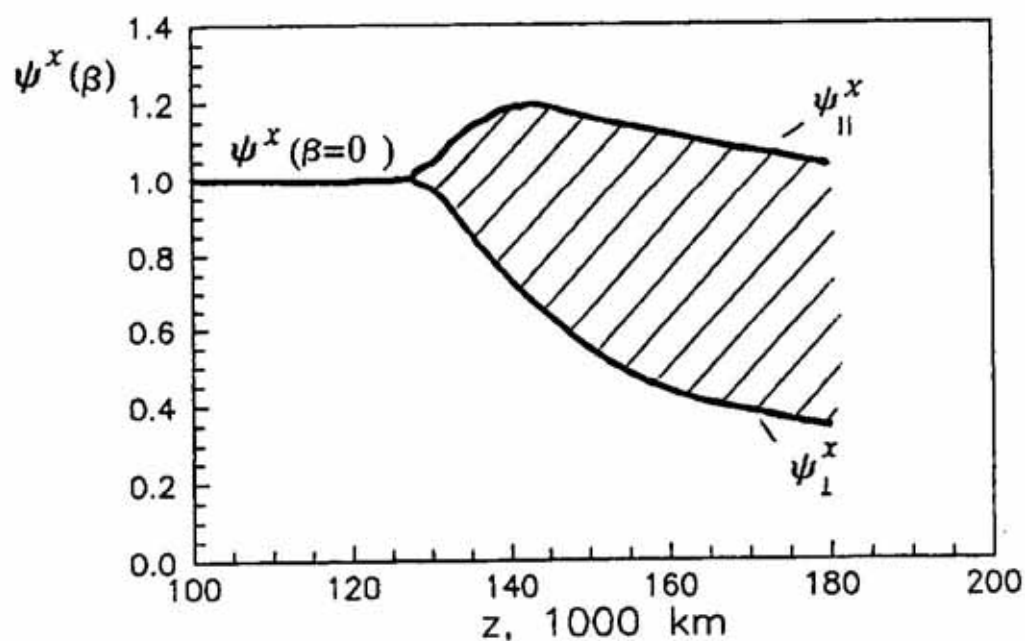


Fig.3. Distribution of the horizontal quenching function, $\psi_{\parallel,\perp}^x(\beta)$, with depth z in the SCZ (for SCZ model of Stix (1993)) $\begin{pmatrix} \psi_{\parallel}^x - & \text{if } \mathbf{B} \parallel \Omega \\ \psi_{\perp}^x - & \text{if } \mathbf{B} \perp \Omega \end{pmatrix}$

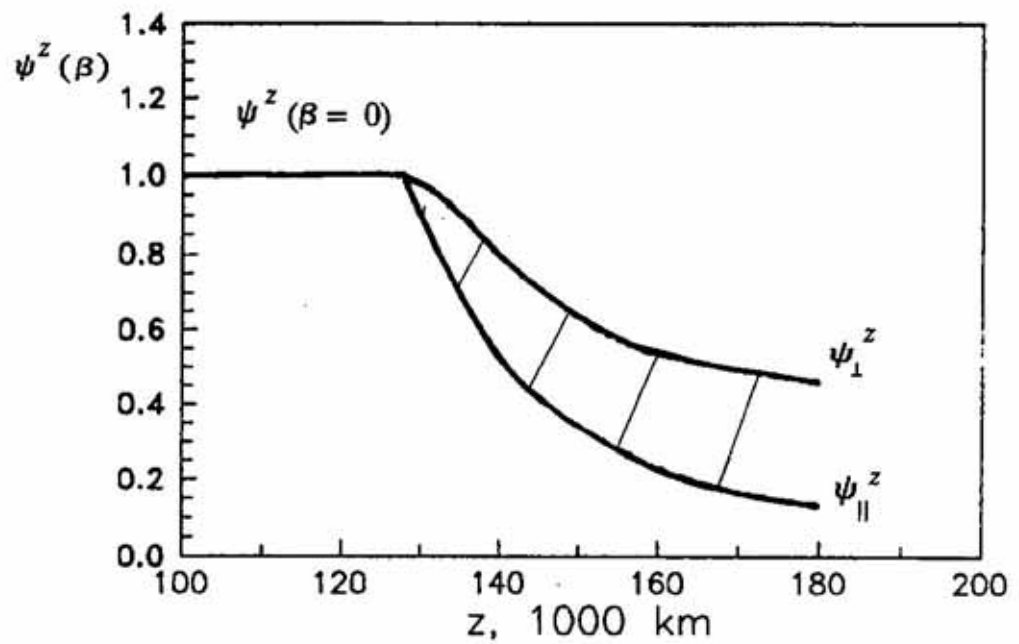


Fig.4. Distribution of the vertical quenching function, $\psi_{||,\perp}^z(\beta)$, with depth z in the SCZ (for SCZ model of Stix (1993)) $\begin{pmatrix} \psi_{||}^z - & \text{if } \mathbf{B} \parallel \boldsymbol{\Omega} \\ \psi_{\perp}^z - & \text{if } \mathbf{B} \perp \boldsymbol{\Omega} \end{pmatrix}$

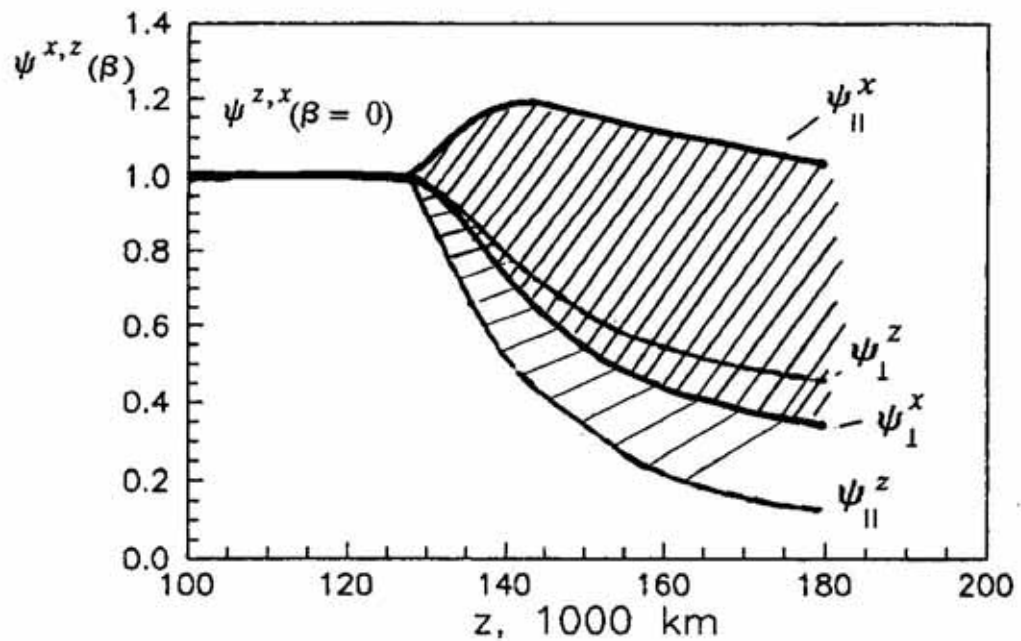


Рис. 5. Distribution of the horizontal $\psi_{||,\perp}^x$ and vertical $\psi_{||,\perp}^z$ quenching functions with depth z in the SCZ (for SCZ model of Stix (1993))

In the case $\overline{B} \parallel \Omega$ vertical alpha is strong quenched (near SCZ bottom vertical quenching function is: $\Psi_{\parallel}^z \simeq 0.1$) while the horizontal alpha displays anomalous quenching (horizontal quenching function is: $\Psi_{\parallel}^x \simeq 1.04$). Meanwhile in the case $B \perp \Omega$ vertical alpha is quenching weaker ($\Psi_{\perp}^z \simeq 0.5$), than horizontal alpha ($\Psi_{\perp}^x \simeq 0.3$).

It means that dynamo-waves excited by $\alpha\Omega$ -dynamo in the lower part of the SCZ are anisotropically and anomalously (for horizontal alpha) magnetic quenched.

Литература

- Kichatinov L.L., and Pipin V.V., 1993, *Astron. Astrophys.*, **274**, 647.
 Krivodubskij V.N., 1993, in: *The Cosmic Dynamo*. Eds. F. Krause, K.-H. Readler and G. Ruebiger. IAU Symposium 157. Kluwer, Dordrecht, p.49.
 Ruediger G. and Kichatinov L.L., 1993, *Astron. Astrophys.*, **269**, 581.
 Stix M., 1993, Private E-mail message.

УДК 523.98

О турбулизации плазмы токового слоя в модели солнечной вспышки Хейвертса–Приста–Раста

Ю.Т. Цап

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 3 июля 1995 г.

Аннотация. Рассматривается модель солнечной вспышки Хейвертса-Приста-Раста. Анализ показывает, что сопротивление плазмы токового слоя существенно не увеличивается под действием токовых неустойчивостей. Решение проблемы низкой проводимости вспышечной плазмы связывается с ее частичной ионизацией.

ABOUT THE TURBULIZATION OF PLASMA IN THE HEYVAERTS-PRIEST-RUST SOLAR FLARE MODEL, by Yu. T. Tsap. The Heyvaerts-Priest-Rust solar flare model is considered. Analysis shows that the resistance of current sheet plasma is not significantly enhanced due to current instabilities. The solution of problem of the low conductivity of the flare plasma is connected with its partial ionization.

Ключевые слова: солнечные вспышки, токовый слой, плазменная турбулентность

Одной из наиболее популярных моделей как солнечных, так и звездных вспышек остается модель, связанная с выходом нового магнитного потока, предложенная Хейвертсом, Пристом и Растом (1977) (см. также Тур и Прист (1978)) более 20 лет назад. Столь значительный промежуток времени – убедительное свидетельство плодотворности выдвинутой идеи. Однако используемый авторами физический подход носит в значительной мере качественный характер. Следовательно, модель Хейвертса и др. нуждается в дальнейшем исследовании и проверке.

Для того чтобы провести анализ модели, воспользуемся размерностными соотношениями, описывающими поведение стационарного токового слоя (течение Свита-Паркера). Выражение, определяющее мощность энерговыделения в слое P , а также уравнения равновесия, непрерывности, диффузии магнитного поля и закон Ампера запишем в виде:

$$P = 2v_d S \frac{B^2}{8\pi} \quad (1)$$

$$\frac{B^2}{8\pi} = nkT, \quad (2)$$

$$n_0 v_d L = n v_d l, \quad (3)$$

$$v_d = \frac{c^2}{4\pi\sigma l}, \quad (4)$$

$$\frac{B}{l} = \frac{4\pi}{c} j, \quad (5)$$

где v_d – скорость диффузии магнитного поля в слой, S – площадь токового слоя, n и n_0 – концентрация частиц внутри и вне токового слоя, l и L – его полутолщина и полуширина соответственно, T – температура электронов, v_a – альвеновская скорость.

Принимая во внимание уравнение для тока, $j = env$, формулу Спитцера, $\sigma = \eta T^{3/2}$, необходимое условие возбуждения ионно-звуковой неустойчивости, $v > c_s$, где $c_s = \sqrt{\frac{kT}{M}}$ – скорость звука, с помощью (2)–(5) легко оценить значение максимальной температуры T_m , при которой доминирующее влияние на проводимость плазмы будут оказывать кулоновские столкновения (Цап 1995)

$$T_m \approx 10^3(nL) \text{ } ^\circ\text{K}. \quad (6)$$

Согласно модели Хейвертса и др. (1977), тепловая неустойчивость и последующий процесс турбулизации плазмы токового слоя (импульсная фаза) должны привести систему к новому равновесному состоянию (тепловая фаза) с температурой T^* и турбулентной проводимостью σ^* . Поэтому, с учетом того, что в ходе вспышечного энерговыделения изменением величины магнитного поля B , ширины токового слоя L и концентрации частиц во внешней области n_0 можно пренебречь, из соотношений (2)–(5), уравнения для тока и условия возбуждения ионно-звуковой неустойчивости следует неравенство

$$\frac{\sigma^*}{\sigma} > \left(\frac{T_m}{T^*} \right)^{1/2}. \quad (7)$$

Принимая в (6) $n_0 = 10^8 - 10^{10} \text{ см}^{-3}$ и $L = 10^9 \text{ см}$ и подставляя найденные значения T_m в (7), при $T^* < 10^8 \text{ } ^\circ\text{K}$ получим вывод о том, что в ходе вспышечного энерговыделения турбулентная проводимость плазмы может уменьшиться по сравнению с кулоновской не более чем в 20 раз, тогда как согласно результатам Хейвертса и др. (1977) $\sigma/\sigma^* > 10^4$.

Теперь обратимся к энергетике токового слоя. Используя соотношения (1)–(3) и (5), а также уравнения для тока, предполагая, что $B = 100 \text{ Гс}$, длина токового слоя $D = 10 \text{ см}$, $n_0 = 10^8 - 10^{10} \text{ см}^{-3}$, имеем

$$P \approx 6 \cdot (10^{23} - 10^{25}) \frac{c_s}{v} \text{ эрг/с}. \quad (8)$$

На основании последнего выражения, поскольку $v > c_s$, можно заключить: мощность энерговыделения в токовом слое явно недостаточна для развития вспышки. Кроме того, так как пороговая скорость электронов для ионно-звуковой неустойчивости имеет одно из самых низких значений, то привлечение иных токовых неустойчивостей не приведет к заметному улучшению модели.

Таким образом, несмотря на внешнюю привлекательность, механизм увеличения сопротивления, обеспечивающий требуемую мощность энерговыделения в модели солнечной вспышки Хейвертса-Приста-Раста, остается невыясненным.

В заключение отметим, что, на наш взгляд, природа низкой проводимости вспышечной плазмы, вероятно, обусловлена не турбулентностью, а её частичной ионизацией (см. Зайцев и Степанов 1991).

Литература

- Зайцев В.В., Степанов А.В., 1991, Астрон.Ж. 8, 633.
 Тур и Прист (Tur T.J. and Priest E.R.), 1978, Solar Phys., 58, 181.
 Хейвертс и др. (Heyvaerts J., Priest E.R., Rust D.M.), 1977, Ap.J. 216, 123.
 Цап Ю.Т., 1995, Письма в Астрон.Ж., 1995, 21, (в печати).

УДК 523.9: 520.3

Проблема нулевого уровня солнечных магнитографов и наблюдения крупномасштабных магнитных полей

М.Л. Демидов

Институт Солнечно – Земной Физики Сибирского Отделения Российской Академии Наук, 664033, Россия, Иркутск, а/я 4026

Поступила в редакцию 8 августа 1995 г.

Аннотация. Рассмотрены основные причины, приводящие к смещению нулевого уровня солнечных магнитографов при наблюдениях общего и фоновых магнитных полей Солнца. Проанализированы достоинства и недостатки различных способов контроля нулевого уровня. Сопоставлены данные измерений общего магнитного поля Солнца в Саянской и Станфордской обсерваториях, использующих разные способы контроля нулевого уровня.

Ключевые слова: солнечные магнитные поля, солнечные магнитографы

Несмотря на то, что практика магнитографических наблюдений магнитных полей на Солнце насчитывает уже несколько десятилетий, до сих пор нельзя сказать, что все инструментальные и методические проблемы таких наблюдений решены. Наиболее важной из таких проблем является, по-видимому, проблема нулевого уровня (НУ), под которой в общем случае понимается проблема возникновения “ложных” сигналов магнитографов, непосредственно с магнитным полем не связанных. Ярко выраженное наблюдательное проявление этой проблемы заключается в том, что сигнал магнитографа может быть существенно отличен от нуля даже при измерениях в магнитонечувствительных линиях, например в линии $\lambda 512.37$ нм Fe I. Особенно актуальной проблема НУ является для наблюдений слабых крупномасштабных магнитных полей (КМП), т.е. фонового (ФМП) и общего (ОМП) магнитного поля Солнца. При измерениях таких полей величины напряженностей ($\text{ФМП} \leq 3 \cdot 10^3 \mu\text{T}$, $\text{ОМП} \leq 10^2 \mu\text{T}$) сопоставимы со значениями смещений НУ или даже меньше их. Поэтому контроль НУ при измерениях КМП является совершенно необходимой процедурой.

В настоящее время известны следующие методы контроля НУ: (1) по записям с выключенным анализатором поляризации (Шеррер 1973; Говард и др. 1983), (2) по записям в немагнитных линиях (Северный 1969; Шеррер и др. 1977; Дюваль 1977), (3) с использованием полуволновой $\lambda/2$ фазовой пластинки, устанавливаемой перед целостатом (Григорьев и др. 1981; Григорьев и Демидов 1987). Исходя из критерия максимальной идентичности условий измерений магнитного поля и контроля НУ, наименее достоверным представляется метод (1). Вопрос о достоверности и соотношении методов (2) и (3) является более сложным и требует тщательного анализа.

Детальное рассмотрение основных вопросов проблемы НУ впервые было выполнено Дювалем (1977) применительно к магнитографу Солнечной обсерватории им. Дж. Уилкокса (СОУ) Станфордского университета. Им было показано, что величина сдвига НУ ΔS_0 может быть представлена формулой:

$$\Delta S_0 = K \cdot U \cdot F \cdot Q, \quad (1)$$

где K — некоторый численный коэффициент, U — параметр Стокса, описывающий линейную поляризацию света в направлении одной из наведенных осей электрооптического кристалла (ЭОК) анализатора поляризации, F — величина смещения щелей фотометра от положения, соответствующего точному фокусу (т.е. расфокусировка спектрографа), и Q — угол наклона ЭОК к конусу пучка света.

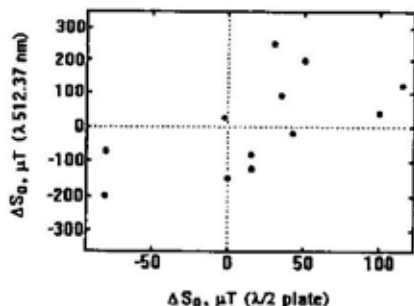


Рис. 1. Сравнение результатов измерений положения НУ, выполненных по немагнитной линии и с использованием полуволновой фазовой пластинки. Измерения выполнены в схеме наблюдений ОМП на телескопе СТОП Саянской солнечной обсерватории.

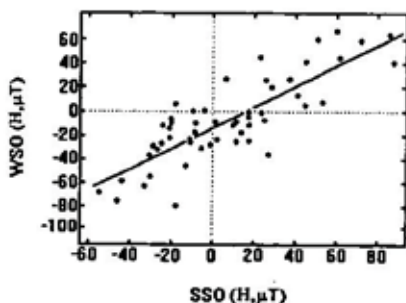


Рис. 2. Сопоставление измерений ОМП Солнца, выполненных в 1993 г. на телескопе СТОП Саянской обсерватории (SSO) и в Станфорде (WSO).

обусловлены довольно значительные различия, имеющие место в отдельные дни.

Работа выполнена частично благодаря поддержке гранта NN3000 Международного Научного Фонда (МНФ), гранта NN3300 МНФ и Российского Правительства, а также гранта В-002-004 программы С&ЕЕ Европейской Южной обсерватории.

Литература

Дюваль (Duvall T.L.), 1977, Stanford University IPR Report No. 724.

Однако практика наблюдений на разных обсерваториях показывает, что сдвиг НУ, в противоречии с формулой (1), сохраняется даже при идеальной юстировке спектрографа и анализатора поляризации. Это указывает на существенное значение для проблемы НУ кроме вышеназванных и других факторов. Специальные исследования, проведенные на телескопе СТОП (Григорьев и др. 1981) Саянской солнечной обсерватории (ССО), показали, что такими факторами являются: (1) неоднородности поляризационных характеристик оптических элементов телескопа до анализатора поляризации; (2) дифракция и aberrации в спектрографе, приводящие к формированию в фокальной плоскости размытого изображения точки. Поскольку влияние данных факторов зависит от длины волны света, следует стремиться выполнять контроль НУ в той же спектральной линии, в которой производятся измерения магнитных полей. Поэтому способ контроля НУ с использованием $\lambda/2$ пластинки представляется более надежным. Актуальность вопроса о соответствии различных способов контроля НУ следует из анализа рис. 1, на котором показаны результаты измерений положения НУ, выполненных на СТОП в схеме наблюдений ОМП двумя способами — по немагнитной линии $\lambda 512.37$ нм Fe I и с использованием $\lambda/2$ фазовой пластинки.

Естественно возникает вопрос о том, как соотносятся между собой данные различных обсерваторий, использующих различные способы контроля НУ, в частности СОУ и ССО. Результаты такого анализа для 53 дней наблюдений ОМП за 1993 г. показаны на рис. 2. Видно, что несмотря на довольно значительный разброс отдельных точек, коэффициент корреляции массивов достаточно высок, $\rho = 0.83$, а уравнение линейной регрессии имеет вид:

$$H_{WSO} = -13.9(\pm 2.77) + 0.87(\pm 0.08) \cdot H_{SSO}. \quad (2)$$

Таким образом, можно считать, что саянские и станфордские измерения ОМП Солнца согласуются друг с другом вполне удовлетворительно, несмотря на различие оптических схем телескопов и используемых способов контроля НУ. Тем не менее, по-видимому, именно этими причинами

- Григорьев и Демидов (Grigoryev V.M. and Demidov M.L.), 1987, *Solar Phys.*, **114**, 147.
- Григорьев В.М., Осах Б.Ф., Кобанов Н.И., Клочек Н.В., Маслов И.Л., Штоль М.Ф., 1981, *Исслед. по геомагнетизму, астрономии и физике Солнца*, **56**, 129.
- Говард и др. (Howard R., Boyden J.E., Brunning D.H., Clark M.K., Crist H.W. and LaBonte B.J.), 1983, *Solar Phys.*, **87**, 195.
- Шерпер (Scherrer P.H.), 1973, *Stanford University IPR Report No. 554*.
- Шерпер и др. (Scherrer P.H., Wilcox J.M., Svalgaard L., Duvall T.L., Dittmer P.H. and Gustafson E.K.), 1977, *Solar Phys.*, **54**, 353.
- Северный (Severny A.), 1969, *Nature*, **224**, 53.
-

УДК 523.98

Использование цифровых изображений для патрульных наблюдений солнечной активности в Астрономической обсерватории Харьковского Университета

С.А. Белецкий, Т.П. Бушueva

Астрономическая обсерватория Харьковского Государственного Университета, 310022 Украина, Харьков, ул. Сумская, 35

Поступила в редакцию в июле 1995 г.

Аннотация. Описано применения цифровых изображений для патруля солнечной активности. На примерах исследований активных процессов 1993–1994гг показаны преимущества наблюдений с ПЗС-приемником по сравнению с фотографическим.

DIGITIZED IMAGES FOR SOLAR ACTIVITY PATROL AT THE KHARKOV ST. UNIVERSITY ASTRONOMICAL OBSERVATORY, by S.A. Beletsky, T.P. Bushueva. It is described the digitized images usage for solar activity patrol. The advantage of the CCD-observation as compared with the photographic ones is shown by examples of the active processes research in 1993–1994.

Ключевые слова: Солнце, патруль.

1 Характеристики аппаратуры

С созданием на АО ХГУ универсального фотометра на основе охлаждаемой ПЗС-линейки ЛФСЗС К1200ЦЛ2 (Корохин и др. 1993) стало возможным получать и использовать для нужд Службы Солнца изображения солнечного диска в оцифрованном виде. Новая методика полнее отвечает современным требованиям и обладает рядом преимуществ по сравнению с традиционными фотографическими наблюдениями.

На спектрогелиографе АО ХГУ (апертура 100 мм, фокусное расстояние 3500 мм) отработана методика получения изображений Солнца в линиях $K\text{CaII}$, H_{α} и $\text{HeI } 10830\text{\AA}$. Дифракционная решетка 1200 штр/мм и камерное зеркало $f = 2300$ мм в 1-м порядке спектра создают дисперсию 4 $\text{\AA}/\text{мм}$. ПЗС-линейка располагается вдоль выбранных линий. Одно изображение полного диска Солнца сканируется собственным движением около 2-х минут. Результатом сканирования является кадр 512 × 600 пикселей, записанный в международном формате FITS. Форма солнечного диска на нем искажена в силу специфики получения изображения, в интенсивности точек внесена ошибка вследствие эффектов интерференции, неравномерности чувствительности элементов линейки и растекания зарядов между светочувствительными диодами (Белкина и др. 1994).

2 Программное обеспечение

Для приведения такого изображения к нормальному виду одним из авторов (С.Б.) разработана программа PIDGI (Program Interpreter of DiGitized Images), исправляющая форму солнечного диска и освобождающая его от влияния перечисленных дефектов. Результатом обработки является спектрогелиограмма 544×544 пиксела записанная в FITS-формате. Теоретическое угловое разрешение до 3.5 секунды дуги на пиксел, что соответствует примерно 0.35 гелиоцентрических градуса на пиксел в центре диска Солнца. Изображение ориентировано по суточной параллели. Интенсивности точек определяются с точностью около 0.1%.

Работы по Службе Солнца требуют знания точных положений деталей на его диске. Процесс определения координат автоматизирован в PIDGI.

Солнечный диск выводится на экран с желаемым количеством градаций яркости. При перемещении указателя по диску (указателем можно управлять как клавиатурой, так и манипулятором "мышь") на экране отображаются его текущие координаты в полярной и гелиоцентрической системах координат (полярный угол – P , длина радиус вектора от центра диска – r , гелиографическая широта – B , гелиографическая долгота – L , расстояние от центрального меридиана – l) и интенсивность точки I . Формулы, связывающие полярные и гелиографические координаты, следующие:

$$\begin{aligned}\sin B &= \sin B_0 \cos r + \cos B_0 \sin r \cos(P - P_0) \\ \sin l &= \sin r \sin(P - P_0) \sec B \\ l &= L - L_0\end{aligned}\tag{1}$$

величины L_0, P_0, B_0 на гринвичскую полночь табулированы в Астрономическом Ежегоднике.

В программе предусмотрен ряд других полезных функций. Есть возможность выделить прямоугольную площадку в изображении, а затем:

1. Увеличить площадку, повысить контраст изображения.
2. Записать в текстовый файл координаты и интенсивности точек площадки.
3. Найти точки с минимальной и максимальной яркостью.
4. "Развернуть" участок сферы на плоскость.
5. Определить центр тяжести площадки (применяется для нахождения координат протяженных объектов).

Стоит сказать несколько слов о достоинствах цифровых спектрогелиограмм.

1) Высокая точность нахождения координат деталей. В применяемой до настоящего времени методике определения местоположений деталей по фотографическим изображениям солнечного диска используются координатные сетки, проградуированные через 10 градусов как по долготе, так и по широте. Перспективное сокращение линейных размеров десятиградусных интервалов вызывает неточности в определении координат вблизи лимба. Кроме этого дополнительные ошибки до 0.5 градуса в определении координат вызываются тем, что значения гелиографической широты центра диска Солнца в координатных сетках даются через 1 градус. Подобные ошибки устраняются в PIDGI применением формул (1), которые используют текущие значения гелиографической широты, долготы и угла наклона оси вращения Солнца. В результате мы получаем точность определения координат до 0.2 градуса.

2) Высокая скорость получения результатов. Процесс записи изображения и его первичной обработки занимает менее 10 минут (IBM 386/87 4Mb 40MHz). Определение координат практически не требует затрат времени.

3) Изображения легко копируются и могут храниться неограниченное время без потери качества.

4) Появляется возможность получать и исследовать спектрогелиограммы в новых частотных диапазонах, например, в ИК-лучах.

5) Удобно обмениваться цифровыми данными с другими обсерваториями. Нами получено несколько FITS-изображений с обсерватории Kitt-Peak (США); все наше программное обеспечение применимо и к этим кадрам.

3 Результаты наблюдений

Во время наблюдений хромосферы Солнца в линии $H\alpha$ в июле-августе 1993г и июле-сентябре 1994г. выявился ряд достоинств использования цифровых изображений для задач Службы Солнца. Примененная методика позволяет надежно решать проблему оценки балла вспышки, связанную как с нахождением ее площади, так и с вычислением ее яркости. Определение интенсивностей всех узелков и деталей вспышки по отношению к соседним с ней невозмущенным областям исключает фактор субъективности и ошибки калибровки.

Совместное использование ПЗС-линейки и спектрогелиографа дает возможность добавлять к полученным цифровым изображениям измерения полной ширины линии $H\alpha$ во вспышках, а также лучевые скорости выбросов темного и светлого вещества из областей вспышек и протуберанцев. Это позволяет точнее оценивать баллы и степени энергетичности наблюдаемых процессов. В качестве примера такой оценки рассмотрим вспышку 11 августа 1993г балла S_n (07N 48W), снимки которой были получены в 10:09 UT и в 10:25 UT вблизи ее максимума. В 10:09 UT на месте вспышки видны две яркие точки, интенсивность которых в 1.92 раза превышает интенсивность невозмущенной хромосферы, а площадь составила 0.07 квадратных градуса. В 10:25 UT площадь возросла до 0.2 квадратных градуса, а сама вспышка была ярче спокойной области в 2.15 раза, причем в некоторых точках это отношение достигало 2.5 раз. Мощность вспышки оценивалась по формуле

$$N = \Sigma(I/I_0) n_i S_p \Delta\lambda \cdot 0.26 F(0) \quad (2)$$

где I – интенсивность точки изображения, n – количество пикселей, имеющих заданную интенсивность I , I_0 – интенсивность невозмущенной хромосферы, $\Delta\lambda$ – средняя ширина $H\alpha$ линии во вспышке балла S_n , в данном случае она составила 1.8Å. 0.26-глубина линии $H\alpha$ по отношению к непрерывному спектру при ширине светочувствительных элементов линейки 12мкм.

$F_0 = 2.42 \cdot 10^{10}$ эрг/(стер μ см² с) – интенсивность излучения 1см² центра диска фотосферы с полусферы за 1 сек. на длине волны 65мкм. S_p – размер площадки на Солнце, соответствующий одному пикселу изображения, составляющий в нашем случае $1.4 \cdot 10^{16}$ см². Полученная мощность $4 \cdot 10^{25}$ эрг/с превышает среднее значение мощности вспышек балла S_n , равное $3 \cdot 10^{25}$ эрг/с (Курочка и др. 1975). По данным SGD данная вспышка сопровождалась сильным рентгеновским всплеском величины $M \approx 1.5$. Т.о., оценивая мощность вспышки в ее максимальной фазе, мы можем определять и степень ее энергетичности.

В первой половине сентября 1994 г. по диску Солнца проходила активная группа N7774 NOAA/USAF, в которой зарегистрировано много нестационарных процессов. Во время наблюдений на ХАО в этой области отмечено 12 темных выбросов и активизаций волокон и 6 вспышек. Получены измерения лучевых скоростей выбросов и полных ширин $H\alpha$ во вспышках за данный период. 10 сентября в группе N7774 отмечены два высокоэнергетичных выброса вещества: в 09:24 UT первый из них имел скорость 70 км/с и координаты N05 W53; в 09:32 UT активизация волокна S04 W68 привела к новому выбросу вещества со скоростью 80 км/с. Оба эти процесса сопровождали вспышку балла SF (N07 W57), ширина линии $H\alpha$ в 09:37 UT составляла 1.8Å.

Соединяя преимущества использования ПЗС-линейки в службе Солнца с возможностями спектрогелиографа, мы предполагаем в дальнейшем полный перевод Службы Солнца обсерватории на работу с изображениями солнечного диска в оцифрованном виде.

Литература

- Белкина И.Л., Белецкий С.А., Грецкий А.М., Корохин В.В., Марченко Г.П., 1994, в сб: Физика Луны и планет (Тезисы конференции, посвященной 100-летию со дня рождения акад. Н.П. Барабашова), 18.
 Корохин В.В., Акимов Л.А., Марченко Г.П., Стародубцева О.М., 1993, Астрон. вестн., 27, 56.
 Курочка Л.Н., Курочка Е.В., Остапенко В.А., 1975, Вестн. Киевск. ун-та, сер. Астрономия, 17, 25.

УДК 523.9

Обработка данных наблюдений Солнца с магнито-оптическим фильтром: некоторые новые алгоритмы

Л.В. Дидковский¹, О.А. Андреева¹, П.И. Борзяк¹, А.И. Долгушин¹,
Э. Роудс², Н. Джонсон², П. Роуз²

¹ Крымская астрофизическая обсерватория, 334413, Украина, Крым, п. Научный

² Университет южной Калифорнии, Лос Анжелес, США

Поступила в редакцию 20 июня 1995 г.

Аннотация. Оригинальные методы обработки фильтрограмм, получаемых при наблюдениях Солнца с Магнито-Оптическим Фильтром (МОФ) разработаны с целью повышения точности выделения собственных мод колебаний Солнца. Алгоритмы опробованы на фильтрограммах, полученных с пространственным разрешением по диску около 5 угл.сек на обсерватории Моунт-Вилсон (США).

Фазовый метод определения угла наклона полос Ронки и метод вычисления точек солнечного лимба обладают большей помехоустойчивостью и точностью, чем применяемые ранее методы. Точное определение фигуры солнечного диска и ориентации его осей важны для уверенной идентификации мод колебаний высоких степеней l .

Компенсация крупномасштабной нелинейности доплеровского поля скоростей позволяет применить наблюдения с высоким пространственным разрешением для выделения мод колебаний высоких, промежуточных и низких степеней l .

SOLAR OBSERVATIONS WITH THE MAGNETO-OPTICAL FILTER: SOME NEW ALGORITHMS FOR DATA REDUCTION, by L.V. Didkovsky, O.A. Andreeva, P.I. Borzyak, A.I. Dolgushin, E.J. Rhodes, Jr., N.M. Johnson and P.J. Rose. New original methods of processing of filtergrams, taken from the observations of the Sun with using the Magneto-Optical Filter (MOF), has been developed to rise precision of extraction of eigenmodes solar oscillations. The algorithms have been tested on filtergrams taken at Mt. Wilson Observatory, U.S.A., with spatial resolution across the disk about 5 arcsec.

The phase method of Ronchi angle determination and the method of solar limb points calculation are proven to be more precise and steady to noise than methods that have been used before. Precise determination of the shape of the solar disk and the orientation of its axes is very important for identifying high-degree l oscillations.

Compensation of large-scale non-linearities on the Doppler velocity map lets use observations with high spatial resolution for extracting oscillation modes of high, medium and low l degrees.

Ключевые слова: магнито-оптический фильтр, гелиосейсмология

1 Введение

В Крымской астрофизической обсерватории (КрАО) ведется подготовка к осуществлению совместного с Университетом южной Калифорнии (USC) и Алма-Атинским Астрофизическим институтом (АФИ) проекта в области гелиосейсмологии. Планируется начать поставку научного оборудования из Моунт Вилсона в КрАО летом 1995г.; другой комплект такого же оборудования будет установлен в АФИ.

Наблюдения колебаний Солнца с МОФ (в спектральных линиях D натрия и калия) и с применением матричных светоприемников регулярно проводятся на обсерватории Моунт Вилсон с начала восьмидесятых годов (Роудс и др. 1986). Идеология наблюдений и обработки наблюдательного материала была предложена Роудсом и др. (1988). Алгоритмы и методы обработки регистрируемых на Моунт Вилсоне фильтрограмм наиболее детально описаны и проанализированы в диссертации Корзенника (1990). Поставив перед собой задачу внимательного и детального изучения инструмента, данных наблюдений и методов обработки, мы обнаружили, что существует возможность усовершенствовать отдельные процедуры, а в некоторых случаях применить оригинальные алгоритмы, повышающие точность измерений. В данной работе обсуждаются фазовый метод вычисления угла наклона полос Ронки к строкам матрицы, рекуррентное определение точек лимба на изображении Солнца и метод уменьшения нелинейности поля доплеровских скоростей.

2 Фазовый метод определения угла наклона Ронки

Регистрация двух Ронки-кадров, как правило, производится ранним утром в начале наблюдений, когда отношение сигнала к шуму минимально. При этом темные полосы на изображении Солнца могут иметь низкий контраст, разрывы и другие дефекты, связанные с пылью и несовершенством оптики (рис. 1). Обработка таких данных требует выбора устойчивого к случайной реализации

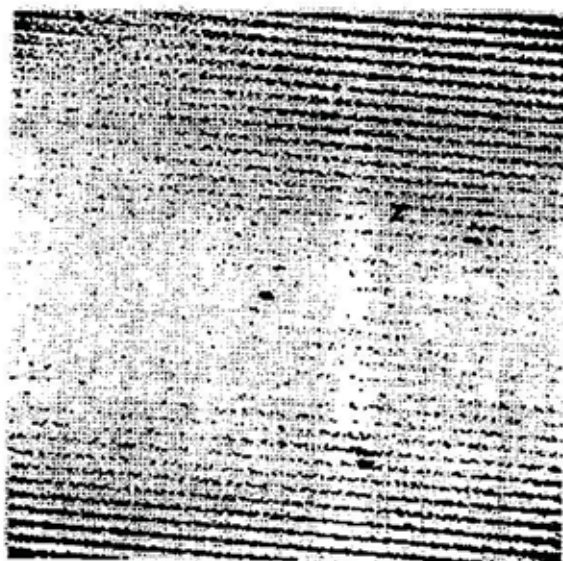


Рис. 1. Фрагмент Ронки-кадра. Наблюдения 11.07 1993г. 06:37 PST.

шума алгоритма. Сравнение разных алгоритмов определения наклона полос Ронки к строкам матрицы показало, что высокими устойчивостью и точностью обладает предложенный нами фазовый метод.

Суть фазового метода состоит в том, что по каждому столбцу Ронки-кадра вычисляется Фурье преобразование и определяются значение частоты повторения полос Ронки и фаза этой частоты. Устойчивость алгоритма основана на том, что снижение контраста полос, их разрывы и прочие шумы мало сказываются на положении пика в спектре мощности, отвечающего частоте следования полос (рис. 2). Более того, эту частоту можно считать постоянной и ввести в алгоритм как априорную информацию, что также повышает его устойчивость.

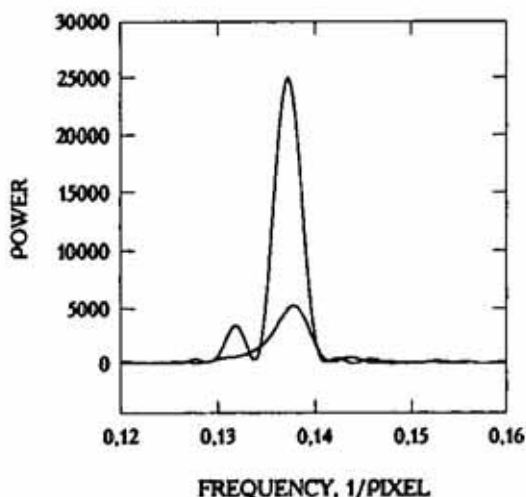


Рис. 2. Распределение мощности для двух различных колонок матрицы

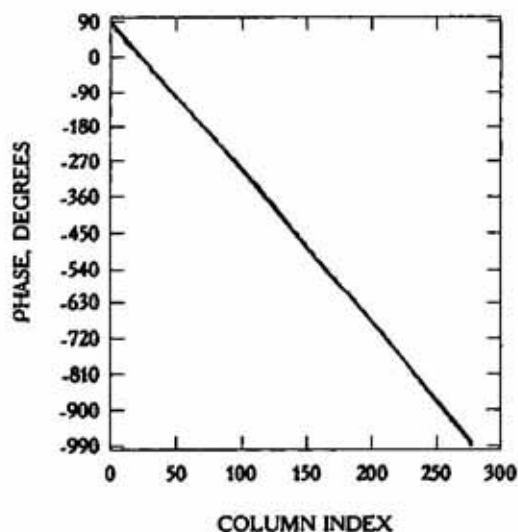


Рис. 3. Прямая линейной регрессии по вычисленным значениям фаз из спектра мощности Ронки-кадра

угла наклона, а лишь уменьшает ошибку вычисления этого угла.

После вычисления Фурье преобразования определяются частоты самых мощных пиков и находятся среднее (из максимальных) значение частоты и соответствующие этой частоте фазы для каждого столбца. Массив фаз затем преобразовывается из пилообразной формы в линейную зависимость, учитывая скачки фазы на 180° . Угловой коэффициент прямой линии, проведенной методом наименьших квадратов (рис. 3) по массиву фаз и значение средней частоты полос Ронки позволяют определить угол наклона полос к строкам матрицы:

$$\alpha = \arctan(T/x), \quad (1)$$

где T – период (в пикселях) следования полос по столбцам (величина, обратная средней частоте); x – количество пикселей, вычисляемое из уравнения прямой $y = kx$, где $y=360$ (один период).

Ошибка определения наклона полос Ронки к строкам матрицы обусловлена, в основном, стандартным отклонением S_n значений фаз от прямой линии и числом столбцов n (для более корректного сопоставления спектров мощности для разных столбцов мы ограничили область рассмотрения квадратом, вписанным в изображение Солнца; $n=278$) и не зависит от коэффициентов в уравнении прямой линии. Рассмотрим случай, когда прямая линия задается уравнением $y=0$, т.е. среднее значение массива фаз равно нулю. Тогда, задаваясь надежностью вывода $P=0.99$ о том, что среднее будет находиться в заданном интервале значений $\pm tS_n/\sqrt{n}$, где t коэффициент из таблицы Стьюдента, легко вычислить, что доверительный интервал (ошибка) отклонений прямой линии будет:

$$\beta = \pm \arctan(2tS_n \cos(\arctan k))/n^{3/2} \quad (2)$$

Для приведенного на рис. 1 Ронки-кадра мы получили угол наклона полос к строкам матрицы 4.48° с ошибкой 0.08° . Следует отметить, что контраст изображения полос на рис. 1 был предварительно повышен, что привело к понижению S_n с 8.5 до 5.2. Повышение контраста практически не влияет на значение

3 Определение точек лимба на изображении Солнца

Возможность выделения собственных мод колебаний высокой степени l определяется, главным образом, реальным пространственным разрешением инструмента. Методы обработки данных на-

блюдений могут влиять на точность и однозначность интерпретации этих данных. Для уменьшения ошибок вычисления мод колебаний, которые ассоциируются с предельным пространственным разрешением инструмента, необходимо как можно точнее совместить между собой весь ряд последовательных фильтрограмм, по которым вычисляются карты доплеровских скоростей или магнитограммы.

Фильтрограммы содержат существенные отличия в мелких деталях изображения, что не позволяет производить их совмещение на основе сопоставления этих деталей. Форма солнечного диска или его центр могут служить референтными отсчетами при совмещении пар фильтрограмм. Однако различные подходы Корзенника (1990) к определению края диска показали наличие неоднозначности в результатах расчетов, а это приводит к ошибкам при вычислениях пространственных спектров мощности осцилляций с крайне малыми длинами волн.

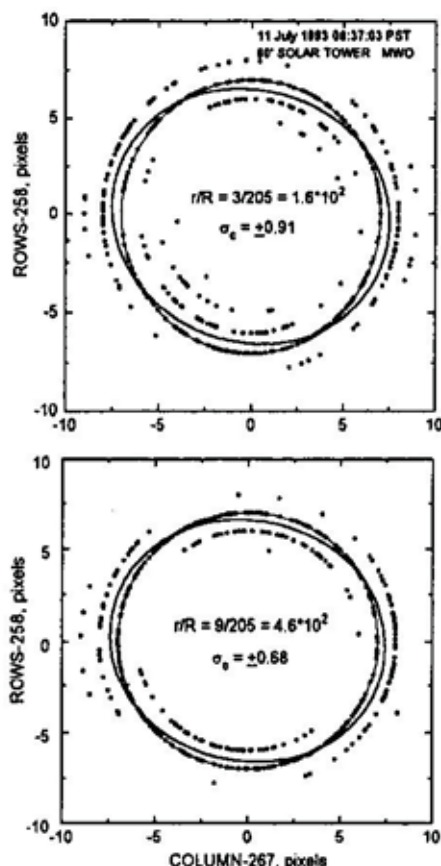


Рис. 4. Распределение точек лимба для двух различных длин отрезков r/R (см. текст). Тонкие линии – окружности, вычисленные по МНК; толстые линии – эллипсы (см. текст)

да. В первом методе амплитуда эллипса вычислялась как амплитуда синусоиды, вписанной МНК в точки лимба (окружность заменялась прямой линией), а его ориентация – как фаза этой синусоиды. Во втором методе применялось преобразование Фурье по тем же точкам лимба. Если в первом методе период синусоиды задавался априори, то во втором методе все параметры эллипса определялись из расчета.

Результаты вычислений обоими методами для сегмента длиной 4.6% показаны на рис. 5. Отме-

Мы поставили задачу вычисления фигуры солнечного диска с минимальными погрешностями. Для этого были детально проанализированы ряды фильтрограмм, записанных в разные моменты и дни наблюдений. На этих фильтрограммах изучались профили изменения яркости вблизи солнечного лимба. Оказалось, что из-за различных дефектов юстировки, на участках профилей вблизи лимба иногда наблюдаются всплески сигнала и нарушения монотонности его хода. В этих случаях поиск точек наибольшего наклона профиля внутри кругового кольца малой ширины (как делалось ранее) может привести к случайным ошибкам.

Точки наибольшего наклона находились нами как середины прямых линий, проведенных методом наименьших квадратов по радиально расположенным на диске сегментам профилей через заданное количество азимутальных направлений. Мы провели вычисления стандартного отклонения формы солнечного лимба (точек максимального наклона) от окружности в зависимости от размеров сегментов.

На рис. 4 показаны вычисленные точки лимба для двух размеров сегментов $r/R = 1.6\%$ (сверху) и 4.6% (снизу). Тонкие линии соответствуют окружности радиуса 204.95 ± 0.91 (сверху) и 204.30 ± 0.68 пикселей (снизу). Толстые линии относятся к эллипсам, вписанным в точки лимба по методу наименьших квадратов.

Наши результаты, полученные для $r/R = 1.6\%$ можно вполне сопоставлять с результатами, которые дали бы алгоритмы Корзенника, где ширина кругового кольца была 5 пикселей (при радиусе диска около 440 пикселей). Поэтому можно сделать вывод, что при определении точек лимба с оптимальной длиной сегментов (5 – 6% по радиусу) можно уменьшить ошибку вычислений в 1.3 раза по сравнению с применяемыми ранее алгоритмами.

Для оценки однозначности ориентации эллипса и его амплитуды в случаях определения точек лимба по сегментам r/R длиной 1.6% и 4.6% были применены два разных мето-

тим, что амплитуда отклонений от окружности A , периоды синусоиды и пика в спектре мощности T , а также их фазы практически совпадают. Преобразование Фурье, кроме того, показывает, что в случае определения точек лимба по сегментам длиной 4.6% в спектре мощности пики других периодов не значимы. Совсем другая картина спектра мощности наблюдается в случае применения сегментов длиной 1.6%, где присутствует большое количество пиков с другими значимыми периодами. В этом случае достоверность проведения эллипса и определения его амплитуды очень низкая.

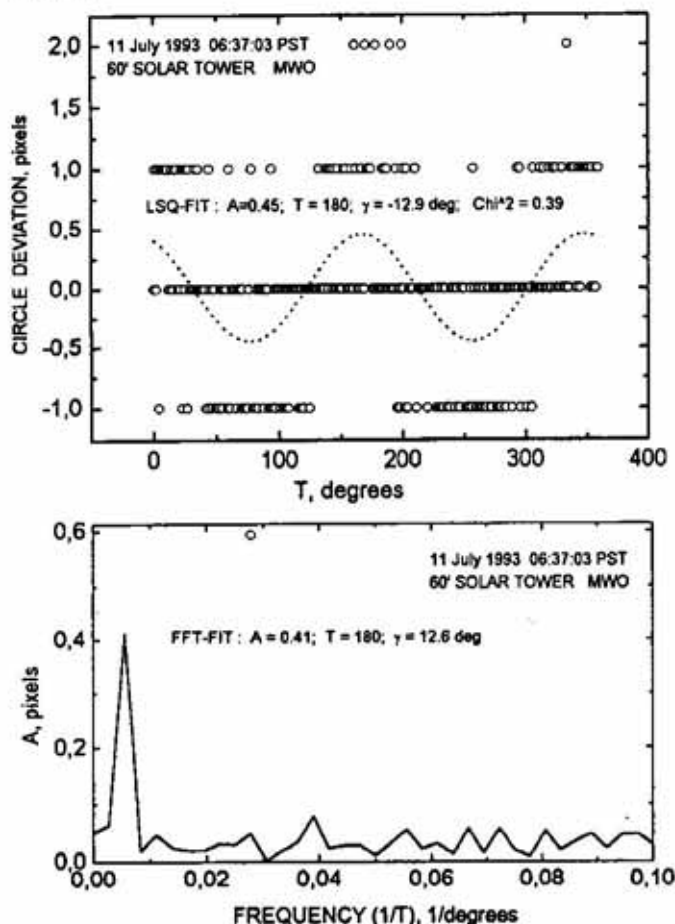


Рис. 5. Сравнение амплитуды отклонения эллипса от окружности и его ориентации γ при вычислениях двумя методами (см. текст).

ные с некачественной юстировкой и настройкой инструмента.

4 Классический метод пространственной калибровки

Для приведения наблюдаемой доплеровской скорости к скорости реального движения солнечного вещества вдоль луча зрения в выбранной точке на диске Солнца, мы использовали выражения из работы Говарда и Харви (1970), которые позволяют учесть компоненты лучевой скорости связанные с вращением Земли и Солнца, орбитальным движением Земли, а также гравитационным красным смещением.

$$V_{sm} = V_o - V_{er} - V_{co} - V_{sr} - V_{ls} \quad (3)$$

Для определения точек лимба, центра координат диска и его радиуса мы применили итерационный процесс. Вначале программа использует грубые значения координат центра и радиуса. Вычисления точек лимба проводятся по 360 направлениям (через градус). Затем по каждой паре противоположных направлений определяется середина диаметра и по полученным 180 значениям находятся координаты нового центра диска. С новыми координатами начинается следующий цикл вычислений, которые продолжают-ся до тех пор, пока стандартное отклонение точек лимба от окружности среднего радиуса уменьшается. Как правило, требуется 5 – 7 итераций.

Таким образом, найдена оптимальная длина сегментов для вычисления точек лимба, центра диска и его радиуса, которая составляет 5 – 7% от радиуса диска при наблюдениях в линиях Na с МОФ. По сравнению с алгоритмами Корзенника, это позволяет уменьшить ошибки вычислений примерно в 1.3 раза. Критерий уменьшения стандартного отклонения точек лимба от окружности, который применяется нами в итерационном алгоритме определения фигуры солнечного диска, позволяет достоверно определять размеры диска независимо от его отклонений от окружности. Для более уверенного определения фигуры диска важно устранить погрешности изображения, связан-

V_{sm} – компонент лучевой скорости реального движения вещества.

V_o – наблюдаемая составляющая скорости вдоль луча зрения.

V_{er} – компонент лучевой скорости, обусловленной вращением Земли вокруг своей оси:

$$V_{er} = 2\pi x \sin H \cos d/t \quad (4)$$

x – расстояние от оси вращения Земли до пункта наблюдений (км); t – средние сидерические сутки (сек); H и d – часовой угол и склонение наблюдаемой точки на Солнце.

V_{eo} – компонент лучевой скорости, обусловленный движением Земли по орбите:

$$V_{eo} = -29.789 \cos g \sin(l_o - l) \quad (5)$$

l и g – долгота и широта наблюдаемой точки в эклиптической системе координат; l_o – долгота центра диска Солнца.

V_{sr} – компонент, обусловленный вращением Солнца вокруг оси:

$$V_{sr} = (a + b \sin^2 B + c \sin^4 B) R_o \cos B \sin L \cos(B_o) \quad (6)$$

R_o – радиус Солнца (км); B_o и B – гелиографическая широта центра диска и точки на диске; L – меридианальное расстояние на диске Солнца; a , b , c – константы, определяемые из наблюдений.

V_{ls} – гравитационное красное смещение:

$$V_{ls} = e(1 - \cos Z)^2 \quad (7)$$

$$Z = \arcsin(r/r_o) - sr/r_o \quad (8)$$

r_o – линейный радиус видимого диска Солнца (пикс); r – радиус-вектор наблюдаемой точки на диске; s – угловой радиус диска Солнца на небе; e – константа.

В наших вычислениях мы приняли следующие значения для констант:

$$a = 2.78E - 6,$$

$$b = -3.51E - 7,$$

$$c = -4.43E - 7,$$

$$e = 0.339 \text{ км/с},$$

что дало линейную скорость точки на экваторе Солнца $V=1.93 \text{ км/с}$.

Поле скоростей, которое получается в результате учета приведенных выше составляющих лучевой скорости (см. ниже), имеет обширные темные и светлые области, которые нельзя устранить подбором возможных комбинаций констант a , b , c , и e . Это говорит о том, что в экспериментальных данных существуют искажения, несвязанные с движением наблюдателя или объекта наблюдения.

5 Компенсация искажений поля скоростей на диске Солнца

Наблюдения с высоким пространственным разрешением очень редко применяются для изучения крайне низких степеней l : при уменьшении l наблюдается значительное снижение уровня достоверности пиков в спектрах мощности. Это связано с ростом спектральной плотности в низкочастотной (по пространству и времени) области спектров. Неравномерность по диску доплеровского поля скоростей, которая проявляется в наличии светлых и темных полос вблизи солнечного лимба, приводит не только к подъему спектральной плотности в пространственных спектрах мощности, но и к появлению ложных пиков, затрудняющих выделение мод колебаний крайне низких степеней l (Дидковский и др. 1995).

Характерные профили изменения яркости и доплеровской скорости вдоль центральной строки матрицы (по направлению W-E) для наблюдений 11 июля 1993 г. приведены на рис. 6. Сигнал изменения доплеровской скорости (рис. 6,с) получен из соответствующих сигналов фильтрограмм:

$$c = 70000 * (a - b)/(a + b); \quad (9)$$

Длинной стрелкой отмечен W-край диска, а короткой стрелкой – начало линейного изменения сигнала доплеровской скорости. Видно, что длина нелинейных участков вблизи солнечного экватора составляет около 18 % его диаметра. Размеры нелинейных участков практически не зависят от дня и времени наблюдений.

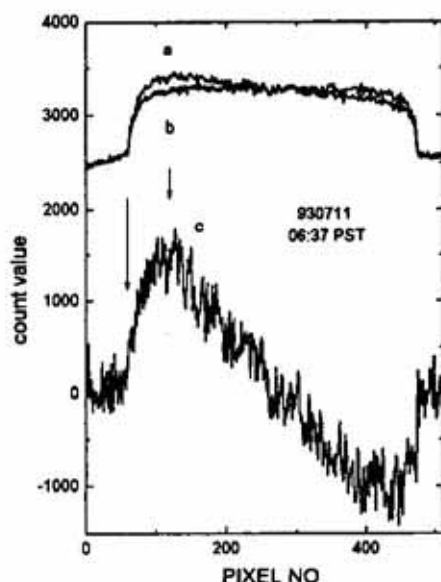


Рис. 6. Профили изменения яркости (a, b для двух последовательных фильтрограмм;) и доплеровской скорости (c) вдоль строки, проходящей через центр изображения Солнца. Один из нелинейных участков находится между двумя стрелками

ей на луч зрения. Для осуществления первого требования необходимо выбирать как можно меньшее окно усреднения при проведении скользящего среднего. Для выполнения второго условия это окно нужно выбирать как можно большего размера. Компромиссным вариантом явился способ проведения скользящего среднего с переменным окном, которое меняется в пределах заданных значений от минимального до максимального.

Например, для записи 11 июля 1993 г. по наблюдениям в 06:37 PST, на рис. 7 (a) показано доплеровское поле скоростей, полученное при классическом методе пространственной калибровки, а на рис. 7, b – в результате восстановления поля скоростей с применением нового алгоритма. Как видно из рис. 7, светлые и темные участки, видимые на верхней части (a) рис. 7 практически отсутствуют на нижней части (b) рис. 7. Характер распределения лучевых скоростей по диску стал близок к виду, который можно получить при вычитании доплерограмм, зарегистрированных с интервалом в 2.5 минуты (Корзенник 1990) или при сканировании Солнца с использованием магнитографа.

Таким образом, на основе анализа ряда фильтрограмм, полученных при наблюдениях с МОФ на обсерватории Моунт Вилсон разработана методика восстановления карт лучевых скоростей, позволяющая практически полностью устранить крупномасштабные неоднородности по диску. Это важно с точки зрения выделения собственных мод колебаний Солнца самых низких степеней l при наблюдениях с высоким пространственным разрешением.

Существенным элементом в процедуре восстановления доплеровских изображений является алгоритм определения участков на диске Солнца, разделяющих зоны линейного и нелинейного изменения сигналов в каждой фильтрограмме.

Профили сигналов яркости, взятые по отдельным строкам фильтрограмм изменяются не только в зависимости от их расстояния до солнечного экватора, но их вид меняется при переходе от одной (напр. "синей") фильтрограммы к другой ("красной"), а также зависит от настройки инструмента. Эти обстоятельства не позволяют с помощью одних и тех же аналитических выражений провести калибровку измерений (получить карты доплеровских скоростей) для любого момента наблюдений. Поэтому мы разработали специальный алгоритм, по которому любая строка фильтрограмм разделяется на три участка (для большей части диска) или на два (вблизи полюсов) и выполняется соответствующее выравнивание сигналов от этих участков.

Как уже отмечалось выше, профиль изменения сигналов вблизи центральной части диска близок к линейному, что не создает крупномасштабных неоднородностей при построении карт доплеровских скоростей. При выравнивании прилиम्бовых участков мы исходили из необходимости выполнить два противоречивых требования: 1) не допустить значительного отклонения от характерного хода изменения сигнала и 2) сохранить характер изменения амплитуды флуктуаций доплеровской скорости, связанный с проекцией

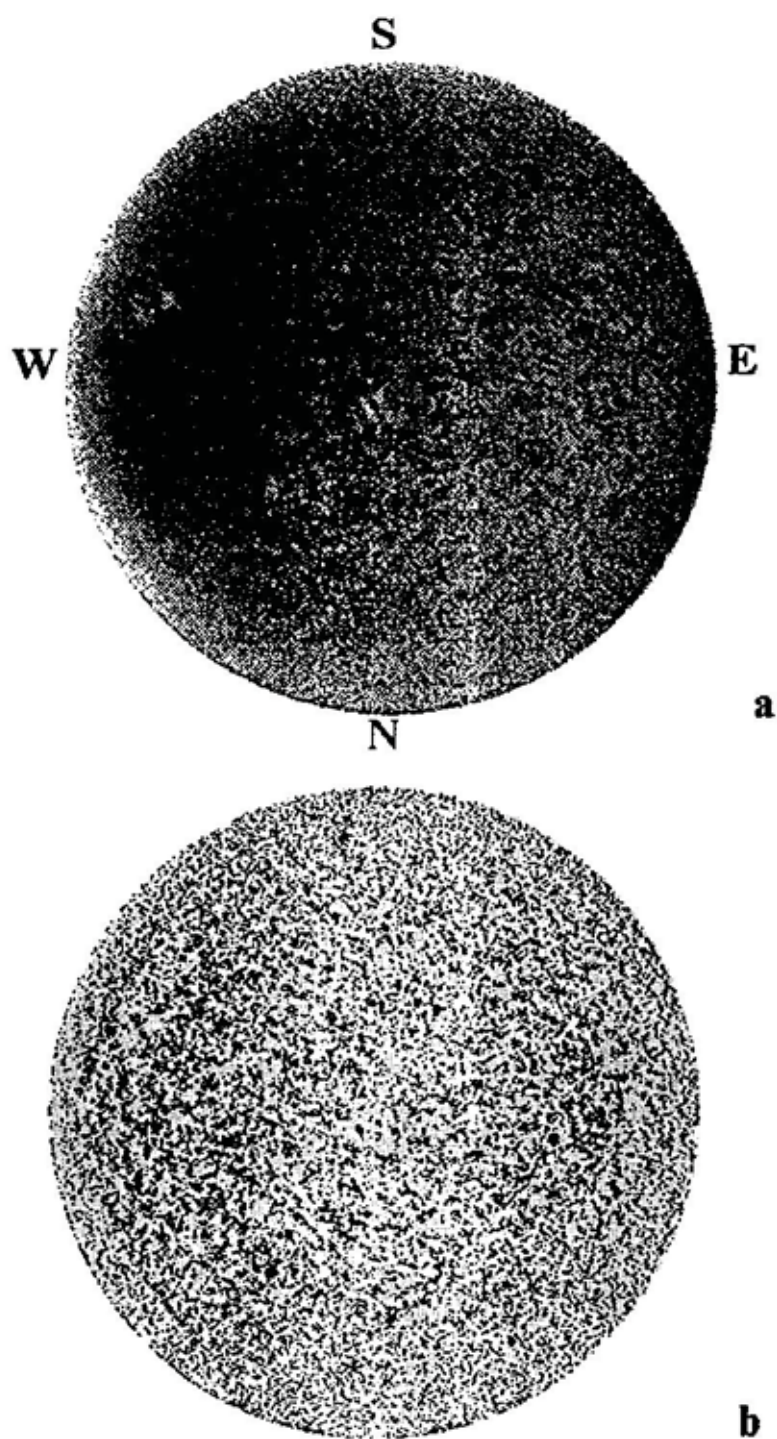


Рис. 7. Поле доплеровских скоростей получено после пространственной калибровки традиционным методом(а), после калибровки с помощью предложенного алгоритма(б)

6 Выводы

Оригинальные алгоритмы для обработки данных наблюдений с МОФ позволяют улучшить результаты обработки фильтрограмм и расширить диапазон исследуемых мод колебаний.

Фазовый метод определения угла Ронки обеспечивает высокую стабильность алгоритма в случаях низкого контраста и зашумленного изображения. Метод определения точек лимба на изображении Солнца, основанный на выборе оптимальных радиальных участков, на которых определяются точки максимальной крутизны профиля изменения яркости данной фильтрограммы дает более точные координаты центра солнечного диска и его радиуса, что важно для идентификации мод колебаний предельно высоких степеней l для данного инструмента.

Метод компенсации крупномасштабных искажений поля доплеровских скоростей дает возможность получать доплеровские поля скоростей, которые по своему виду напоминают поля скоростей, вычисленные в результате вычитания двух последовательных фильтрограмм, записанных с интервалом 2.5 мин. За счет уменьшения шумов в низкочастотной области пространственных спектров мощности при выделении мод колебаний низких степеней l , удается расширить диапазон идентифицируемых мод в сторону предельно низких их значений.

Литература

- Говард и Харви (Howard R. and Harvey J.), 1970, Spectroscopic determination of Solar rotation. *Sol. Phys.*, **12**, N 1, 23.
- Дидковский и др. (Didkovsky L.V., Andreeva O.A., Borzyak P.I., Dolgushin A.I., Rhodes E.J., Johnson N.M., Rose P.J. and Korzennik S.G.), 1995, Compensating Instrumental Large Area Non-Linearities in Solar Velocity Maps Taken from Magneto-Optical Filter Observations, in: *Proc. Helio- and Astero-Seismology from the Earth and Space*. Eds. E. Rhodes and R. Ulrich, 536.
- Дюваль и Харви (Duvall T.L.Jr. and Harvey J.M.), 1984, Rotational Frequency Splitting of Solar Oscillations, *Nature*, **310**, 19.
- Корзенник (Korzennik S.G.), 1990, Seismic Analysis of the Sun from Intermediate and High Degree p-Modes, Thesis, UCLA, 242.
- Роудс и др. (Rhodes E.J.Jr., Cacciani A., Tomczyk S., and Ulrich R.K.), 1986, in: *Seismology of the Sun and the Distant Stars*, ed. D.O. Gough, Dordrecht: Reidel, 302-322: The 1985 Solar Oscillation Program of the Mt. Wilson 60-Foot Tower.
- Роудс и др. (Rhodes E.J.Jr., Cacciani A. and Korzennik S.G.), 1988, in: *The Sun and Sun-Like Stars*. Ed E.J. Rolfe, Paris: ESA SP-286, 81-86: Initial High-Degree p-Mode Frequency Splittings from the 1988 Mt. Wilson 60-Foot Tower Solar Oscillation Program.
-

УДК 523.9

Солнечные колебания низких порядков на основе регистрации рассеянного света неба

Э.В. Кононович, Ю.А. Купряков, О.Б. Смирнова, В.М. Соловьев

Государственный астрономический институт им. П.К. Штернберга, 119899 Россия, г. Москва,
Университетский пр., 13

Поступила в редакцию 3 июля 1995 г.

При гелиосейсмологических наблюдениях обычно регистрируются либо флуктуации лучевой скорости или интегрального потока излучения (от всего Солнца) в некотором спектральном диапазоне, либо те же флуктуации в отдельных точках изображения. С другой стороны, та же информация содержится практически во всяком отраженном солнечном излучении. Важнейшими ограничениями наземных гелиосейсмологических наблюдений являются беспокойство земной атмосферы, ошибки гидирования телескопа и ограниченность светового дня. Частично эти недостатки могут быть устранены или их роль уменьшена, если использовать неподвижный инструмент, регистрирующий свет Солнца, рассеянный дневным небом. Для таких наблюдений, естественно, наиболее удобной областью является полюс мира, одинаково отстоящий от Солнца в течение всего светового периода. Флуктуации яркости дневного неба в области зенита измерялись Кларком (1978) и Геонджаном (1985).

Имеется множество прецизионных методов регистрации флуктуаций малых амплитуд (на уровне 10^{-4} – 10^{-6}). Мы начали с пробных регистраций лунного ореола при помощи звездного фотометра (Корнилов и Крылов 1990) на Тянь-Шаньской высокогорной обсерватории ГАИШ в 1989 г. Наблюдения выполнялись с малой диафрагмой, выделявшей область неба диаметром около $10''$ дуги. Они показали, что в наиболее спокойные дни уровень флуктуаций может достигать 0.2% при осреднении 10000 отсчетов. Это означает, что для снижения уровня флуктуаций фона до значения амплитуды полезного сигнала порядка 0.0001% необходимо увеличить точность в 2000 раз, для чего достаточно увеличить площадь регистрируемой области в 4 миллиона раз или в 2000 раз ее линейные размеры. Следовательно, фотометр, измеряющий солнечные пульсации на фоне дневного неба, должен иметь апертуру не меньше $20000''$ дуги, т.е. превышать 0.1 радиана или приблизительно 6 градусов.

Исходя из этих соображений, предполагается использовать фотометры с апертурой 10–15 градусов, обеспечивающие относительную точность одного измерения порядка 0.001% (Корнилов 1993). За счет осреднения серии отсчетов точность измерений повышается пропорционально квадратному корню из числа отсчетов. При благоприятных условиях можно получить непрерывные ряды наблюдений длительностью до 10 дней и добиться разрешения по частоте до 1 мГц. Были выбраны две системы фотометров: интегрирующий фотометр на фотодиоде (для регистрации в видимой и ИК областях спектра) и фотометр со счетом фотонов на фотоумножителе (для высокоскоростной регистрации).

Первые пробные наблюдения флуктуаций потока от дневного неба были осуществлены нами в марте – декабре 1992 г. на Тянь-Шаньской высокогорной экспедиции ГАИШ. Для наблюдений использовался звездный фотометр (Корнилов и Крылов 1990) со светофильтрами (КС-13+НС-11),

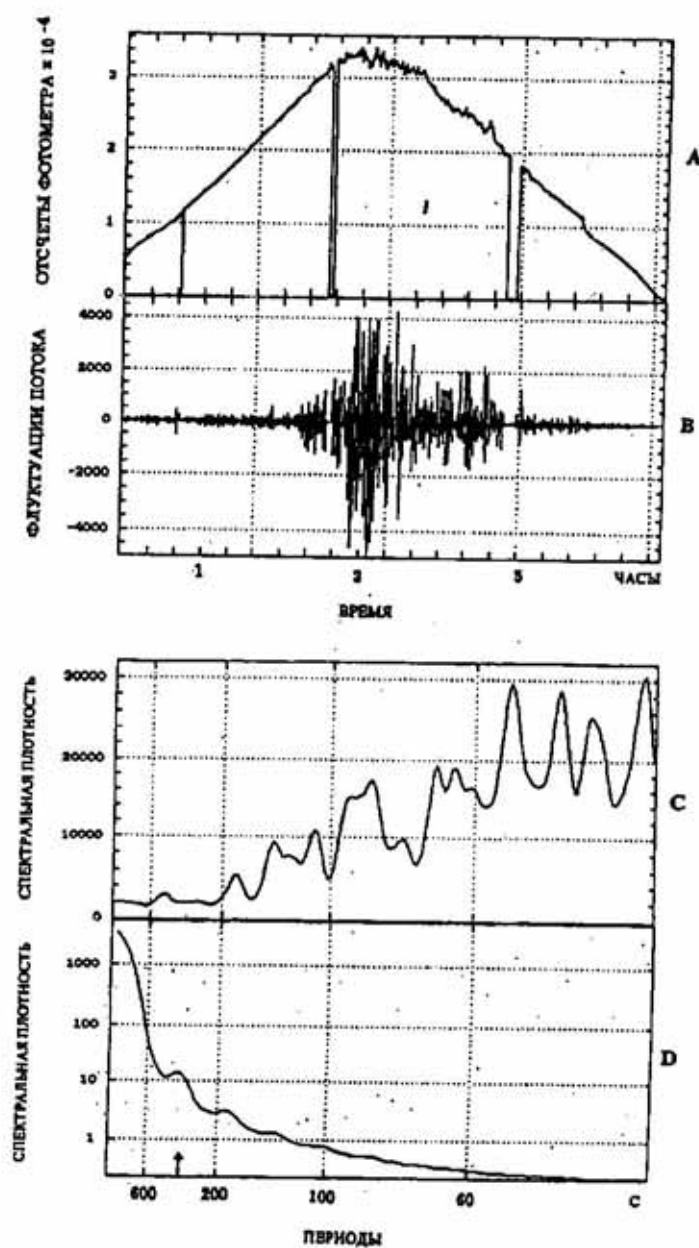


Рис. 1. Пробные наблюдения флуктуаций яркости дневного неба в области полюса мира. Тянь-Шаньская высокогорная обсерватория 10 сент. 1992 г.: наблюдаемое число импульсов (А), остаточные флуктуации после вычитания скользящего среднего (В), спектр предыдущего ряда (С), спектр дополненного ряда наблюдений (D)

пропускавшими область 600–700 нм. Результаты наблюдений, полученные 10 сентября 1992 г., изображены на рис.1. Кривая А представляет непосредственно данные наблюдений. Они проводились с накоплением 20 с, в течение которых производилось около 1000 считываний. Области “нулей” соответствуют моментам перезарядки считывающего устройства. Заметное ухудшение стабильности произошло незадолго до полудня и продолжалось более часа. Для выделения флуктуаций с малыми амплитудами из наблюдаемых отсчетов вычиталось сглаженное среднее (пятиточечная и трехточечная скользящая медиана) с последующим трехточечным биномиальным сглаживанием (фильтр Хеннинга, близкий к гауссовому, Отнес и Энокс, 1978). Полученный ряд значений остатков (кривая В) подвергался спектральному анализу.

Результирующие спектральные плотности изображены на кривой С. В методическом отношении они представляют большой интерес, т.к. позволяют оценить спектральные особенности атмосферных помех. Как видно из кривой, для коротких периодов (менее минуты) спектр состоит из равноотстоящих по частоте на расстоянии в среднем 40 мГц (на графике шкала частот равномерная) пиков с периодами около 54, 49, 45 и 41 с. Для более низких частот амплитуды уменьшаются, их регулярность ухудшается, и они замываются. В области пятиминутных колебаний, отмеченной вертикальной стрелкой, атмосферный спектр становится плоским и лишенным заметных пиков. Это позволило попытаться применить частотную фильтрацию, отрезав периоды больше 15 минут и меньше 100 с. При этом, однако, был выбран только наиболее спокойный дополуденный интервал наблюдений. Соответствующий спектр представлен нижней кривой D. В области пятиминутных колебаний на ней виден широкий горб с максимумом на частоте 3.0 мГц и шириной 1.0–1.5 мГц.

Литература

- Геонджян А.А., 1985, Бюлл. Абастуманск. Астрофиз. обс., 60, 85.
Кларк (Clarke D.), 1978, *Nature*, 274., 670.
Корнилов В.Г., А.В.Крылов А.В., 1990, *Астрон. Ж.*, 67, 173.2
Корнилов В.Г., 1993, *Астрон.Ж.*, 70, 426.
Отнес, Эноксен (Otnes R.K., Enochson L.), 1978, *Applied time series analysis*, John Wiley and Sons.

УДК 523.9

Аннотация результатов проекта “Организация и проведение эксперимента по измерению частот солнечных колебаний низких порядков на основе регистрации рассеянного света неба” за 1993–1994 гг.

Э.В. Кононович, Ю.А. Купряков, О.Б. Смирнова, В.М. Соловьев

Государственный астрономический институт им. П.К. Штернберга, 119899 Россия, г. Москва, Университетский пр., 13

Поступила в редакцию 3 июля 1995 г.

Суть проекта состоит в реализации нового метода наблюдения акустических мод солнечных колебаний низкого порядка (наиболее чувствительных к строению глубоких слоев Солнца). Новизна метода состоит в регистрации рассеянного излучения Солнца или Луны определенной точкой неба. Снижение роли флуктуации атмосферы обеспечивается выбором достаточно большой области осреднения. Наиболее выгодной областью наблюдений может служить область полюса мира, одинаково освещаемая Солнцем в течении суток.

Для решения этой задачи были рассчитаны и сконструированы два специальных фотометра, обеспечивающие относительную точность одного измерения порядка 0.00001 (Корнилов и Крылов 1990; Корнилов 1993). За счет осреднения отсчетов в течение 10 с точность измерений в несколько раз повышается. При благоприятных условиях можно получить непрерывные ряды наблюдений, длительностью до 10 дней и добиться разрешения по частоте до 1 мГц.

Для регистрации колебаний яркости рассеянного света неба выбраны две системы фотометров. Первый из них представляет собою многоканальный фотометр модуляционного типа с одним регистрирующим элементом – фотодиодом и записью результатов на магнитный носитель.

Фотометр выполнен в виде узла, состоящего из объектива (Юпитер-8, светосила 1:2) и объектива Гелиос-33, выполняющего роль линзы Фабри. Эта оптическая система дает равномерно освещенное поле на кристалле фотодиода от участка неба, диаметром 10 градусов. Три рабочих диапазона спектра (0,5; 1,6 и 2,6 мкм) выделяются вращающимся коллектором фильтров, управляемым шаговым двигателем.

В качестве приемника излучения используется малозумящий германиевый фотодиод без охлаждения, отобранный по уровню отношения сигнал/шум не менее 100000. Сигнал с фотодиода поступает на высокостабильный малозумящий аналоговый усилитель (АУ). Ожидается относительная стабильность регистрируемого сигнала на уровне 0.00001 за время наблюдения. После АУ сигнал поступает на 21-разрядный интегрирующий АЦП с постоянной времени 20 мс.

Управление шумовым двигателем осуществляется фильтровым коллектором. Начальное положение коллектора контролируется опорным сигналом источника I и фотодиодным датчиком.

Устройство управления и обработки данных выполнено на микропроцессоре K580ИК80А. Оно управляет узлами фильтрового коллектора, АЦП и передачей данных на регистратор. Устройство регистратора данных организовано на базе ПК Sinclair на процессоре Z-80 с записью на дискету.

В качестве второго инструмента используется четырехканальный фотометр на фотоумножите-

лях с регистрацией на персональную ЭВМ. В этом фотометре в качестве приемника излучения используется фотоумножитель ФЭУ-115 с полупрозрачным сурьмяно-калиево-натрие-цезиевым фотокатодом. Фотоумножитель имеет торцевой оптический вход и предназначен для исследования быстропротекающих процессов. Световая чувствительность фотокатода в четырехканальном фотометре по данным измерений лежит в диапазоне 5–7 Å/лм. На расстоянии 80 мм от плоскости фотокатодов установлены цветные светофильтры для выбора нужных спектральных областей, а так же сменные диафрагмы для выбора размера изображения (фотометрируемого участка неба). В фотометре используются четыре одинаковых усилителя-дискриминатора для усиления сигнала и фильтрации шумовых электронов. Усилитель-дискриминатор состоит из предварительного усилителя с коэффициентом усиления 50 и дискриминатора-формирователя с возможной установкой уровня дискриминации с точностью 0.1 мВ в пределах от +5 до -20 мВ. Длительность импульса на выходе составляет не более 3 нс, при этом полностью разделяются парные импульсы с промежутком 10 нс. С усилителя-дискриминатора сигнал поступает на 16-разрядный программируемый счетчик, а затем через интерфейс вводится на РС АТ 286/287.

Изготовление оптических, механических и электронных узлов обоих приборов, а также их сборки, выполнены в 1994 году в ГАИШ МГУ в Москве и в Крымской лаборатории ГАИШ.

Постановка задачи и принцип аппаратного ее решения докладывались и обсуждались на проблемных совещаниях в Институте РАН в апреле 1994 г. (Кононович и др.) и на Гамовских чтениях в Одесском университете в октябре 1994 г.

Литература

Корнилов В.Г., Крылов А.В., 1990, Астрон.Ж., 67, 173.

Корнилов В.Г., 1993, Астрон.Ж., 70, 426.

Кононович Э.В., Купряков Ю.А., Смирнова О.Б., Щукин А.Е., Соловьев В.М., (*подготовлена к печати*).

УДК 523.3

Гелиосейсмологический эксперимент ДИФОС

*Р.И. Костык¹, И.Г. Кесельман¹, С.Н. Осипов¹, Ю.Д. Жугжда², И.М. Копаев²,
Н.И. Лебедев², В.Н. Ораевский²*

¹ Главная астрономическая обсерватория Национальной Академии Наук, 252127, Украина, г. Киев, Голо-сеево

² Институт земного магнетизма и распространения радиоволн Российской Академии Наук, 142092, Россия, Московская обл., г. Троицк

Поступила в редакцию 3 июля 1995 г.

Солнечный телескоп ДИФОС предназначен для измерений вариаций солнечного интегрально-го излучения на борту космического аппарата КОРОНАС, выведенного на околоземную орбиту (высота 500 км, наклон 82°5') 2 марта 1994 г. Фотометр состоит из трёх идентичных каналов для наблюдений в диапазонах длин волн 490–600 нм, 690–790 нм и в белом свете. Во всех трёх каналах светоприемниками являются кремниевые фотодиоды ФД-293 с областью чувствительности 440–950 нм. Светоприемники установлены на автономной платформе, обеспечивающей с высокой точностью равенство их температур и одновременно хорошую изоляцию от корпуса фотометра. Для исключения влияния изменений температуры на чувствительность фотоприемников в фотометре применена система активного термостатирования с адаптивной установкой температуры посредством предварительного измерения температуры окружающей среды. Датчиком температуры служит термодиод, установленный на платформе фотоприемников и имеющий с ними хороший тепловой контакт.

Преобразование фототока в эквивалентный цифровой код осуществляется трёхканальным параллельным аналого-цифровым преобразователем интегрирующего типа с разрешающей способностью 16 бит. Измерения вариаций яркости Солнца происходят относительно его среднего значения, для чего вводится дополнительный эталонный ток компенсации. Предусмотрены два диапазона регистрации измерений – грубый и точный. На грубом диапазоне фототок уменьшается в два раза. Для увеличения отношения сигнал/шум используется усреднение 160 измерений с интервалом 0.1.

Проверка функциональной работоспособности и основных метрологических характеристик осуществляется встроенным в фотометр генератором электронных токов. Конструктивно аналоговая часть преобразователя размещена в двойном электромагнитном экране из сплава с высокой магнитной проницаемостью. Вариации яркости Солнца измеряются относительно тренда яркости, обусловленного изменением расстояния Земли от Солнца. Этот же тренд служит контролем стабильности чувствительности прибора. Телескоп ДИФОС изготовлен в ГАО НАНУ и ИЗМИРАН. Предварительная обработка результатов наблюдений показала, что фотометр уверенно регистрирует колебания яркости Солнца с относительной амплитудой $5 \cdot 10^{-5}$.

УДК 523.2

Численное моделирование нелинейных процессов и сравнение с экспериментальными спектрами в широком диапазоне периодов.

В.П. Бобова

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 3 июля 1995 г.

Аннотация. Эта работа является вспомогательной частью исследования общего спектра ритмов пространственно – временных структур Солнечной системы (СС), полученных при комплексном исследовании разных динамических процессов. Проведено численное моделирование разных спектров для раскрытия механизмов самоорганизации сложных систем, взаимосвязи и взаимовлияния разных процессов, приводящих к образованию наблюдаемого синхронизованного спектра частот. Проверено воздействие таких нелинейных процессов, как модуляция, биеение, влияние на спектр формы импульсов и длины рядов наблюдений. Сравнение модельных и экспериментальных спектров колебаний показывает, что наилучшее их совпадение получается при релаксационной форме колебаний изучаемых процессов. Небольшие длины рядов наблюдений, относительно анализируемых колебаний, приводят к пропуску реальных периодов.

THE NUMERICAL SIMULATION OF NONLINEAR PROCESSES AND IT COMPARISON WITH EXPERIMENTAL SPECTRA IN A WIDE RANGE OF PERIODS, by V.P. BOBOVA. The submitted work is an additional research of a common spectrum rhythms space – time structures of the Solar system (SS), it was received at complex research of different dynamic processes. Numerical simulation has helped to comprehend of the autooscillation mechanism of spectra beginnings. Interrelation and interinfluence of different processes are causing to formation of observable synchronization frequencies spectrum. Effect of such nonlinear processes as modulation, beating, influence of the form impulse and the length of a number observations is checked. The best coincidence with experimental spectra of fluctuations occurs at relaxation form impulses of fluctuations. The short time set of observations are caused the lapse of real periods.

Ключевые слова: численное моделирование, Солнечная система, частотный спектр колебаний

Давно применяемое в разных исследованиях и хорошо известное значение численного моделирования позволяет не останавливаться на дополнительном описании его. Отмечу лишь конкретные задачи данного моделирования, позволившие понять особенности экспериментального спектра пространственно – временных структур Солнечной системы (СС) (Бобова, этот же сборник). Ранее мы применяли моделирование для проверки поиска скрытых в любых временных рядах периодов, влияния скважности данных, общего значения нестационарности процессов (Бобова, 1993). Задача этой работы – показать механизм самоорганизации всего диапазона спектра, взаимозависимость разных частот, влияние формы импульса и длины ряда наблюдений. Значимость длины ряда наблюдений связана с изучением периодов в тысячи лет по оценкам вариаций радиоуглерода за 4500

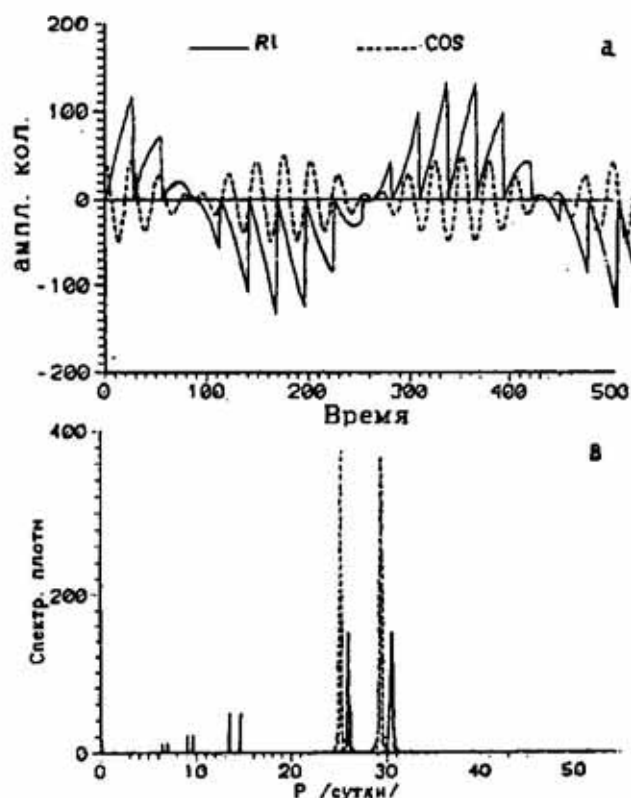


Рис. 1. Пример картины модуляции, возникающей при наложении гармонической волны с периодом 365 суток на колебание с периодом 27 сут разной формы. Штриховой линией приведено изменение амплитуды гармонической моделируемой волны, сплошной линией – знакопеременная кривая при релаксационной форме колебаний. На рис. 1-в приведены соответствующие спектры в области коротких периодов колебаний. Взаимодействие гармонических колебаний дает возникновение одной классической пары периодов, нелинейная среда рождает спектр ритмов. По осям: Y- спектральная плотность (относит.ед.), X- периоды колебаний в сутках

и 7000 лет (Бобова, Дергачев 1995).

Моделировались спектры, полученные гармоническими колебаниями и вызванные амплитудно-фазовой модуляцией, биением и введением сложной формы импульса, они имеют существенное различие в организации спектра. Из общей теории колебаний известно (Андронов и др. 1959; Стокер 1953), что наличие нелинейных элементов приводит к появлению в спектрах колебаний сложных систем комбинационных и n - кратных частот, т.е. к взаимосвязи разных частотных диапазонов. Это означает, что нелинейность (неизотропность) среды является решающим фактором возникновения всего спектра колебаний.

Мы анализировали спектры колебаний, полученные от функций:

$$U(t_i) = [A_0 * \cos((2\pi/T_m) * t_i)] * N1$$

Скобки [] фиксируют модулирующее колебание с амплитудой A_0 , T_m – период модуляции; $N1$ – периодическая функция с периодом T_0 исходного колебания.

Изучались разные формы колебания (импульс, прямоугольник, треугольник) с одинаковым периодом и сравнивались полученные модельные спектры с экспериментальными. Получено наилучшее согласие при РЕЛАКСАЦИОННЫХ колебаниях, т.е. при медленном накоплении энергии

за время релаксации системы (установление локального или общего термодинамического равновесия) и быстрой отдачей. В них важную роль играют диссипативные силы (трение, электропроводность и др.), имеющие сложную частотную зависимость. За время релаксации могут происходить быстрые или медленные изменения системы, что характеризует такие колебания как разрывные (характерный пример – газоразрядная лампа). Их период и форма определяются временем релаксации параметров системы, за это время может происходить 100% обмен энергией между модами (Харкевич 1956; Фейнман и др. 1976).

Пример возникновения различных форм колебаний демонстрирует рис. 1а, штриховой линией приведены огибающая гармонических волн $\cos(365) \cdot \cos(27)$; сплошной линией показано модулирование функций $\cos(365) \cdot R_1(27)$. Обращаем внимание на знакопеременность модулированного релаксационного колебания, она является необходимым условием возникновения автоколебаний (Мигулин и др. 1978). На рис. 1 в приведены соответствующие спектры в диапазоне 5-50 суток. Если взаимодействуют только гармонические волны, то получается классическая картина модуляции с двумя комбинационными периодами $T_i = (T_0 \pm T_m)$. Введение другой формы импульса или наличие рассогласования частот приводит к возникновению целого спектра колебаний.

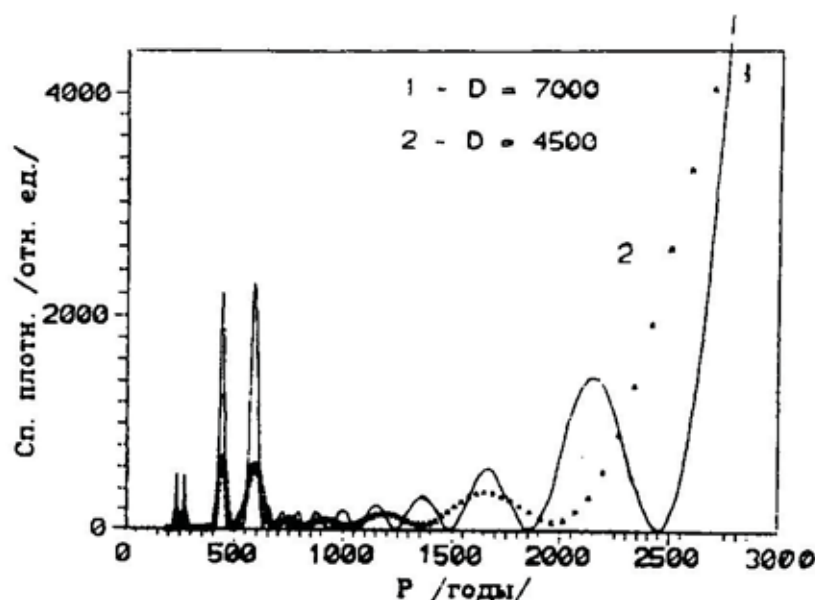


Рис. 2. Примеры спектров, полученных при модуляции релаксационного колебания с периодом 500 лет гармонической волной с периодом 3600 лет при разной заданной длине ряда.

Наличие больших периодов в рядах, проявленных как тренд (изменение наклона данных), воздействует на короткопериодную часть спектра. Если исходную релаксационную функцию с периодом 27 суток модулировать волной в ≈ 1 или 3 года, то получим в спектрах разные пары комбинационных частот, равных сумме и разности модулируемых колебаний: $\approx (26, 31)$ и $(27, 28)$ суток. Такое же соотношение отмечено и для их гармоник.

Разность близких частот (аритмия с dW) вызывает биение, сложное амплитудно-фазово-частотное изменение общей волновой интерференционной картины. В спектрах возникают как длинные периоды, равные $1/dW$, так и целый набор частот в диапазоне задаваемых периодов. К сожалению, размеры статьи не позволяют привести все рисунки, но эти вопросы изложены в общей теории колебаний и волн.

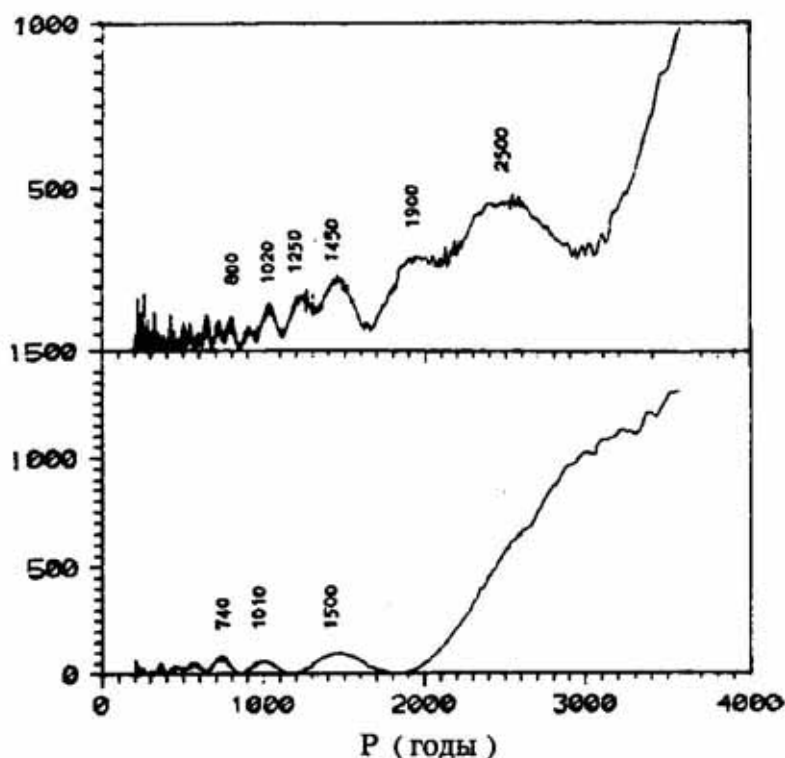


Рис. 3. Примеры спектров вариаций радиоуглерода C^{14} (общая длина 7000 лет) по разным интервалам времени в 3500 лет. По осям обозначения как в Рис.1в

Если длина ряда наблюдений намного (на порядки) превышает изучаемый период, то границы длины ряда не существенны, но когда изучаются периоды по рядам, сравнимым с периодом анализируемого колебания, то этот вопрос имеет принципиальное значение. На рис. 2 приведены модельные спектры периодов колебаний, обусловленных конечностью ряда наблюдений. Релаксационные колебания с периодом ≈ 500 лет модулированы одним периодом $T=3600$ лет на обоих спектрах, но с разной длиной ряда 7000 лет (сплошная линия) и 4500 лет (пунктир). Видны n -кратные гармоники исходной и модулирующей волны, в которой пропущены четные гармоники для более короткого ряда. Такой результат замечен в реальных спектрах вариаций радиоуглерода C^{14} в блоках колец деревьев, полученных по рядам за 4500 и 7000 лет. Почти все гармоники короткого ряда разделяются на подгармоники в более длинном ряду наблюдений. Однако 7000-летний ряд наблюдений, разделенный на две части, показывает наличие других гармоник, обусловленных не длиной ряда, но динамикой процесса вариаций C^{14} (см. рис. 3).

Приведенные модельные спектры содержат важную информацию об энергетическом соотношении всего спектра колебаний и его разных частей. Происходит перекачка энергии между разными частями единого спектра в зависимости от параметров и структур системы, что мы наблюдаем в модельных и экспериментальных спектрах колебаний. В зависимости от фазового (или частотного) соотношения периодов происходит изменение амплитуды разных собственных мод системы, т.е. их самовозбуждение.

Разделить математические гармоники от реальных мод системы в спектрах мы можем по соотношению величин амплитуд колебаний. Если имеется только 1 основной период, то его гармоники соответствуют почти экспоненциальному уменьшению амплитуды. Появление периодов с большей амплитудой свидетельствует о дополнительной "системной" подкачке энергии в данную моду ко-

лебаний.

Анализируя приведенные модельные спектры, делаем **выводы**, важные для понимания экспериментального спектра структур СС (Бобова 1997):

(1) Наличие нелинейных элементов в природе приводит к самовозникновению спектра взаимосвязанных дискретных частот.

(2) Процессы модуляции, биения и другие взаимодействия разных частот приводит к возникновению в спектрах изучаемых колебаний сложных мультиплетов (набора близких частот вблизи среднего значения частоты).

(3) Наличие геометрических пространственно – временных структур системы наблюдения (ее мод) приводит к изменению в "амплитудном ходе" спектра. Их можно назвать точками бифуркации (ветвления) спектра структур, они характеризуют перекачку энергии между разными частотными диапазонами спектра колебаний.

(4) Сравнение экспериментальных спектров колебаний с модельными показало наилучшее совпадение спектров при релаксационной форме колебаний. Такая форма импульсов может объяснить многие наблюдаемые нестационарные процессы.

(5) Короткие ряды наблюдений относительно диапазона изучаемых периодов могут привести к пропуску реальных периодов колебаний.

Литература

- Андронов А.А., Витт А.А., Хайкин С.Е., 1959, Теория колебаний, М.: Наука.
- Бобова В.П., 1993, Изучение спектра солнечных колебаний по геофизическим данным, Научный, Диссертация кандидата наук.
- Бобова В.П., Дергачев В.А., 1995, в: Спектр долгопериодных колебаний космогенного радиоуглерода в биосфере Земли, Материалы III международной конференции "Циклы природы и общества". Ставрополь: изд.Ставр.Ун-та. с.61-67.
- Бобова В.П., Синергетический подход к спектру ритмов динамических процессов в Солнечной системе (этот же сборник).
- Крауфорд Ф., 1984, Волны, М.: Наука.
- Мигулин В.В., Медведев Б.И., Мустель Е.П., Парыгин В.И., 1978, Основы теории колебаний, М.: Наука.
- Стокер Дж., 1953, Нелинейные колебания в механических и электрических системах, М.: изд.Ин.лит-ры.
- Харкевич А.А., 1956, Нелинейные и параметрические явления в радиотехнике, М.: Гостехиздат.
- Фейнман Р., Лейтон Р., Сендс М., 1976, Фейнмановские лекции по физике, М.:Мир, 3, 4.

УДК 523.2

Синергетический подход к спектру ритмов динамических процессов в Солнечной системе

В.П. Бобова

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 3 июля 1995 г.

Аннотация. В результате многолетнего комплексного исследования длинных временных рядов солнечных, геофизических, геодинамических, биологических и др. наблюдений в диапазоне периодов 4 мин. – 4000 лет получен дискретный ряд общих квазистабильных частот. Все колебания являются квазистационарными, проявляются в виде набора близких частот (мультиплетов), тонкая структура которых меняется со временем (они имеют внутреннюю гибкость структуры подобно солитонам). В спектре обнаружены периоды орбитального и осевого вращений всех планет Солнечной системы (СС) и их геометрической конфигурации. Показана внутренняя взаимосвязь разных мод колебаний, подтверждающая гипотезу иерархии солнечных циклов: можно получить почти весь спектр с помощью основных мультиплетов ≈ 3600 , 500, 360, 22 года, ≈ 27 , 1 сутки. С помощью общей теории нелинейных колебаний и волн можно сделать вывод, что квазистабильные частоты являются собственными модами изучаемой системы, их структура зависит от степени нелинейности системы, стохастичность увеличивается для малых периодов колебаний. Полученный спектр является отражением динамики пространственно – временной структуры СС, которая лучше заметна при наблюдении длинных периодов. В полном спектре колебаний видны сложные (фрактальные) соотношения отдельных периодов и иерархическое взаимодействие отдельных частей.

SYNERGETICAL APPROACH TO THE SPECTRUM RHYTHM OF DYNAMIC PROCESSES IN THE SOLAR SYSTEM, by V.P. Bobova. The discrete number common frequencies has been received in result of long-term complex research of long time numbers solar, geophysical, geodynamic, biological and other observations in a range periods 4 min. – 4000 years. All fluctuations are kwasistable, they are displayed in a kind of a near frequencies set (multiplets), their thin structure is varied in time (it has internal structure flexibility as solitons). All periods of orbit and axial rotations of a planets the Solar system (SS) and their geometrical configuration there are in the spectrum. Internal interrelation of the different oscillation mods verify the hypothesis of hierarchy solar cycles. It is possible to receive almost whole spectrum with the help main multiplets ≈ 3600 , 500, 360, 22 years, ≈ 27 , 1 day. Using the common nonlinear oscillation theory we did the conclusion that kwasistable of frequencies are own modes of the investigate system. Their structure depends on degree of a system nonlinearity, the stochastic is increased for small periods of fluctuations. Such spectrum reflects rhythms and geometry space – time structure SS, it is better displayed at observation of large cycles. The complex ratio of separate periods and whole spectrum of fluctuations with hierarchical interaction of all its parts were shown.

Ключевые слова: солнечная активность и цикличность, Солнечная система, частотные спектры колебаний, синергетика

Развитие науки XX века привело к пониманию взаимосвязи и взаимообусловленности непосредственно не связанных между собой процессов. На базе такого мировоззрения родилась общая наука – СИНЕРГЕТИКА (*synergeia* – греческое слово, означающее кооперативное, совместное действие), объясняющая принципы самоорганизации сложной системы при взаимосвязи всех её частей. Непосредственным подтверждением закона самоорганизации таких систем является представляемая работа, возникшая как результат многолетнего комплексного исследования временных рядов солнечных, геофизических, сейсмических, медицинских и других наблюдений в широком диапазоне частот. Изучалась подробно временная и энергетическая динамика колебаний, их тонкая структура, проводилось численное моделирование нелинейных процессов (Бобова 1991, 1993; Бобова и др. 1993, 1994). Вывод относительно общего спектра ритмов пространственно – временных структур Солнечной системы возник в результате изучения разных процессов, сопоставления их спектров, проверки взаимосвязей во всех частотных диапазонах, анализа периодов обращения планет и динамики всей системы.

Не останавливаясь на описании анализируемых данных и методики их исследования (приведенных в цитируемой литературе), отметим аргументы, свидетельствующие о достоверности представленных результатов:

1. Изучены сотни тысяч отдельных спектров в разных частотных диапазонах, проверена тонкая структура отдельных мод колебаний и общие закономерности в разных временных рядах данных.
2. Анализировались наиболее длинные ряды наблюдений, что позволило найти зависимость устойчивости периодов колебаний от времени и уровня солнечной активности.
3. Сравнительное изучение данных солнечных и геофизических наблюдений показало совпадение более 80% выделенных периодов колебаний для любых временных рядов (в интервале $\pm 10\%$ от среднего значения периода в спектрах).
4. Обработка более коротких медицинских, биологических, океанологических, сейсмических и др. временных рядов подтвердила правильность изложенного вывода.
5. Анализ работ других авторов, изучающих нестационарные временные процессы, также свидетельствует, что отмечается почти полное соответствие анализируемого спектра частот для достаточно длинных наблюдений.

Общая особенность любых колебаний проявляется в их квазистабильности во времени и пространстве, что отражается в спектрах в виде набора близких частот (мультиплетов). Периоды колебаний могут возникать на какое-то время, затем происходит перекачка энергии другой компоненте (или другому мультиплету), но через некоторое время возникает вновь такое-же колебание, часто с близкой фазой. Эта закономерность наблюдается для любых частот, но для диапазона малых периодов часто проявляется как случайные флуктуации. Общая теория нелинейных колебаний объясняет эти свойства и возникновение устойчивых мод системы.

На рис. 1 показана итоговая схема спектра в диапазоне периодов от 4-х минут до 4000 лет (как продолжение полученной закономерности период ≈ 7200 лет показан пунктиром). По обеим осям – условные единицы, отражающие возможные величины амплитуд и периодов колебаний. Амплитуды отдельных колебаний, конечно же, различаются, он как бы живой, видоизменяется, взаимодействует своими разными гармониками, и в то же время существует всегда в целом виде, мы исследуем обычно только его части.

Перечислим основные характеристики общего спектра колебаний:

1. В сложной динамической системе происходит возбуждение не одной моды, а всего спектра, лишь наше наблюдение ограничивает интервал изучения.
2. Амплитуды колебаний растут с увеличением периодов по закону фликкер- шумов: $A \approx 1/f^n$.
3. Периодом ≈ 1 сутки спектр разделяется на два поддиапазона, с менее или более четкими структурами и разным отношением сигнал/шум.

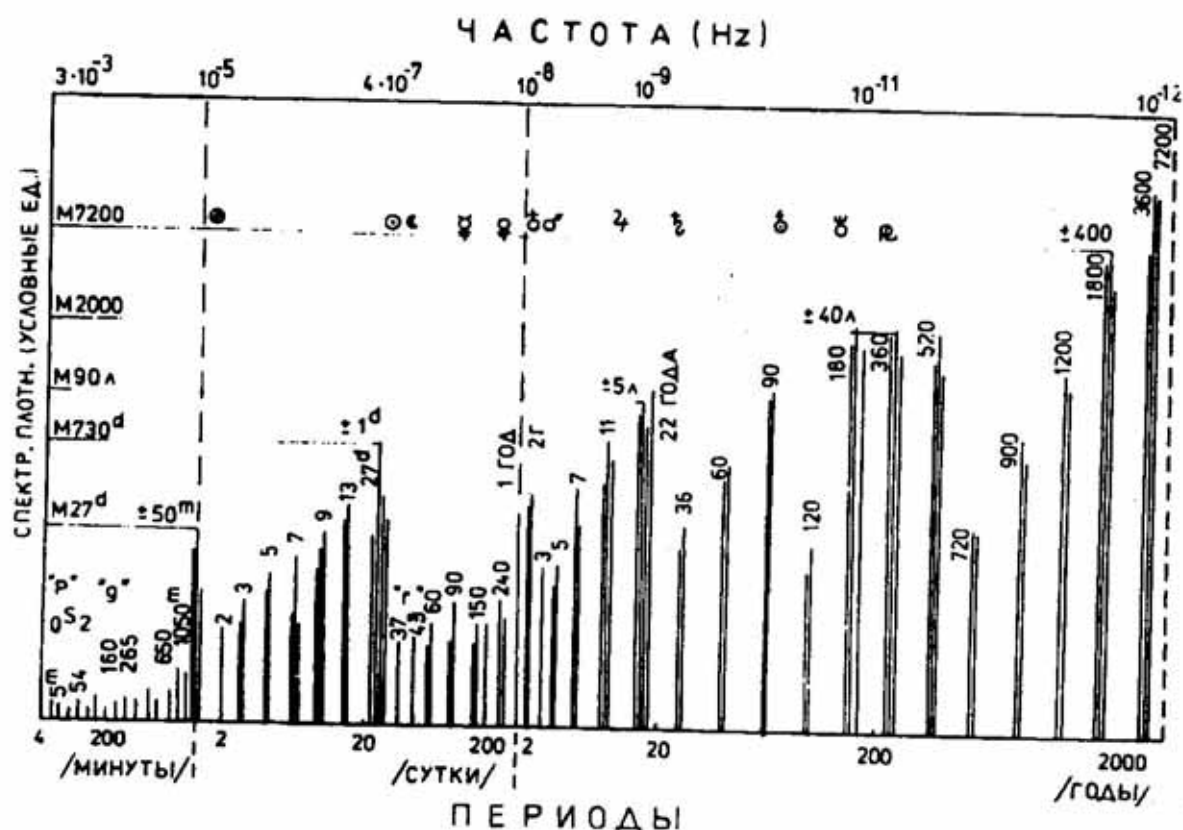


Рис. 1. Схематическое изображение "общего спектра" устойчивых периодов, обнаруженных в длинных временных рядах солнечных и геофизических измерений в диапазоне колебаний 4 минуты – 4000 лет. Приведены полосы модуляций (М – период модуляции, указан справа). Знаки планет СС показывают совпадение периодов вращения или обращения вокруг Солнца с вычисленными периодами спектра. Указаны области теоретических мод собственных колебаний Солнца "r", "g" и "p". По обеим осям условные единицы: абсцисса – сверху частота (Hz), внизу – периоды в годах, сутках и минутах. Ордината – возможное динамическое соотношение спектральной плотности колебаний

4. Области квазиустойчивых колебаний представлены сложными мультиплетами, возникающими в результате нелинейности системы, сложной зависимости частоты от амплитуды (неизохронности колебаний).
5. Все частоты спектра взаимосвязаны, наблюдаются модуляция, биение, деление или умножение частот с перераспределением энергии.
6. Отмечена n - кратность периодов спектра, по принципу взаимосвязанной иерархии структур.
7. Итоговый экспериментальный спектр отражает пространственно – временную организацию СС. Периоды ≈ 1 , 27 суток, ≈ 22 , 360, 500, 3600 лет можно считать основными собственными модами системы (точки бифуркации или узлы ветвления). Они отражают периоды вращения планет СС, их спутников и геометрическую структуру системы в целом.

1 Заключение

Получена общая закономерность динамической аттрактивной (стремящейся к равновесию) неустойчивости сложной системы: ритмическая цикличность природных нелинейных процессов проявляется в виде когерентного спектра ритмов пространственно-временных структур с единым для СС набором дискретных мультиплетов. Изучение свойств этого спектра позволило сформулировать **основные принципы характерные для сложных систем**:

(1) наблюдается иерархическое единство сложной системы по принципу подобия законов динамической организации **ЧАСТЕЙ И ЦЕЛОГО**. В этом проявляются голограммные свойства пространства, наблюдаются фрактальные соотношения отдельных мультиплетов и всего спектра;

(2) отмечается внутренняя согласованность системы, она проявляется во взаимосвязи всех n -кратных периодов, образующихся по закону **САМООРГАНИЗАЦИИ** и структурирования нелинейных систем;

(3) сложный состав мультиплетов объясняет **ВЕРОЯТНОСТНЫЙ ХАРАКТЕР** проявления цикличности, что согласуется с наблюдениями и подтверждается парадигмами синергетики (заметны закономерности в проявленном хаосе ритмов);

(4) одновременное существование собственных МОД системы (квазиустойчивые циклы) и их **ГИБКАЯ – "СОЛИТОННАЯ СТРУКТУРА"** свидетельствуют о бинарном способе организации сложных систем, имеющих свойства волны и проявляющихся как отдельные частицы – солитоны.

(5) синергетический подход к исследованию цикличности разных процессов позволяет понять общие **ПРИНЦИПЫ ГАРМОНИИ** сложных структур, наличие законов пространственно – временной организации (т.е. динамической геометризации) систем.

Литература

- Бобова В.П., 1991, Спектр колебаний АЕ-индекса в диапазоне периодов 4 мин -4 года. Проблемы солнечной активности. Л-д.: ФТИ, с.159-171.
- Бобова В.П., Курбасова Ж.С., Рыхлова Л.В., 1993, К вопросу единства геодинамических, геофизических и гелиофизических процессов, Астрон.Ж., 7, (6), 1281.
- Бобова В.П., 1993, Изучение спектра солнечных колебаний по геофизическим данным, Научный, Диссертация кандидата наук.
- Бобова, Степанян (Bobova V.P., Stepanian N.N.), 1994, Variations of the magnetic fields of the Sun and the Earth in 7-50 days periods, Solar physics., 152, 291.

УДК 551.5:523.3

Potentialities of astronomical observatories in the ecological researches

N. Lozitska, V. Lozitskij

Kiev University Astronomical Observatory Observatorna st. 3, Kiev, UA-254053, Ukraine

Поступила в редакцию 3 июля 1995 г.

Аннотация. Кратко изложены основные результаты экологических исследований, полученные в Астрономической обсерватории Киевского университета в 1991–95 гг. В частности, на основе измерений интенсивностей теллурических линий в спектре Солнца оценена концентрация двуокиси азота в атмосфере над Киевом, а также получены указания в пользу неизменности количества кислорода на протяжении последних 15 лет. Показано также, что существует связь между значениями годовой энергии землетрясений и уровнем солнечной активности, а в 1950–60-е годы – и с энергией ядерных взрывов. Концентрация лейкоцитов у детей и риск заболевания лейкемией зависят больше от дозы ионизирующего облучения, полученной при радиоактивном загрязнении окружающей среды, чем от вариаций дозы облучения в разные фазы солнечной активности.

POTENTIALITIES OF ASTRONOMICAL OBSERVATORIES IN THE ECOLOGICAL RESEARCHES, *N. Lozitska and V. Lozitskij.* The main results of the ecological researches obtained during 1991–95 in Kiev University Astronomical observatory are presented in a short form. In particular, on the basis of measurements of the telluric lines intensities in solar spectra, the dioxide nitrogen content was determined for the Kiev basin. The evidences were obtained to the constant concentration of the oxygen during last 15 years. It is also shown presence of a connection between the earthquake energy values and solar indexes and during 1950–60 years – between one weapon test energy. Concentration of leucocytes in blood of children and risk of leukemia depend on rather from irradiation doses due to radioactive fall-out of environment than from variations of doses caused by solar activity.

Ключевые слова: antropogeneous influence, Astronomical observatories

1 Introduction

An antropogeneous influence on the Nature is at present a very important global problem, which may limits the growth of mankind (Medows et al. 1972). Astronomical observatories could made the ponderable contribution to solving of this problem, because they have a considerable intellectual and instrumental potential. In this paper we present mainly original results obtained by authors as well as some ones obtained by International Working Group "Solar-Terrestrial Connections and Ecology". This Group was organized in 1995 and includes 25 scientist from Ukraine, Russia, Moldova and Georgia.

Таблица 1. Concentration of leucocytes, thousands/mm³, of healthy children of 2 ± 1, 4 ± 1, 6 ± 1 years old, n – quantity of measurements

Author(s) and region of study	Year(s) of the research	2 ± 1		4 ± 1		6 ± 1	
		n	L	n	L	n	L
Karnitsky, 1901 (Kiev)	1897–1899	18	9.7 ± 0.4	12	8.9 ± 0.7	24	8.7 ± 0.3
Zibordi from Brock, 1932 (Italy)	1920	–	9.7	–	8.9	–	–
Tur, 1931 (Leningrad)	1930	58	10.5 ± 0.2	23	10.0 ± 0.3	31	9.8 ± 0.3
Opitz from Todorov, 1968 (West Europe)	1952–53	–	10.2	–	8.5	–	–
Smishlyaeva, 1960 (Tomsk)	1959	102	8.3 ± 0.1	43	7.9 ± 0.4	47	7.0 ± 0.3
Gershkovich, 1962 (Murmansk)	1960	1164	8.1 ± 0.1	847	7.9 ± 0.1	1200	7.4 ± 0.1
Gering – Galactionova, 1966 (Ashhabad)	1962	–	–	463	8.0 ± 0.1	–	–
Tur, Shabalov, 1970 (USSR)	1966–67	407	8.8 ± 0.1	248	7.9 ± 0.3	360	7.6 ± 0.1
Kazakova et al., 1970 (Kemerovo)	1969	28	9.2 ± 0.4	–	–	18	7.5 ± 0.4
Goldberg, Tarlova, 1972 (Tomsk)	1970	90	9.2 ± 0.2	61	8.6 ± 0.3	61	7.7 ± 0.2
Chernusha, 1974 (Kishinev)	1972	103	9.3 ± 0.4	132	9.4 ± 0.3	164	8.7 ± 0.5
Reznik et al., 1974 (Ukrain)	1973	35	8.8 ± 0.4	30	8.7 ± 0.5	55	8.5 ± 0.2
Aleksandrova, 1976 (Tashkent)	1975	15	8.3 ± 0.5	15	7.7 ± 0.5	15	7.1 ± 0.5
Malashov, 1983 (Ivanovo)	1982	–	–	40	6.8 ± 0.3	60	7.2 ± 0.1
Kireyeva et al., 1991 (Kiev)	1984	–	–	200	7.4 ± 0.2	–	–
	1989	–	–	100	6.3 ± 0.3	–	–
Lazitska, 1985–86	1985–86	132	6.8 ± 0.1	–	–	409	6.3 ± 0.1
prezent work (Kiev)	1987–88	142	7.1 ± 0.1	–	–	430	6.3 ± 0.1
	1989–90	121	6.7 ± 0.1	–	–	470	6.4 ± 0.1
	1991–92	168	6.5 ± 0.1	–	–	250	6.2 ± 0.1
	1993–94	379	6.3 ± 0.1	–	–	477	6.1 ± 0.1
	1995	161	6.2 ± 0.1	–	–	548	5.8 ± 0.1
Gladushina, 1966;	1985–86	–	–	–	–	344	6.5 ± 0.1
Lozitska, prezent	1987–88	–	–	–	–	475	6.6 ± 0.1
work: Lysak, 1996,	1989–90	–	–	–	–	515	6.4 ± 0.1
(Ukrain without	1991–92	–	–	–	–	674	6.3 ± 0.1
Kiev)	1995	–	–	–	–	482	

2 Ecological Monitoring of the Earth Atmosphere

Astronomical telescopes and spectrographs may serve a double purpose, i.e. they may be used for the research of space objects and also for the Earth atmosphere pollution monitoring. Since 1991 in the Kiev University Astronomical Observatory the Earth atmosphere investigations are pursued on the base of the horizontal solar telescope with the Echelle spectrograph (Lozitskij et al. 1994).

It was found that in the air basin of Kiev the NO₂ concentration is in average 30×10^{-8} , i.e. about 50% of critical concentration level. The amount of oxygen in the Kiev atmosphere is practically unchanged during last 15 years. This result is in agreement with data by Somof and Hlistov (1993) for Moscow.

3 Earthquakes Energy Variations

A connection between the earthquake energy variations and solar activity was studied by N.L. Lozitska. Because all methods of estimation of earthquake energy gives a low limit of one, we used the following criterion: $E_{true} = \max\{E, E_s, E_{LH} \text{ and } E_0\}$ Energy of seismic waves for every earthquake E, E_s, E_{LH} (in erg) was obtained from empirical relations: $\lg E = 11.4 + 1.5 \times M$ where M – magnitude from (Richter 1958)

(1904–1958); $\lg E_s = 11.8 + 1.5 \times M_s$, M_s – from (Kanamori 1977) (1904–1976); $\lg E_{LH} = 11.8 + 1.5 \times M_{LH}$ for M_{LH} – from (Shatornaya 1978; 1984) (1963–1976) Energy of rupture in earthquake E_0 was obtained from formula: $E_0(\text{inerg}) = M_0/2 \times 10^4$ for seismic moments M_0 (in 10^{27} din×cm) from (Kanamori 1977) (1904–1976)

For earthquakes with magnitudes $M > 7.9$, the correlation between the global annual earthquake energy E_{EQ} unlagged 3-years running average and Wolf's number W shifted on 2–2,5 years forward was 0.53 ± 0.08 ($P < 0.05$). Annual energy E_{EQ} was $(2.7 \pm 0.5) \times 10^{24}$ erg in 1904–1956, $(23 \pm 15) \times 10^{24}$ erg in 1957–1964 and $(2.4 \pm 0.4) \times 10^{24}$ erg in 1965–1975.

The most powerful atmospheric nuclear weapon tests were implemented in 1954–1962 (Fig.1). The correlation coefficient between the earthquakes energy E_{EQ} and nuclear weapon test energy E_{WT} was 0.51 ± 0.15 ($P < 0.1$), where E_{WT} calculated using of Moiseev (1985) data and shifted on 2–2,5 years. E_{EQ} energy had later mean 2–2,5 years in both considered cases.

The peak of the quantity of more weak but also destructive earthquakes with magnitudes $M > 6$ since 1962 was in 1976 (Mogi 1988) following by the peak of underground nuclear explosions.

According to some prognosis, very powerful ($W_{max} \approx 210$) maximum of next 23th solar activity cycle will be nearly 2000, therefore we may expect the great earthquakes after that peak.

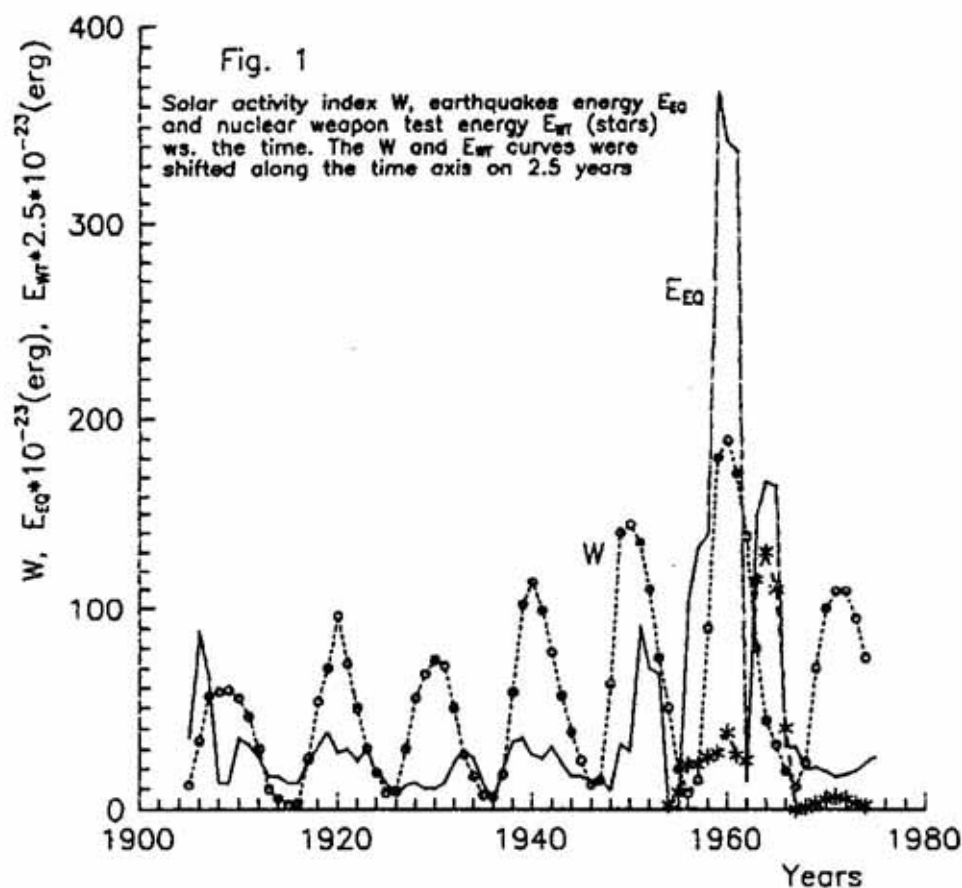
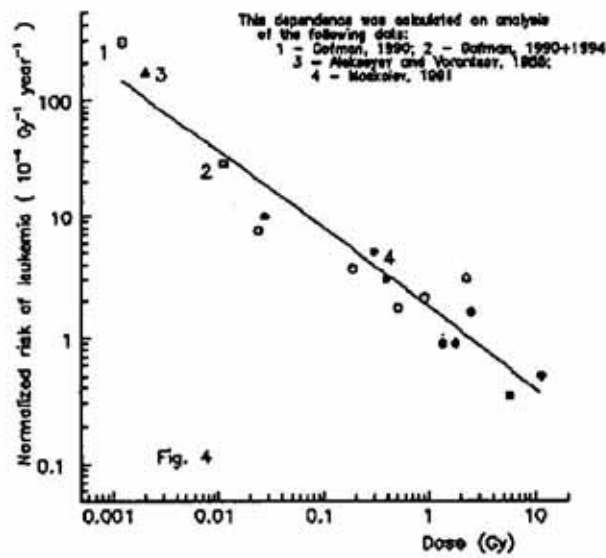
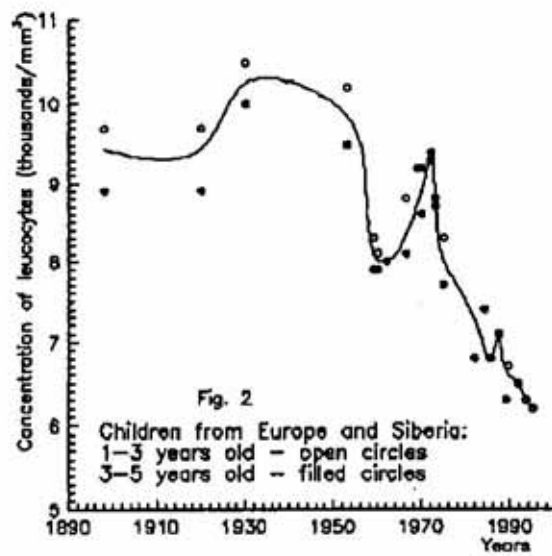


Рис. 1.



Best Fit: $Y = (X^{-0.654751}) \cdot 1.7743$

Рис. 2.

4 Blood Index Changes

In 1960–1971 a publication series about connection of blood indexes with solar activity had appeared (Shults 1960, 1963; Gering – Galaktionova & Kupriyanov 1971). In other work (Tur 1964) the decrease of leucocyte number was connected with nuclear fall-out not excepting the effect of solar activity.

We had made of a statistical analyse of many authors data since 1900 on the concentration of leucocytes in blood of the children 2 ± 1 and 6 ± 1 years old. We also have realized an independent definition of above-named index for Kiev's children in 1984–1995. As an example in Fig. 2 are given our results, but for children 2 ± 1 years and 4 ± 1 years old.

The more detailed data are presented in Table 1.

These data are insufficient to conclusion about the solar activity influence on studied parameter, but they are quite enough to display of the leucocyte number connection with global radioactive pollution in 1957–1980 and with regional pollution in Kiev after 1980.

5 Risk of Leukemia

We had analyzed the data of several reviews (Moskalev 1991; Alekseyev & Vorontsov 1988) about the leukemia risk in the past. Spontaneous leukemia risk was $(1.5 \pm 0.5) \cdot 10^{-5} \text{ year}^{-1}$ before widescale use of ionizing radiation in the industry developed countries since 1930–1935 and before the considerable global radioactive falling since 1955–1957 in other countries on 30–60 grad north latitude. According to Moskalev (1991), spontaneous leukemia risk in Japan was 0.51 (per 100000 persons) in 1910, 0.92 in 1930, 1.3 in 1940, 1.5 in 1950 and 2.41 in 1956. Probably it was dependence on variable part of natural radiation, which changed with the solar activity. The Wolf's numbers W in these years were 19, 36, 68, 84 and 142 correspondingly.

We have calculated that correlation coefficient between marrow doses ($10^{-3} - 10^{-4} \text{ Gy}$) and values of leukemia risk was 0.70 ($P < 0.05$) by the data of leukemia risk in 1956–1966 (Alekseev 1988). We have comparized the data of different authors about addition of leukemia cases after radioactive irradiation and had calculated the dependence which is displayed in Fig.2. The following data were used: 1– Gofman(1990); 2– Gofman (1990) and Gofman(1994); 3– Alekseyev and Vorontsov (1988); 4– Moskalev (1991). The normalized risk NR for any values of dose D in range 0.001–10 Gy can be obtained via the formula

$$NR = 1.77 \times 10^{-4} \times D^{-0.65} \quad (1)$$

The leukemia risk R can be obtained by

$$R = 1.77 \times 10^{-4} \times D^{+0.35}. \quad (2)$$

This dependence shows that any low dose above constant part of natural level leads to increase of leukemia risk.

The International Commission on Radiological Protection (ICRP) recommendates the limit of additional dose less than $1-5 \text{ mGy} \cdot \text{year}^{-1}$ to non-exceeding the meaning of risk $10^{-5} - 10^{-6}$ per year. But via the formula (2) we obtain $D_{\max} = 0.3 \text{ mGy} \cdot \text{year}^{-1}$ for $R = 1 \cdot 10^{-5} \text{ year}^{-1}$. The dose limit may be less than $D_{\max}$ during the solar activity peak. Since the leukemia risk present only a part of the total irradiation risk, the additional dose always must be less than $0.3 \text{ mGy} \cdot \text{year}^{-1}$.

Литература

- Aleksandrova L.S., Sitnicov E.Y., 1976, Pereferical blood of healthy children and with some desease. Tashkent: Medicina, 106.
 Alekseyev N.A. and Vorontsov I.V., 1988, Leukemia in children. Leningrad: Medicina, 248.
 Brock J., 1932, Biologische Daten fur den Kinderarzt. Berlin, Springer, 252.

- Chircova E.R., 1992, The cycles of natural processes, dangerous phenomena and ecological forecast. Moskva: ANN of Russia, 32.
- ICRP Publications, 1987, 40, 43. Moskva: Energoatomizdat, p.80.
- Gering-Galaktionova I.V., Kupriyanov S.N., 1971, in: The solar activity influence on atmosphere and biosphere of Earth. Moskva: Nauka, p.198.
- Gershkovich S.M. & Nemzer M.P., 1962, *Pediatrics*, No.7, p.36.
- Gladushina N.A., 1996, Report for Working Group: Solar-Terrestrial Connections and Ecology.
- Gofman J.W., 1990, Radiation-induced cancer from low-dose exposure: an independent analysis. San Francisco, C.N.R. Book Division, 684.
- Gofman J.W., 1994, Chernobyl accident. Radiation consequences for this and future generations. Minsk: Vyshechaia Shkola, 574.
- Goldberg E.D., Tarlova R.M., 1972, *Lab. delo*, 5, 261.
- Kanamori H., 1977, *J.Geophys.Res.*, 82, 2981.
- Karnitsky A.O., 1901, *Medicin Dr. Dissertation*. Kiev, 252.
- Kazacova L.M., Malashovsky Y.E., 1970, Normal indices of periferical blood and marrow in healthy children. Kemerovo, 21.
- Kireyeva S.S., Drozdova V.D., 1991, *Hematologiya i perelivaniye krovi*. Kiev: Zdorovya, V.26, 91.
- Komarov F.I., Chircova E.N., 1987, *Voen.-med. J.*, 6, 29.
- Lozitskij V.G. et al., 1994, *Vestnik Kiev Univ. Astronomiya*, No.33, p.133.
- Lysak T.N., 1996, Report for Working Group: Solar-Terrestrial Connections and Ecology.
- Meadows D.W. et al., 1972, The limits to growth. A report for the club of Rome's projekt. N.Y.
- Mogi K., 1988, Earthquake prediction, Moskva: Mir, p.382.
- Moiseev A.A., 1985, Cesium-137, Environment. Man. Moskva: Energoatomizdat, p.121.
- Moskalev Y.I., 1991, Removed consequences of ionized irradiations. Moskva: Medicina, 463.
- Richter Ch.F., 1958, Elementary seismology. W.H. Freeman and K, San Francisco, p.670.
- Reznik B.Y. et al., 1974, Hematology of childhood. Kiev: Zdorovya, 391.
- Shatornaya N.V., 1978, in: The great earthquakes of world. Earthquakes at USSR in 1975, Moskva: Nauka, p.120.
- Shatornaya N.V., 1984, in: The great earthquakes of world. Earthquakes at USSR in 1981. Moskva: Nauka, p.108.
- Shults N.A., 1960, *Lab.delo*, 2, p.36.
- Shults N.A., 1963, *Probl. hematolog. i perel. krovi*, 3, p.20.
- Smishljaeva A.F., 1960, *Pediatrics*, 7, 38.
- Somov B.V. and Hlistov A.I., 1993, *Kinematika Fiz. Neb.Tel.*, 8, 84.
- Todorov Y., 1968, Clinical laboratory examination in pediatrics. Sophia: Medicina i Fizkultura, p.1064.
- Tur A.F., 1931, Practical hematology of childhood. Leningrad: Medicina, p.240.
- Tur A.F., 1964, *Pediatrics*, 8, p.3.
- Tur A.F. and Shabalof N.P., 1970, The blood of healthy children of different ages. Leningrad: Medicina, p.191.

УДК 524.3.355

NLTE effects in Li I resonance and subordinate lines in late-type stellar atmospheres: new results

Yakiv V. Pavlenko

Главная астрономическая обсерватория, Голосеево

Поступила в редакцию 1 июля 1995г

1 Introduction

Two problems are discussed in this paper:

- NLTE effects in *Li I* lines formed atmospheres of giants Capella A (G8 III) and B (G0 III);
- Statistical equilibrium of the lithium in the late M-dwarfs atmospheres.

2 The Procedure

To solve the system of statistical balance and radiative transfer equations for 20-level lithium model atom (*the NLTE problem*) we followed the modification of the linearization method proposed by Auer and Heasley (1976). The used computation procedure of the NLTE problem solution was described elsewhere (Pavlenko 1989, Magazzu et al. 1992, Pavlenko et al. 1994).

3 Results

3.1 Capella A & B

Model atmospheres of Capella A and B giants were computed by the author using OS method (Pavlenko 1991). Parameters of stellar atmospheres (T_{eff} , $\log g$) and observed equivalent widths of resonance *Li I* line were taken from Pilachowski, Sowell (1992) (SW92). Our LTE computations reproduced results of these authors (Table 1).

Таблица 1. Stellar parameters and lithium abundances in Capella A and B. SW92 and YP are the LTE lithium abundances obtained by SW92 and in this work, respectively

Star	T_{eff}	$\log g$	V_i	$W_{\lambda \ 6708}$	SW92	YP(LTE)	YP(NLTE)
Capella A	4800	2.6	2	25	0.8	0.86	1.03
Capella B	5550	2.9	1	200	3.0	3.1	2.96

The collisional rates were computed by formula $C_{ij} = C_{ij}^e + C_{ij}^h * q$, where C_{ij}^e and C_{ij}^h are the rates of $i \rightarrow j$ transition due to inelastic collisions with free electrons and hydrogen atoms, respectively. Steenbock,

Holweger (1984) modifications of Dravin's (1976) formula were used to compute C_{ij}^h . Strictly speaking, at the time q is poor defined parameter. We performed the computations for $q = 0$ and $q = 1$. Let me note, the case $q = 1$ is strongly criticized by several authors (see Lambert 1994, Carlsson et al. 1994).

We found:

- departure coefficients of lower lithium levels are less than 1.0. So these levels are underpopulated in the comparison with the LTE.
- populations of upper level of lithium are the overpopulated in the comparison with the LTE. These levels are bound more with the continuum than with the lower levels.

4 Resonance doublet 670.8 nm

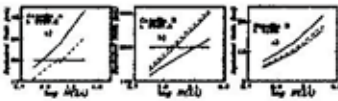


Fig.1. a,b,c. Theoretical LTE (solid lines) and NLTE COG's of Li I lines computed for Capella A and B model atmospheres. Long and short dashed lines show the NLTE COG's computed for $q = 1$ and $q = 0$, respectively

The LTE and NLTE curves of growth are shown in the fig.1(a,b). In the case of Capella A for weak resonance lines of lithium the NLTE abundance correction is positive $\Delta = \log N(\text{Li})^{\text{NLTE}} - \log N(\text{Li})^{\text{LTE}} = 0.17$, (positive NLTE abundance correction), so $\log N(\text{Li})^{\text{NLTE}} = 1.03$. For Capella B, however, we have got $\Delta = -0.16$, (negative NLTE abundance correction!), so $\log N(\text{Li})^{\text{NLTE}} = 2.96$ (see Table 1).

5 Subordinate line 610.3 nm

It seems very useful to use subordinate lines to determine the Li abundances (fig.1c). But in the case of Capella B the use of 6103 Å for the Li I abundance determination is impossible because the blending are too strong, and, in addition, their profiles are affected by the rotation:

5.1 Late M-dwarfs

For late M-dwarfs (3000/5.0, 2500/5.0) we used model atmospheres computed by Allard (1990). Molecular bands opacities in the frequencies of bf lithium transitions were computed in the frame of the JOLA approach (Pavlenko et al. 1994).

5.2 Departure coefficients

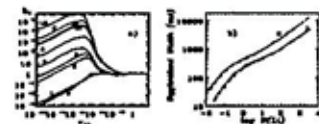


Fig.2. Departure coefficients of lithium levels computed for the 2500/5.0 model atmosphere. b) The LTE and NLTE curves of growth (solid and dashed lines, respectively) computed for the resonance lithium doublet line 6708 Å. Curves 1 and 2 show results for dwarfs 3000/5.0 and 2500/5.0, respectively

In fig. 2b we present the departure coefficients of lithium levels $b_i = n_i/n_i^*$, in the atmosphere of a dwarf 2500/5.0/0. Here n_i^* and n_i are the LTE and NLTE populations of the lithium levels, respectively.

In the outer part of the atmosphere ($\tau_{1\mu} < 10^{-3}$) b_1 and b_2 are less than 1, these levels are underpopulated as compared with LTE. The other levels are bounded more with the continuum than with the lowest levels. Ones are overpopulated over the large part of the dwarf atmosphere.

5.3 Curves of growth

In the fig.2b we present LTE and NLTE curves of growth computed for 3000/5.0 and 2500/5.0 model dwarf atmospheres. We found:

- NLTE effects for strong lithium lines in the atmospheres of cool M-dwarfs are small. The NLTE abundance correction Δ is less than 0.1 dex.
- the NLTE correction for the resonance line was negative in the 2000 K model, and in the 3000 K if $\log N(\text{Li}) \geq 2.0$.
- The NLTE abundance correction for the subordinate lines were always negative.

Литература

- Allard F., 1990, PhD Thesis, University of Heidelberg
Auer L.H., Heasley I.N., 1976, *Astrophys.J.*, **205**, 165.
Carlsson M., Rutten R.J., Bruls R.H.M.J., Shukina N.G., 1994, *Prepr. of Inst.of Theoret.Astrophys.*, Oslo, no.17.
Drawin H.W., 1969, *Z.Physics*, **225**, 483.
Lambert D.L., 1993, *Physica Scripta*, **47**, 186.
Magazzù A., Rebolo R., Pavlenko Ya.V., 1992, *Astrophys.J.*, **392**, 159.
Pavlenko Ya.V., Rebolo R., Martín E.L., Garcia Lopez R., 1994, *A&A*, in press.
Pavlenko Ya.V., 1989, *Kinemat. i Fiz. Nebes. Tel.*, **5**, 55.
Pavlenko Ya.V., 1991, *Soviet Astronomy*, **35** (2), 212.
Pilachowski C.A., Sowell J.R., 1992, *Astronom.J.*, **106**, 1668.
Steenbock W., Holweger H., 1984, *A&A*, **130**, 319.
-

УДК 524.3.36

Условия формирования линий в атмосферах с внешним рентгеновским облучением

В.В. Шиманский, Н.А. Сахибуллин

Казанский Государственный Университет, Россия, e-mail: slavashi@astro.ksu.ras.ru

Поступила в редакцию 2 июля 1995 г

В настоящее время для описания спектров тесных двойных систем с источниками рентгеновского излучения все более широкое применение находит метод моделей атмосфер с учетом взаимного влияния компонентов. Расчеты, проводимые в рамках ЛТР, выявляют при этом несколько групп линий, характеризующихся разными проявлениями эмиссионных и абсорбционных компонент. Однако возникающие неЛТР эффекты в облучаемых атмосферах исследованы только для HeI (Сахибуллин и Шиманский 1995).

В данной работе нами были исследованы отклонения от ЛТР для NaI в атмосферах G–K звезд, облучаемых внешним рентгеновским излучением. Модели атмосфер рассчитывались по программе BINARY2 для учета “эффекта отражения” в приближении полусерой модели (Сахибуллин и Шиманский 1995). Было установлено, что комбинирование планковского и росселандовского коэффициентов непрозрачности в функции охлаждения $S = \sqrt{\alpha_p \alpha_r} \sigma T_e^4$ позволяет строить модели облучаемых атмосфер с ошибкой не более 2% по температуре T_e . Для этого нами были введены коэффициенты при функциях нагрева S_2 , S_3 и S_4 , равные $k_2 = 0.30$, $k_3 = 1.05$ и $k_4 = 0.82$. Рассчитанные с использованием около 7000 линий планковские коэффициенты α_p показывают, что в облучаемых атмосферах возможны разрывы по температуре вблизи значений T_e , равных 7500–10000 K, 20000–27000 K, 47000–61000 K и связанные с ними области тепловой неустойчивости.

НеЛТР расчеты проводились с использованием 21-уровневой модели NaI, неоднократно применявшейся для исследований атмосфер нормальных звезд и подробно описанной в (Машонкина и др. 1993). Кроме процессов, обычно учитываемых в таких исследованиях, принимались во внимание ионизация и рекомбинация в рентгеновской области за счет внешнего облучения. Оказалось, что основное состояние NaI испытывает “сверхрекомбинацию”, b-фактор нижнего уровня в верхних слоях атмосферы достигает 30–100. Все остальные уровни NaI, включая непосредственно примыкающие к континууму, также находятся в состоянии “сверхрекомбинации”.

Таблица 1. Значения отношений Δ при разных мощностях облучения K_x .

K_x	5889A	5688A	8194A	8183A
0.00	1.11	1.10	1.26	1.28
0.10	1.28	1.14	1.44	1.41
0.25	1.35	1.18	1.64	1.53
0.50	1.50	1.20	1.82	1.69
1.00	1.53	1.11	1.86	1.66

Таблица 2. Значения отношений Δ при разных углах облучения θ .

μ	5889A	5688A	8194A	8183A
0.00	1.11	1.10	1.26	1.28
0.25	1.40	1.21	1.69	1.59
0.50	1.59	1.22	1.91	1.75
1.00	1.53	1.11	1.86	1.66

В результате для G звезд отклонения от ЛТР растут с увеличением падающего потока и достигают максимума при $K_x = 0.75$. Отношения $\Delta = \frac{W_{\text{нЛТР}}}{W_{\text{ЛТР}}}$ в атмосфере с $T_{\text{eff}} = 6000\text{K}$, $lg(g) = 4.0$ при разных мощностях K_x и углах облучения μ приведены в табл.1 и 2 для резонансной и некоторых субординатных линий. При изменении угла падения рентгеновских лучей максимальные неЛТР поправки к содержанию Na достигаются при $\mu \approx 0.5$. Сравнение профилей показало, что линии NaI, проявляющиеся в G звездах как "холодные", еще более "охлаждаются": возможные эмиссии в центре отсутствуют, ядро сильно углублено и расширено по сравнению с ЛТР. Для звезд с температурами $T_{\text{eff}} = 4000 - 5000\text{K}$ в условиях облучения с $K_x = 3 - 10$ неЛТР эффекты особенно значительны: "нормальные" линии резонансного дублета при ЛТР наблюдаются как эмиссионные с $W_\lambda = 10 - 30 m\text{\AA}$, а при неЛТР как абсорбционные с $W_\lambda = 170 - 220 m\text{\AA}$.

Для объяснения мощных неЛТР эффектов, возникающих в облучаемых атмосферах, была предложена величина β -параметра, вычисляемая как отношение функций охлаждения S_{coll} и нагрева S_{hot} для элемента в данной стадии ионизации. Показано, что изменения β -параметра соответствуют изменениям b-фактора основного состояния NaI. При этом значения $lg(\beta)$ для нормальных атмосфер невелики и составляют 1.12-1.18 в максимуме, а для облученных атмосфер они возрастают до 1.4-1.8 благодаря быстрому увеличению функции охлаждения S_{coll} . Таким образом, β -параметр может использоваться как для прогнозирования неЛТР эффектов, так и для построения неЛТР моделей атмосфер.

В заключение можно сделать вывод: в облучаемых атмосферах линии атомов и ионов, находящиеся в неосновной стадии ионизации и проявляющиеся всегда как "холодные" или "нормальные", должны испытывать значительные неЛТР эффекты, ведущие к увеличению их эквивалентных ширины.

Данная работа была выполнена при финансовой поддержке AAS и ICFPM.

Литература

- Сахибуллин, Шиманский, 1995, Астрон.Ж., (в печати).
Машонкина и др., 1993, Астрон.Ж., 70, 372.

УДК 524.3.36

Результаты измерения лучевых скоростей αAnd . Пятнистая HgMn звезда ?

В.П. Маланушенко

Крымская Астрофизическая Обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный,
e-mail: victor@crao.crimea.ua

Поступила в редакцию 18 июля 1996

Аннотация. По наблюдениям 1989 – 1994 гг рассматриваются результаты измерений лучевых скоростей по линиям SiII $\lambda\lambda 6347, 6371 \text{ \AA}$ и линии HeI $\lambda 6678 \text{ \AA}$.

Проведен анализ переменности профилей линий в течение 96.6 – дневного орбитального периода. Приводятся свидетельства обнаружения в спектре αAnd линий второго компонента, соответствующих линиям кремния $\lambda\lambda 6347, 6371 \text{ \AA}$. Скорость вращения второго компонента составляет, по предварительной оценке, 100–120 км/сек.

Из анализа переменности лучевых скоростей линии HeI $\lambda 6678 \text{ \AA}$ в течение ночи определен период вращения звезды $P = 1.^d012344$ и делается вывод о неоднородном распределении содержания гелия по поверхности или о неоднородном распределении физических условий. Таким образом, получены первые свидетельства существования пятен на поверхности HgMn звезд.

THE RESULT OF MEASUREMENT OF RADIAL VELOCITIES OF αAND . SPOTTED HgMn STAR?, by V.P. Malanushenko. The results of SiII $\lambda\lambda 6347, 6371 \text{ \AA}$ and HeI $\lambda 6678 \text{ \AA}$ radial velocities measurements, based on the observations in 1989 – 1994, are considered.

The variability of line contours during 96.6 – day orbital period is analyzed. The evidences of discovering in a spectrum the lines of a second component corresponding to the silicon lines are shown. The preliminary estimate of the secondary component velocity is equal to 100–120 km/s.

From the analyze of HeI radial velocities variability during night the period of rotation $P_{rot} = 1.^d012344$ was derived. From the analysis of this line variability it is concluded that there is an inhomogeneous distribution of the He abundance or physical condition on a stellar surface. Thus the first evidence of the existence of spots on a HgMn stars surface are found.

Ключевые слова: HgMn звезды, лучевые скорости

УДК 524.3.36

On gallium abundance in the atmosphere of α Andromedae

V.G. Klochkova¹, A.V. Yushchenko²

¹ Special Astrophysical Observatory, Nizhnij Arkhyz, Russia

² Astronomical Observatory of Odessa State University, Shevchenko Park, Odessa, 270014, Ukraine,
e-mail: root@astro.odessa.ua

Поступила в редакцию 5 июля 1995г

Аннотация. Calculations of synthetic spectrum of α And in the vicinity of gallium lines and comparing with observational data permit us to find the line blends, which can explain the part of gallium overabundance in the atmosphere of α And. **Key words:** звездные атмосферы.

α And is one of the brightest Hg-Mn stars. Lyubimkov & Polosukhina (1988) studied abundances of chemical elements in the atmosphere of this star and made a review of previous papers. The main features of chemical composition of this star are the overabundances of Hg (near +6 dex), Ga (+3.5 dex) and Mn (+3 dex) with respect to the solar values.

In this paper we use 4 spectra of α And obtained at 6-m telescope with dispersion 9 Å/mm in the wavelength region 3800 – 4800 Å, and data on equivalent widths of Ga lines obtained by Takada – Hidai et al. (1986) and Lanz et al. (1993). The 6-m telescope spectra were digitized and coadded for improving the signal to noise ratio.

We attempt to calculate the synthetic spectra in the vicinity of Ga lines using the most complete list of absorption lines with the solar value of Ga abundance. In this way we tried to find the unknown line blends, which could be responsible for overabundance of Ga.

We used the following atmospheric parameters of α And: $T_{eff}=13700$ K, $lgg=3.75$, $v_{turb}=3$ km/s and solar chemical abundances for all elements with the exception of Mn and Cr. These two elements were overabundant with respect to the solar values by +3 dex and +1 dex respectively (Lyubimkov & Polosukhina 1988). We used the modified version of Tsymbal (1992) program for calculations of synthetic spectra. The line list we used includes the files from Kurucz's CD-ROMs 18, 20, 21, 22. These data were supplemented by lines with predicted wavelengths and gf -values from CD-ROM 1 (Kurucz 1995).

We tested 8 Ga II lines: $\lambda 1414$, $\lambda 4251$, $\lambda 4254$, $\lambda 4255$, $\lambda 4262$, $\lambda 6334$, $\lambda 6419$, $\lambda 6455$, and 4 Ga III lines: $\lambda 1495$, $\lambda 1534$, $\lambda 5844$, $\lambda 5993$. Our calculations showed that all these lines are blended. Comparison with observational data permit us to conclude that from 20% to 80 % of absorption at above mentioned wavelengths are produced by blends.

For example Takada – Hidai et al. (1986) found that equivalent width of Ga II line $\lambda 1414$ in the spectrum of α And is 1.61 Å, and the corresponding overabundance of Ga is +3.7 dex with respect to the solar value. We used the solar abundances of Ga, take into account the instrumental profile (0.1 Å) and the line broadening by rotation ($v \sin i=55$ km/s). In the resulting synthetic spectrum the strong blend near $\lambda 1414.4$ has equivalent width 0.5 Å. If we, following Takada – Hidai et al. (1986), assume, that this blend is gallium line, then the corresponding overabundance of gallium in the atmosphere of α And would be equal to +2.7 dex relative to the solar value.

The results of our work permit us to claim that part of the overabundance of gallium in the atmosphere of α And can be explained by the presence of blends.

We have to mention that part of blends has only predicted wavelengths and gf -values. The accuracy of predicted wavelengths is near 10^{-4} . These uncertainties cannot strongly influence on our results, because they are within the width of rotation profile for α And.

One of the authors (Yu. A.) was partly supported by National Committee of Science and Technology of Ukraine (grant 6.3/328) and ESO grant A-06-031.

Литература

- Kurucz R., 1995, *PASP, Conf. Ser.*, **81**, 583.
Lanz T., Artru M.-C., Didelon P., Mathys G., 1993, *Astron. Astrophys.*, **272**, 465.
Любимков и Полосухина (Lyubimkov L.S., Polosukhina N.S.), 1988, *Izv.Krymsk.Astrofiz.Obs.*, **80**, 31.
Takada-Hidai M., Sadakane K., Jugaku J., 1986, *Astrophys.J.*, **304**, 425.
Tscymbal V., 1992, private communication.

УДК 524.3.36: 524.3.56

Спектральная переменность магнитной звезды β Северной Короны

Ю.С. Романов, З.Н. Фенина, Н.С. Згоняйко

Астрономическая обсерватория Одесского госуниверситета

Поступила в редакцию 22 марта 1996 г.

Аннотация. По нескольким спектрограммам β CrB с противоположными внешними характеристиками сделаны независимые определения температуры спектрообразующих уровней по линиям нейтрального железа FeI и определены некоторые физико-химические характеристики методом “кривой роста” и моделей атмосфер.

SPECTRAL VARIABILITY OF THE MAGNETIC STAR β CrB, by Yu.S. Romanov, Z.N. Fenina, N.S. Zgonyaiko. From several spectrograms with opposite outer characteristics, independent determinations of temperature for spectrum-forming levels from lines of neutral iron FeI are made, and some physico-chemical characteristics are determined by the “curve-of-growth” method and that of atmosphere models.

Ключевые слова: магнитные звёзды

Анализ спектрограмм β CrB в разных фазах φ показывает, что возможно не только усиление интенсивностей линий металлов, но и резкое их ослабление. Одно из объяснений этому факту – неоднородное распределение химических элементов по поверхности звезды. Не исключая этого, можно предположить альтернативный вариант, а именно: на интенсивность линий поглощения существенное влияние оказывают температурные флуктуации в атмосфере β CrB, связанные с локальными центрами магнитных полей. Это также может быть причиной наблюдаемой спектральной переменности.

Для анализа выбраны четыре спектрограммы, полученные разными авторами на ЗТШ в КрАО и БТА в САО с дисперсией 9 Å/мм и 2.7 Å/мм. (Фенина и др. 1987, 1992).

Калибровочная система линейных уравнений, полученная по линиям нейтрального железа (Фенина и др. 1992) позволяет оценить средний параметр температуры возбуждения, основываясь на линейной зависимости логарифма эквивалентной ширины ($-lgW_\lambda/\lambda$) линий FeI от параметра температуры возбуждения θ_{ex} и выделить группы линий FeI, объединенных на “кривой роста” близкими физическими условиями формирования.

“Кривые роста” для двух спектрограмм показаны на рис.1. В таблице 1 приведены полученные результаты, где: θ_{ex} – параметр температуры возбуждения; $T = 5040/0.82 \times \theta_{ex}$ – температура спектрообразующего слоя; V_t – параметр турбулентной скорости; $lg(F_e/H)$ – относительное содержание атомов Fe, вычисленное по линиям FeII методом моделей атмосфер. Индексы 1,2,3 в таблице 1 и на рис.1 идентичны.

Несмотря на разнообразие параметров θ_{ex} , на каждой спектрограмме присутствует одна компонента с $\theta_{ex} = 0.850 \pm 0.04$, что соответствует спектральному интервалу Sp(M) A8 – F2 (Табл. 1). Таким образом, можно предположить, что на формирование спектров β CrB оказывают влияние

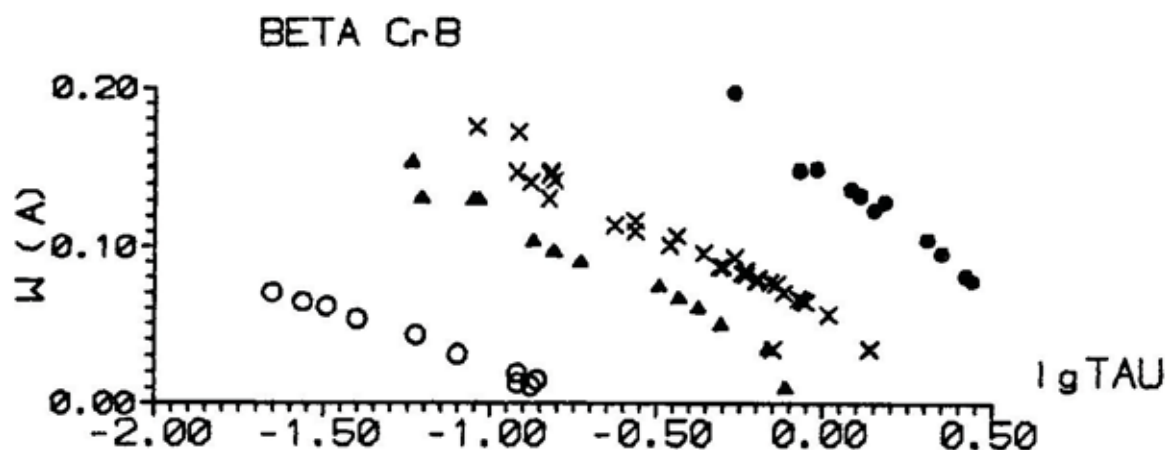


Рис. 1. Компоненты "кривой роста" β CrB. Точками, крестиками и полными кружками показаны линии FeI, треугольниками – FeII. На оси абсцисс показан экспериментальный параметр $lgY = lg(fg\lambda) - \theta \varepsilon$, общий для всей "кривой роста" и $lg\eta_0$, индивидуальный для каждой компоненты. Параметр затухания $loga = -2.2$ общий для всех компонент

Таблица 1. Физические характеристики β CrB

Физ.параметры	Sp 1	Sp 2	Sp 3	Sp 4
J.D. 244	3376.219	4012.528	5536.394	6692.174
φ (Престон, 1967)	0.414	0.833	0.262	0.781
θex_1	0.894 ± 0.009	0.811 ± 0.008	0.924 ± 0.014	0.934 ± 0.006
T_{r1} (K)	7240	7580	6650	6520
V_{11} (км/сек)	1.9	1.8	3.2	3.5
$lg(Fe/H)_1$	7.53 ± 0.12	7.06 ± 0.11	6.82 ± 0.16	7.39 ± 0.23
θex_2	0.747 ± 0.013	0.723 ± 0.008	0.843 ± 0.012	0.853 ± 0.011
T_{r2} (K)	8230	8500	7290	7200
V_{12} (км/сек)	1.5	1.3	2.2	2.6
$lg(Fe/H)_2$	7.25 ± 0.12	7.24 ± 0.12	6.44 ± 0.09	7.68 ± 0.17
θex_3	0.583 ± 0.050	0.546 ± 0.013	0.664 ± 0.016	
T_{r3} (K)	10540	11260	9200	
V_{13} (км/сек)	0.8	0.7	0.8	
$lg(Fe/H)_3$	7.14 ± 0.17	6.43 ± 0.17	6.51 ± 0.17	
θex_4	0.381 ± 0.017			
T_{r4} (K)	16130			
V_{14}	0.4			

два источника: один является причиной фотометрического изменения блеска и переменности интенсивностей водородных линий атмосферы в пределах Sp A8 – F2 (возможно, пульсация), и второй – со значительно большей амплитудой, связан с "пятнистостью" атмосферы β CrB.

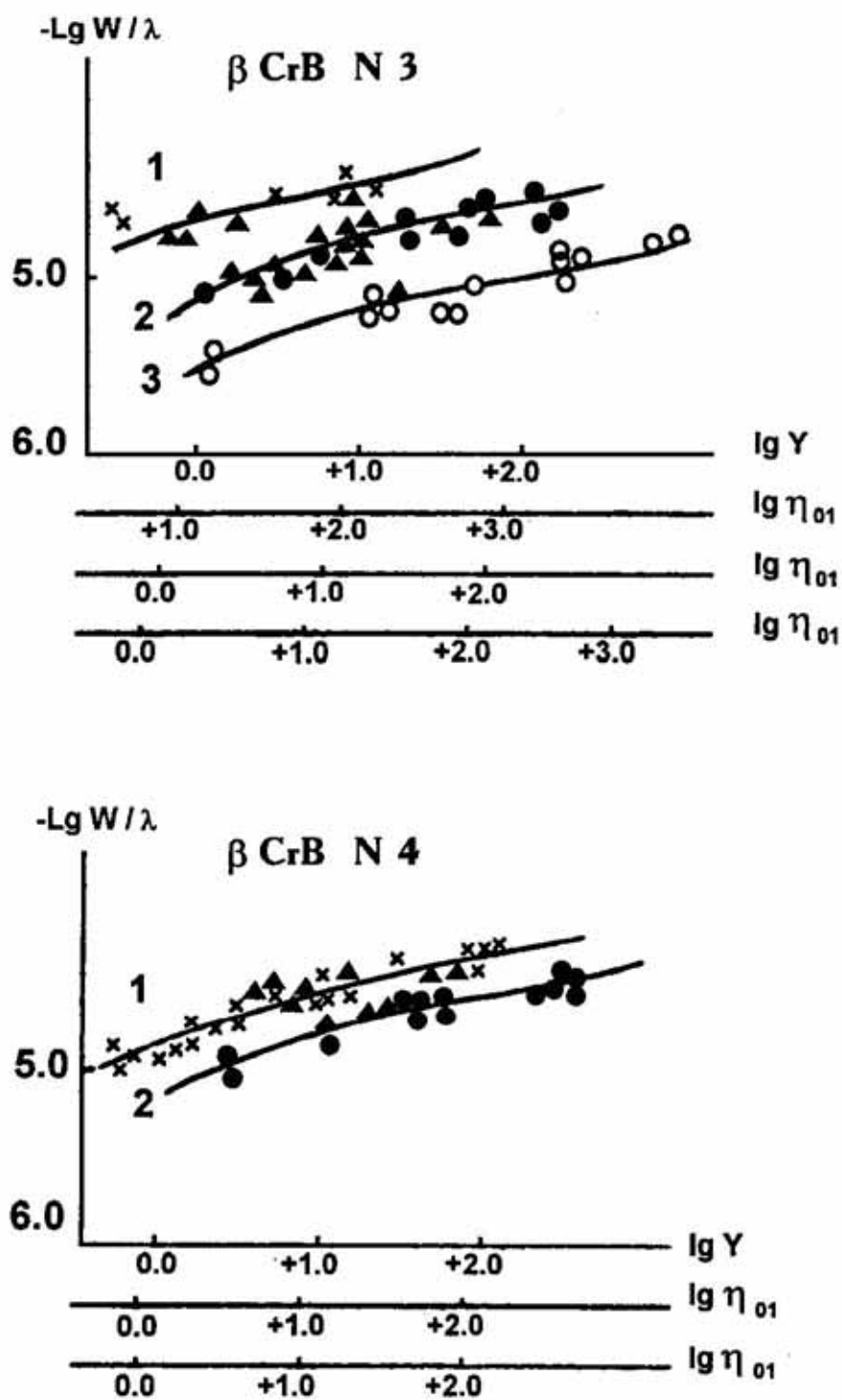


Рис. 2. Зависимость эквивалентной ширины линий Fe (W_λ в Å) от оптической толщи поглощающего слоя ($\lg \tau$) в атмосфере $\beta \text{ CrB}$ в зонах с различными температурами

Таблица 2. Расчет модели атмосферы ВЕТА CrB по некоторым компонентам "кривых роста" (рис.1)

Sp N1								
T_{eff} ,	$lgG =$		8230.0 4.000					
Wave,	CODE,	EW(mA),	$lggf$,	Elow(Ev),	Vturb,	$lgTAU$,	(TETA)ex,	$lgA(H=12)$
FeI								
4017.1500	26.00	35.00	-0.11	3.047	1.50	-0.164	0.747	6.448
4045.8100	26.00	154.00	0.66	1.485	1.50	-1.238	0.779	7.261
4071.7400	26.00	91.00	0.42	1.608	1.50	-0.730	0.728	6.232
4132.0600	26.00	98.00	-0.20	1.608	1.50	-0.811	0.694	7.026
4132.9000	26.00	75.00	-0.09	2.845	1.50	-0.494	0.790	7.158
4260.4700	26.00	131.00	0.63	2.399	1.50	-1.052	0.820	7.477
4271.7600	26.00	131.00	0.20	1.485	1.50	-1.136	0.775	7.277
4325.7600	26.00	104.00	0.36	1.608	1.50	-0.873	0.686	6.577
4375.9300	26.00	50.00	-2.59	0.000	1.50	-0.305	0.700	7.057
4602.0000	26.00	11.00	-2.50	1.608	1.50	-0.111	0.745	7.130
FeII								
4122.6700	26.01	61.00	-3.32	2.583	1.50	-0.374	0.747	7.429
4541.5200	26.01	67.00	-2.99	2.855	1.50	-0.433	0.747	7.372
4576.3300	26.01	67.00	-2.98	2.844	1.50	-0.434	0.747	7.350
4583.8400	26.01	132.00	-1.92	2.806	1.50	-1.208	0.747	7.747
Sp N1								
T_{eff} ,	$lgG =$		10540.0 4.000					
Wave,	CODE,	EW(mA),	$lggf$,	Elow(Ev),	Vturb,	$lgTAU$,	(TETA)ex,	$lgA(H=12)$
FeI								
4029.6200	26.00	15.00	-0.31	3.266	0.80	-0.860	0.615	7.837
4250.7900	26.00	53.00	-0.28	1.557	0.80	-1.401	0.649	7.930
4352.7300	26.00	31.00	0.56	2.223	0.80	-1.099	0.569	6.865
4392.5800	26.00	11.00	-0.63	3.881	0.80	-0.878	0.500	8.321
4602.9400	26.00	13.00	-1.46	1.485	0.80	-0.918	0.583	7.920
FeII								
4128.7500	26.01	19.00	-3.71	2.583	0.80	-0.919	0.583	7.564
4233.1700	26.01	61.00	-1.77	2.583	0.80	-1.492	0.583	6.802
4351.7700	26.01	70.00	-2.15	2.704	0.80	-1.653	0.583	7.525
4491.4000	26.01	43.00	-2.71	2.855	0.80	-1.224	0.583	7.375
4520.2200	26.01	64.00	-2.55	2.806	0.80	-1.563	0.583	7.800
Sp N2								
T_{eff} ,	$lgG =$		7580.0 4.000					
Wave,	CODE,	EW(mA),	$lggf$,	Elow(Ev),	Vturb,	$lgTAU$,	(TETA)ex,	$lgA(H=12)$
FeI								
4005.2400	26.00	142.00	-0.09	1.557	1.80	-0.810	0.815	7.229
4017.1500	26.00	56.00	-0.11	3.047	1.80	0.018	-	6.429
4045.8100	26.00	172.00	0.66	1.485	1.80	-0.919	0.800	6.852
4067.9800	26.00	76.00	0.35	3.211	1.80	-0.139	-	6.508
4132.0600	26.00	147.00	-0.20	1.608	1.80	-0.828	0.865	7.418
4132.9000	26.00	77.00	-0.09	2.845	1.80	-0.159	0.786	6.686
4260.4700	26.00	117.00	0.63	2.399	1.80	-0.566	0.797	6.567
4325.7600	26.00	146.00	0.36	1.608	1.80	-0.822	0.803	6.783
4447.7200	26.00	79.00	-0.58	2.223	1.80	-0.193	0.785	6.699
4466.5500	26.00	85.00	0.18	2.831	1.80	-0.234	0.789	6.543
4469.3700	26.00	93.00	0.37	3.653	1.80	-0.265	-	7.130
4476.0200	26.00	107.00	0.14	2.845	1.80	-0.439	0.846	7.099
4494.5600	26.00	96.00	-1.12	2.198	1.80	-0.359	0.831	7.600
4495.9500	26.00	34.00	-0.82	3.653	1.80	0.140	0.843	7.121
4587.1300	26.00	34.00	-0.80	3.573	1.80	0.138	0.803	7.036

Таблица 2. Продолжение

FeII								
4122.6700	26.01	70.00	-3.32	2.583	1.80	-0.118	0.811	7.388
4128.7500	26.01	34.00	-3.71	2.583	1.80	0.149	0.811	7.092
4178.8600	26.01	78.00	-2.53	2.583	1.80	-0.202	0.811	6.755
4233.1500	26.01	131.00	-1.77	2.583	1.80	-0.825	0.811	7.195
4273.3300	26.01	66.00	-3.28	2.704	1.80	-0.073	0.811	7.337
4296.5700	26.01	87.00	-2.95	2.704	1.80	-0.310	0.811	7.469
4303.1800	26.01	78.00	-2.49	2.704	1.80	-0.195	0.811	6.788
4351.7700	26.01	114.00	-2.15	2.704	1.80	-0.627	0.811	7.265
4385.3900	26.01	66.00	-2.51	2.778	1.80	-0.074	0.811	6.616
4472.9300	26.01	87.00	-3.37	2.844	1.80	-0.299	0.811	7.965
4489.1800	26.01	110.00	-2.91	2.828	1.80	-0.566	0.811	7.999
4508.2900	26.01	82.00	-2.33	2.855	1.80	-0.231	0.811	6.798
4520.2200	26.01	101.00	-2.55	2.806	1.80	-0.461	0.811	7.415
4522.6300	26.01	175.00	-2.19	2.844	1.80	-1.045	0.811	8.423
4541.5200	26.01	65.00	-2.99	2.855	1.80	-0.062	0.811	7.113
4555.8900	26.01	147.00	-2.39	2.828	1.80	-0.922	0.811	8.206
4576.3400	26.01	64.00	-2.98	2.844	1.80	-0.052	0.811	7.070
4582.8400	26.01	83.00	-3.20	2.844	1.80	-0.244	0.811	7.675
4583.8400	26.01	141.00	-1.92	2.806	1.80	-0.880	0.811	7.611
Sp N3								
$T_{eff}, \lg G = 6650.0 \ 4.000$								
Wave, CODE, EW(mA), $\lg gf$, Elow(Ev), Vturb, $\lg TAU$, (TETA)ex, $\lg A(H=12)$								
FeI								
4132.9000	26.00	197.00	-0.09	2.845	3.20	-0.269	0.964	7.497
4134.6800	26.00	133.00	0.18	2.831	3.20	0.108	0.955	6.248
4141.8700	26.00	81.00	-0.98	3.017	3.20	0.421	0.898	6.810
4156.8000	26.00	137.00	0.12	2.831	3.20	0.082	0.883	6.366
4174.9100	26.00	148.00	-2.34	0.915	3.20	-0.072	0.967	7.316
4388.4100	6.00	105.00	0.20	3.602	3.20	0.306	0.882	7.218
4392.5800	26.00	129.00	-0.63	3.881	3.20	0.180	0.813	7.846
FeII								
4122.6700	26.01	124.00	-3.32	2.583	3.20	0.149	0.924	7.725
4273.3300	26.01	78.00	-3.28	2.704	3.20	0.439	0.924	7.092
4296.5700	26.01	96.00	-2.95	2.704	3.20	0.349	0.924	6.978
4522.6300	26.01	149.00	-2.19	2.844	3.20	-0.020	0.924	7.052

Применение метода моделей атмосфер

Применение моделей атмосфер (Куруц 1979) к исследованию спектров β CrV дает дополнительную информацию о структуре атмосферы и относительном содержании атомов железа Fe. В таблице 2 приведен подробный расчет для некоторых компонент "кривой роста" β CrV относительного содержания Fe и оптической толщины τ формирования линий железа. В таблице 2 указаны для каждой линии FeI эквивалентные ширины W_λ , атомные параметры $\mathcal{E}$, $\lg(gf)$, турбулентная скорость V_t и параметр θ_{ex} , определенный по калибровочным линейным зависимостями θ_{ex} от $2(-\lg W_\lambda/\lambda)$ (Фенина и др. 1992). Для линий FeII приведено среднее значение θ_{ex} . Относительное содержание атомов железа приведено в отдельных случаях только для линий Fe II, т.к. используемая нами модель не учитывает отклонения в электронном давлении идеального газа от реального и не дает возможности для определения общего числа атомов Fe по числу нейтральных атомов для моделей с температурой выше 8000 K.

Особый интерес представляет исследование оптической толщи τ для линий FeI, FeII, расположенных на одном спектре, но сформированных при разных температурах. На рис.2 показана зависимость эквивалентной ширины линий FeI и FeII от параметра $\lg \tau$. Точками показаны линии с наиболее низкой температурой порядка 6650 К, крестиком – 7580 К, треугольником – 8230 К и полыми кружками – 10500 К. Оказалось, что область пятна, имеющая наиболее низкую температуру, расположена относительно глубже невозмущенных областей с T порядка 7000 К. Наименьшая оптическая толщина у линий с самой высокой температурой около 10500 К. При этом каждая зависимость W_λ от τ не противоречит классическому правилу, чем слабее линия, тем больше оптическая толщина. Параметр τ для линий одной интенсивности зависит от температуры. Чем выше температура, тем меньше τ .

Применение системы линейных уравнений для определения параметра θ_{ex} к анализу магнитно-переменной звезды β CrV показало, что ее атмосфера подвержена резким температурным изменениям как по поверхности, так и по глубине. Среднее содержание атомов железа для основных температурных условий составляет по каждой из спектрограмм: $\lg(\text{Fe}/H)_1 = 7.53$, $\lg(\text{Fe}/H)_2 = 7.06$, $\lg(\text{Fe}/H)_3 = 6.44$, $\lg(\text{Fe}/H)_4 = 7.68$.

Литература

- Куруц (Kurucz R.L.), 1979, *Atrophys.J. Suppl.Ser.*, 40, 1.
 Престон и др. (Preston G.W., Sturch C.), 1967, in: *The Magnetic and Related Stars*. Ed. R.S. Cameron, Mono Book Corporation, Baltimor, 1967, 111.
 Фенина, Згоняйко (Fenin Z.N., Zgonyaiko N.S.), 1987, *УкрНИИНТИ*, N 2968 – Ук 87.
 Фенина, Згоняйко (Fenin Z.N., Zgonyaiko N.S.), 1992, in: *Stellar magnetism. International Conference Proceedings*, 234 – 242.

УДК 524.3.36

Spectroscopic Analysis of 31 Aql

T. V. Mishenina

Astronomical Observatory, Odessa State University, Odessa 270014 Ukraine

Поступила в редакцию 1 июля 1995 г.

Аннотация. 31 Aql is the only star for which the SMR status is confirmed by Taylor (1990). Atmospheric parameters and chemical composition of 31 Aql star have been derived. High-dispersion coude echelle spectra were obtained using 1-m telescope of Special Observatory of Russian Academy of Sciences equipped by CCD detector. The metallicity found is $+0.18 \pm 0.10$ dex. The value of Li abundance $\log A(\text{Li}) = 1.27$. Underabundance of C and O and overabundance of Na and Al relative to iron are shown relative to solar. The found abundances of Y, Zr, Ba, La, Ce, Pr and Nd relative to iron show deficiency relative to solar within errors of determinations. The age of this star and location in the Galaxy are estimated. The careful analysis of abundance determination errors was carried out (including the errors due to the difference in adopted oscillator strength systems and atmosphere model grids). 31 Aql is a typical star belonging to thin disk of the Galaxy and is in the evolutionary stage when convective envelope begins to extend.

Key words: stars abundances – stars: atmospheres – stars: evolution – stars: SMR

УДК 524.3.36

Chemical Composition of 3 Giants with CN2 indices

T. V. Mishenina, S. V. Kutsenko

Astronomical Observatory, Odessa State University, Odessa 270014 Ukraine

Поступила в редакцию 1 июля 1995 г.

Аннотация. Atmospheric parameters and chemical composition of 3 stars with CN2-indices have been derived. High-dispersion coude echelle spectra were obtained using 1-m telescope equipped by CCD detector of Special Observatory of Russian Academy of Sciences by Dr. F. Musaev. HD 163770, HD 185958, HD 188056 are normal giants in the post first dredge-up phase. These stars show near solar metallicity, an underabundance of C and O, an overabundance of Na, Al. The obtained abundances of O, Na (Al) might be an evidence for anomalous mixing in these stars. In average the found abundances of Y, Zr, Ba, La, Ce, Pr and Nd in the program stars have solar values within the errors of determination.

Key words: stars: abundances – stars: atmospheres – stars: evolution – stars: giants

УДК 523.9.355

Неоднородность спектра Солнца как звезды сравнения в диапазоне длин волн $\lambda 5400\text{--}6600 \text{ \AA}$

Ю.С. Романов, З.Н. Фенина, С.В. Васильева

Астрономическая обсерватория Одесского госуниверситета

Поступила в редакцию 22 марта 1996г.

Аннотация. Предложен метод определения параметра температуры возбуждения θ_{ex} по линиям нейтрального железа FeI в интервале длин волн $5400\text{--}6600 \text{ \AA}$. Показано его применение к анализу спектра Солнца как звезды сравнения, методом “кривой роста” и модели атмосферы. Получено, что солнечный спектр в заданном диапазоне длин волн может быть удовлетворительно аппроксимирован тремя моделями со следующими средними температурами слоя: $T_{r1} = 6560(\text{K})$; $T_{r2} = 7231(\text{K})$; $T_{r3} = 8119(\text{K})$.

UNHOMOGENEITY OF A SPECTRUM OF THE SUN AS THE COMPARISON STAR WITHIN THE WAVELENGTH REGION $\lambda 5400\text{--}6600 \text{ \AA}$, by Yu.S. Romanov, Z.N. Fenina, S.V. Vasilyeva. A method of determining the parameter of excitation temperature θ_{ex} from lines of neutral iron FeI within the wavelength range from 5400 to $6600 \text{ \AA}$ is suggested. It's application is shown relative to the spectrum analysis of the Sun, as the comparison star, by the curve-of-growth method and that of model atmospheres. At is obtained that the solar spectrum in the given wavelength region can be satisfactorily approximated by three models with the following average temperatures for the layer $T_{r1} = 6560 \text{ K}$; $T_{r2} = 7231 \text{ K}$; $T_{r3} = 8119 \text{ K}$.

Ключевые слова: Солнце, спектр

В настоящей работе выполнено исследование спектра Солнца как звезды сравнения в интервале длин волн $5400\text{--}6600 \text{ \AA}$ на основании калибровочных зависимостей эквивалентных ширин $(-lgW_{\lambda}/\lambda)$ линий поглощения нейтрального железа FeI от параметра температуры возбуждения θ_{ex} (таблица 1).

Источником для нахождения зависимостей $(-lgW_{\lambda}/\lambda)$ от θ_{ex} послужил каталог эквивалентных ширин FeI и FeII из работы Шмидта (1971) для четырех классических цефеид $\gamma \text{ Oph}$, $S \text{ Nor}$, $U \text{ Sgr}$, $\eta \text{ Aql}$.

Благодаря стабильности пульсационных циклов цефеиды могут быть достаточно надежным источником информации о связи температуры с интенсивностью линий нейтрального железа у звезд спектральных типов, близких к солнечному.

В результате кропотливой работы, используя в качестве критерия достоверности сходимость на “кривой роста” линий с общими физическими параметрами, получены искомые зависимости для 48 линий FeI. Каждую зависимость можно аппроксимировать линейными уравнениями вида: $\theta_{ex} = a + b(-lgW_{\lambda}/\lambda)$, где a и b постоянные для данной длины волны коэффициенты; θ_{ex} – параметр температуры возбуждения, равный $\theta_{ex} = 5040/T_{ex}$; $(-lgW_{\lambda}/\lambda)$ – значение логарифма отношения эквивалентной ширины линии в ангстремах $\text{\AA}$ к длине волны в ангстремах.

Таблица 1. Коэффициенты линейных уравнений и параметры температуры возбуждения TETA ex для солнечных линий

WAVE	$a \pm \sigma$	$b \pm \sigma$	θ_{ex}	WAVE	$a \pm \sigma$	$b \pm \sigma$	θ_{ex}	WAVE	$a \pm \sigma$	$b \pm \theta_{ex}$
(первая группа)				(вторая группа)				(третья группа)		
5434.53	2.00 ± 0.11	-0.24 ± 0.03	0.937	5445.04	2.86 ± 0.29	-0.42 ± 0.06	0.877	5679.02	2.58 ± 0.10	-0.32 ± 0.02
5554.89	2.97 ± 0.14	-0.44 ± 0.03	0.944	5717.85	2.44 ± 0.18	-0.32 ± 0.04	0.784	5852.19	2.36 ± 0.22	-0.29 ± 0.05
5560.23	2.53 ± 0.22	-0.31 ± 0.04	0.966	5859.61	3.06 ± 0.13	-0.45 ± 0.03	0.842	5975.35	4.33 ± 0.25	-0.71 ± 0.05
5569.63	2.15 ± 0.10	-0.26 ± 0.02	0.959	5862.36	3.03 ± 0.22	-0.45 ± 0.05	0.868	6232.67	2.04 ± 0.08	-0.22 ± 0.02
5576.10	2.02 ± 0.13	-0.23 ± 0.03	0.911	5976.80	2.80 ± 0.18	-0.39 ± 0.04	0.862	6469.21	4.34 ± 0.22	-0.71 ± 0.05
6003.15	2.56 ± 0.14	-0.33 ± 0.03	0.954	5983.70	2.76 ± 0.18	-0.38 ± 0.04	0.837	6		
6157.73	1.98 ± 0.08	-0.20 ± 0.02	0.918	5984.82	3.46 ± 0.27	-0.54 ± 0.06	0.861	TETA ex = 0.757 ± 0.023		
6200.32	2.28 ± 0.11	-0.27 ± 0.02	0.900	5987.07	3.14 ± 0.17	-0.46 ± 0.04	0.831			
6213.44	2.15 ± 0.18	-0.25 ± 0.04	0.907	6005.53	2.03 ± 0.14	-0.21 ± 0.03	0.859			
6322.70	2.16 ± 0.12	-0.25 ± 0.03	0.939	6027.06	2.81 ± 0.10	-0.39 ± 0.02	0.871			
6335.30	2.28 ± 0.10	-0.28 ± 0.02	0.938	6055.99	2.93 ± 0.16	-0.42 ± 0.03	0.879			
6336.84	2.68 ± 0.26	-0.37 ± 0.06	0.958	6065.50	2.45 ± 0.13	-0.33 ± 0.03	0.864			
6358.69	2.67 ± 0.14	-0.36 ± 0.03	0.940	6136.62	2.23 ± 0.15	-0.29 ± 0.04	0.862			
6609.12	2.38 ± 0.13	-0.29 ± 0.03	0.941	6137.70	2.62 ± 0.14	-0.38 ± 0.03	0.838			
TETA ex = 0.937 ± 0.005				6180.22	2.48 ± 0.14	-0.31 ± 0.03	0.801			
				6219.29	2.46 ± 0.13	-0.33 ± 0.03	0.878			
				6229.23	3.21 ± 0.22	-0.47 ± 0.05	0.714			
				6252.57	2.77 ± 0.11	-0.40 ± 0.03	0.838			
				6265.15	2.34 ± 0.14	-0.30 ± 0.03	0.866			
				6302.51	2.62 ± 0.14	-0.36 ± 0.03	0.849			
				6344.16	2.36 ± 0.10	-0.30 ± 0.02	0.868			
				6355.04	2.44 ± 0.15	-0.31 ± 0.03	0.889			
				6393.61	2.55 ± 0.10	-0.36 ± 0.02	0.875			
				6419.98	3.03 ± 0.24	-0.44 ± 0.05	0.835			
				6430.86	2.62 ± 0.14	-0.37 ± 0.03	0.863			
				6475.63	2.34 ± 0.17	-0.29 ± 0.04	0.864			
				6481.88	2.51 ± 0.13	-0.33 ± 0.03	0.862			
				6518.38	2.38 ± 0.16	-0.30 ± 0.03	0.851			
				6597.61	2.71 ± 0.26	-0.36 ± 0.05	0.861			
				$\theta_{ex} = 0.850 \pm 0.006$						

В таблице 1 для каждой линии FeI из работы Шмидта (1971) приведены коэффициенты a , b , их среднеквадратичные отклонения σ и параметр θ_{ex} для солнечных спектральных линий.

Неоднородность Солнечного спектра как звезды сравнения

Метод определения θ_{ex} посредством таблицы 1 применен к анализу солнечного спектра в интервале длин волн 5400–6600 Å.

Эквивалентные ширины линий FeI взяты из Утрехтского каталога (1960).

Параметры температуры возбуждения для 48 линий приведены в таблице 1. В результате получены три группы линий и соответственно три "кривые роста" со следующими физическими параметрами: 1. $\theta_{ex1} = 0.937 \pm .005$ $T_{r1} = 6560(K)$ $V_{i1} = 1.3 \text{ км/с}$

2. $\theta_{ex2} = 0.850 \pm .007$ $T_{r2} = 7231(K)$ $V_{i2} = 2.4 \text{ км/с}$

3. $\theta_{ex3} = 0.757 \pm .023$ $T_{r3} = 8119(K)$ $V_{i3} = 1.0 \text{ км/с}$

где $\bar{\theta}_{ex}$ – средний параметр температуры возбуждения; $T_r = T_{ex}/0.82$ – температура spectroобразующего слоя и турбулентная скорость V_i км/с, определенная на основании смещения по оси ор-

Таблица 2. Расчет модели атмосферы Солнца, как звезды сравнения

WAVE	CODE	EW(mÅ)	$lg gf$	Elow(Ev)	V_{turb}	$lg r$	$lg A(H=12)$
$T_{eff} = 6560.0$ $lg G = 4.4$ (первая группа линий)							
2 5434.52	26.00	184.0	-1.96	1.011	1.29	-0.544	7.844
5554.88	26.00	110.0	0.37	4.548	1.29	-0.145	7.711
5560.20	26.00	52.0	-0.20	4.434	1.29	-0.236	6.994
5569.61	26.00	172.0	-0.07	3.417	1.29	-0.342	7.935
5576.09	26.00	113.0	-0.30	3.430	1.29	-0.251	7.502
6200.31	26.00	55.0	-1.96	2.608	1.29	0.164	7.178
6213.43	26.00	60.0	-2.15	2.223	1.29	0.108	7.130
6322.69	26.00	76.0	-1.93	2.588	1.29	-0.032	7.576
6335.33	26.00	102.0	-1.86	2.198	1.29	-0.256	7.677
6336.82	26.00	120.0	-0.28	3.686	1.29	-0.261	7.716
6609.11	26.00	75.0	-2.28	2.559	1.29	-0.026	7.861
$T_{eff} = 7231.0$ $lg G = 4.4$ (вторая группа линий)							
5987.07	26.00	69.0	0.40	4.795	2.35	0.049	7.025
6005.54	26.00	21.0	-2.71	2.588	2.35	0.222	7.549
6027.05	26.00	62.0	-0.29	4.076	2.35	0.071	7.034
6055.99	26.00	75.0	0.37	4.733	2.35	0.015	7.101
6065.48	26.00	116.0	-1.03	2.608	2.35	-0.301	7.461
6136.62	26.00	137.0	-0.94	2.453	2.35	-0.449	7.578
6137.69	26.00	128.0	-0.95	2.588	2.35	-0.385	7.558
6180.20	26.00	40.0	-2.08	2.727	2.35	0.161	7.390
6219.28	26.00	82.0	-2.04	2.198	2.35	-0.073	7.561
6252.55	26.00	109.0	-1.29	2.404	2.35	-0.260	7.425
6265.13	26.00	72.0	-2.00	2.176	2.35	-0.009	7.347
6302.49	26.00	83.0	-0.61	3.686	2.35	-0.056	7.364
6344.15	26.00	57.0	-2.35	2.433	2.35	0.080	7.644
6355.03	26.00	62.0	-1.76	2.845	2.35	0.053	7.504
6393.60	26.00	116.0	-1.10	2.433	2.35	-0.311	7.369
6430.84	26.00	107.0	-1.57	2.176	2.35	-0.252	7.470
6475.63	26.00	57.0	-2.23	2.559	2.35	0.075	7.664
6481.87	26.00	63.0	-2.40	2.278	2.35	0.041	7.691
6518.37	26.00	61.0	-1.93	2.831	2.35	0.058	7.634
$T_{eff} = 8119.0$ $lg G = 4.4$ (третья группа линий)							
5584.76	26.00	34.0	-1.19	3.573	1.03	-0.286	7.738
5618.63	26.00	42.0	-0.21	4.209	1.03	-0.339	7.391
5635.82	26.00	30.0	-0.42	4.256	1.03	-0.259	7.360
5636.70	26.00	17.0	-1.19	3.640	1.03	-0.195	7.728
5650.02	26.00	33.0	0.29	5.099	1.03	-0.252	7.262
5650.70	26.00	34.0	0.39	5.085	1.03	-0.257	7.171
5652.32	26.00	24.0	-0.42	4.260	1.03	-0.225	7.242
5653.89	26.00	36.0	-0.36	4.386	1.03	-0.293	7.520
5691.50	26.00	38.0	-0.31	4.301	1.03	-0.310	7.458
5705.47	26.00	37.0	-0.31	4.301	1.03	-0.305	7.440
5775.08	26.00	48.0	-0.16	4.220	1.03	-0.396	7.502
5793.91	26.00	28.0	-0.65	4.220	1.03	-0.248	7.499
5804.46	26.00	18.0	-1.11	4.283	1.03	-0.201	7.724
5806.72	26.00	51.0	0.15	4.607	1.03	-0.404	7.512
5814.81	26.00	21.0	-0.64	4.283	1.03	-0.215	7.352
5856.08	26.00	29.0	-0.39	4.294	1.03	-0.255	7.314
5927.79	26.00	39.0	0.00	4.652	1.03	-0.321	7.423
6165.36	26.00	33.0	-0.63	4.142	1.03	-0.293	7.555
6187.99	26.00	36.0	-0.88	3.943	1.03	-0.312	7.724
6215.15	26.00	40.0	-0.52	4.186	1.03	-0.346	7.645

динат экспериментальной "кривой роста" относительно теоретической. Полученные значения $\bar{\theta}_{ex}$ оказались значительно выше солнечного, определенного по общему потоку, но они не противоречат среднему значению $\bar{\theta}_{ex} = 0.79$ из работы Шмидта (1971), в которой солнечный спектр исследован как звезда сравнения. Затем из Утрехтского каталога (1960), выписывались все линии FeI имеющие определения сил осцилляторов в работе Корлисса, Тека (1968) и устанавливалась принадлежность каждой линии к одной из трех групп. В дальнейшем каждая группа исследовалась методом моделей атмосфер Куруца (1979). В таблице 2 показаны результаты, полученные методом моделей атмосфер. Среднее содержание атомов железа в каждой группе следующее: $lg(Fe/H)_1 = 7.62 \pm .05$; $lg(Fe/H)_2 = 7.32 \pm .03$; $lg(Fe/H)_3 = 7.47 \pm .04$. Полученные значения удовлетворяют общепринятому относительному содержанию атомов железа в солнечной атмосфере приблизительно 7.5 dex и косвенно подтверждают правомерность примененного метода для определения θ_{ex} .

Обращает на себя внимание уверенная зависимость эквивалентной ширины FeI от оптической толщи τ . Она представлена на рис.1, где ось ординат – эквивалентная ширина в ангстремах, ось абсцисс – параметр оптической толщи $lg \tau$. Крестиком и точкой показаны соответственно линии из 1-ой и 2-ой группы. Полыми точками показаны линии из 3-ей группы, для которых оптическая толщина значительно меньше, а $T_{\tau 3}$ – наиболее высокое.

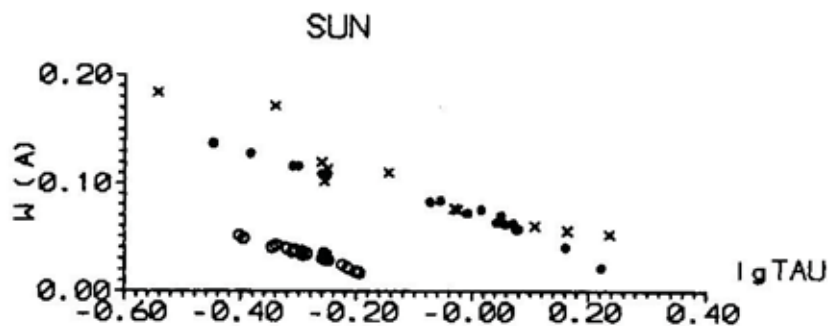


Рис.1. Зависимость эквивалентной ширины W_λ от оптической толщи $lg \tau$. $\times$ – линии первой группы $\theta_{ex} = 0.937$ $\bullet$ – линии второй группы $\theta_{ex} = 0.850$ $\circ$ – линии третьей группы $\theta_{ex} = 0.757$

Проведенное исследование показало, что спектр Солнца как звезды сравнения в исследуемом диапазоне неоднороден и не может быть аппроксимирован одной моделью. Использование трех моделей для соответствующих групп линий показывает близкие значения относительного содержания железа. По-видимому, в различных интервалах длин волн температуры возбуждения могут не совпадать. Оптическая толщина $lg \tau$ всех линий FeI находится в интервале от -0.54 до $+0.24$ и можно предположить, что наблюдаемая неоднородность имеет поверхностный характер. В настоящей работе оказалось единственно возможным использование системы сил осцилляторов Корлисса, Тека (1968). Полученные результаты не распространяются на другие диапазоны длин волн.

Литература

- Корлисс и др. (Corliss C.H., Tech J.L.), 1968, NBS, N108.
 Куруц (Kurucz R.L.), 1979, Ast.J.Suppl.Ser., bf 40, 1.
 Шмидт (Schmidt E.G.), 1971, Asp.J., 22, 12.

УДК 524.31

Исследование химического состава пекулярных звезд по наблюдениям Крымской астрофизической обсерватории

В.В. Леушин

Специальная астрофизическая обсерватория

Поступила в редакцию 5 июля 1995 г.

Начатые 30 лет назад исследования химического состава пекулярных звезд основывались вначале на спектрограммах, полученных И.М. Копыловым на призмённом спектрографе 50 телескопа КрАО, с дисперсией 23 Амм близ $H\beta$. По этим спектрам методом кривой роста для e УМа были получены избытки Cr, Mn, Sr и дефицит Ca.

Статистический подход к исследованию Ар звезд был применен на базе дифракционных спектрограмм с дисперсией 13–15 А/мм, получаемых на дифракционном спектрографе АСП-11. По этой программе для 120 звезд было получено около 500 спектрограмм, по которым с помощью степеней пекулярности исследовались аномалии химического состава и их связи с физическими характеристиками звезд, а также проводился и детальный анализ химсостава для отдельных звезд.

На базе этих же спектрограмм была предпринята попытка исследования распределения аномальных элементов по глубине в атмосфере пекулярной звезды HD 153882. Было показано, что для возникновения аномально сильных линий в спектре необязательно иметь избыток элемента во всей атмосфере, достаточно создать его в подходящем слое. Таким образом, было показано, что пекулярная звезда может иметь нормальный химический состав. Эффект неравномерного распределения по высоте искажает контур линии по сравнению с нормальным, но величина этих искажений оставалась недоступной для измерений в то время.

Современное состояние и средств наблюдений, и методов моделей атмосфер, и синтетических спектров позволяет достаточно точно учитывать особенности индивидуальных звезд при анализе их атмосфер и решить поставленную тогда задачу.

Одновременно прогресс в теории и в точности наблюдательных данных обострил некоторые проблемы, связанные с пониманием природы аномалий в спектрах Ар звезд.

Вот некоторые из них:

1. Четверть века считается установленным, что пекулярные интенсивности линий отражают особенности распределения химических элементов в атмосферах Ар-звезд, обусловленные диффузионным разделением элементов. В то же время теоретические расчеты диффузии показывают, что мы должны ожидать ослабление линий элементов с наибольшим космическим содержанием, что довольно часто не наблюдается.

2. Для этих же звезд характерна ситуация, когда по разным линиям одного и того же элемента получается разное количество его в атмосфере (как правило, по линиям в синей области повышенное, а по линиям в красной – пониженное). В этом же ряду стоит факт, обнаруженный по исследованиям инфракрасного триплета кислорода: эквивалентная ширина триплета связана с полученным обилием кислорода, как будто все исследуемые звезды (пекулярные звезды разных типов) имеют одну и ту же температуру в 9000 К. Причем эти факты трудно, а порой и просто невозможно, списать на ошибки наблюдений.

3. До сих пор неоднозначной остается проблема дефицита гелия в Ар звездах. В то же время сопоставление интенсивностей линий гелия и железа, или соответствующих количественных спектральных классов с цветом $B - V$ показывает, что изменение спектрального класса пекулярных звезд в интервале B9.5–A0.5 примерно на два спектральных подкласса в холодную сторону, по сравнению с тем, что дает цвет, приводит к нормальному содержанию и гелия и железа.

УДК 523.9

О феномене металличности звезд

В.В. Леушин, Г.П. Топильская

Специальная Астрофизическая Обсерватория, РАО

Поступила в редакцию 5 июля 1995 г.

1. Современное состояние методов моделей атмосфер и синтетических спектров позволяет достаточно точно учитывать особенности индивидуальных звезд при анализе их химических составов. В связи с этим существующий разброс данных для одних и тех же звезд по работам разных авторов просто удручает (см. табл. 1, где данные получены по одному и тому же спектральному материалу и с одной и той же системой сил осцилляторов). В этой системе солнечные значения содержаний железа и титана соответственно равны: $\lg N(\text{Fe}) = 7.65_{\odot}$ и $\lg N(\text{Ti})_{\odot} = 5.02$ (Эдельман и Ланц 1988).

2. Принципиальное отличие наших определений от остальных, приведенных в табл. 1, заключается в том, что наши расчеты проводились с учетом магнитного поля. Полученное при этом значение содержания железа ($\lg N(\text{Fe})$ при $\lg N(\text{H})=12.0$) для ϕHer (Ар звезда типа Hg-Mn) равно солнечному и находится в середине таблицы. Можно считать, что все имеющиеся здесь различия обусловлены обычными ошибками, причем магнитное поле в атмосфере ϕHer по нашим определениям равно нулю.

3. В то же время для $O\text{Peg}$ (Am звезда) учет поля дает меньшее значение $\lg N(\text{Fe})$, чем у остальных авторов, и это значение опять равно солнечному. Неучет поля приводит к фиктивному завышению определяемых содержаний элементов из-за магнитной интенсификации линий, увеличению разброса значений $\lg N$ для разных линий (разная интенсификация магнитным полем) и появлению зависимости $\lg N$ от фактора Ланде. Минимизация двух последних эффектов варьированием величины магнитного поля позволяет повысить точность определения содержаний элементов и найти значение магнитного поля в атмосфере звезды.

Таким образом, для ϕHer ($T_{eff} = 11600\text{ K}$, $lgg = 3.8$) и $O\text{Peg}$ ($T_{eff} = 9500\text{ K}$, $lgg = 3.5$) было получено:

ϕHer : $\lg N(\text{Fe}) = 7.654 \pm 0.020$, $N < 50 \pm 100\text{ Гс}$, $V_t = 0.1 \pm 0.1\text{ км/с}$.

$O\text{Peg}$: $\lg N(\text{Fe}) = 7.651 \pm 0.013$, $N = 2070 \pm 100\text{ Гс}$, $V_t = 1.75 \pm 0.1\text{ км/с}$.

Найденное в Am звезде $O\text{Peg}$ магнитное поле подтверждает ранее сделанные оценки поля по ширинам спектральных линий (Ланц и Матис 1993), и магнитная интенсификация линий в подобных звездах может быть именно той причиной, по которой Am звезды отделяются от нормальных A звезд.

4. Для проверки высказанного выше предположения о причине возникновения феномена "металличности" нами был проведен такой же анализ атмосферы "металлической" звезды Сириуса А. Эквивалентные ширины для анализа содержания железа и титана в атмосфере Сириуса выбирались из работ Боярчука (1962) и Белла и др. (1981), а система сил осцилляторов была той же.

Полученные результаты таковы:

$$\begin{array}{lcl}
 T_{eff}=10150\pm 75 & & \lg N(\text{Fe}) \\
 \lg g=4.3 & <\text{Fe}> = 7.905\pm 0.005(53) \\
 V_t=2.20\pm 0.05 & \text{FeI} & \text{FeII} \\
 N=0\pm 100 & 7.899\pm 0.011(33) & 7.908\pm 0.010(20) \\
 & 7.896\pm 0.005(13) & 7.915\pm 0.076(9) \\
 & \lg N(\text{Ti})=5.301\pm 0.018) \\
 & \lg N(\text{Ti})=5.316\pm 0.014(6)
 \end{array}$$

5. Поскольку Сириус является довольно близкой и яркой двойной системой, то значения массы и радиуса главного компонента, известные с хорошей точностью, определяют важнейший параметр атмосферы – ускорение силы тяжести. Причем гравитационное значение $\lg g = 4.3$, практически совпадает с эффективным, так как поправки за вращение и лучевое давление здесь малы. Практически однозначно определяется и эффективная температура, и величина ее ошибки $T_{eff} = 10150 \pm 150 \text{ K}$. Поэтому в качестве свободных параметров здесь остается микротурбулентная скорость, которая по работам Белла, Драйлинга (1981) и Саванова (1987) колеблется в пределах от 1.5 до 2.5 км/с, и величина поперечного магнитного поля, которое мы попытались определить. Расчеты для линий железа и титана проводились со следующей сеткой параметров: $T_{eff} = 10000$ и 10150 K , $N = 0, 50, 100, 500, 1000$ и 2000 Гс , $V_t = 2.00, 2.20, 2.30, 2.35$ и 2.40 км/с . Для всех расчетов $\lg g = 4.3$.

В скобках указано число линий, по которым посчитано приведенное среднее значение и соответствующая ошибка.

6. Полученные значения содержаний железа и титана, а также отсутствие в атмосфере Сириуса магнитного поля позволяют сделать однозначный вывод, что Сириус не является представителем Am звезд, таких как O Peg. Усиление линий металлов в его спектре вызвано реальным избытком элемента в атмосфере.

Таблица 1. Содержание железа в атмосферах ϕ Her и O Peg по линиям FeI и FeII

ϕ Her				O Peg			
$\lg N(\text{FeI})$	$\lg N(\text{FeII})$	d	Автор[1]	$\lg N(\text{FeI})$	$\lg N(\text{FeII})$	d	Автор[1]
7.92 $\pm$.20	7.37 $\pm$.32	.55	Cowley	7.89 $\pm$.02	7.91 $\pm$.03	.02	Smith, Dworetsky
7.88 $\pm$.27	7.72 $\pm$.26	.16	Lanz	7.87 $\pm$.02	8.00 $\pm$.02	.13	Vant Veer
7.71 $\pm$.12	7.60 $\pm$.22	.11	Takeda-Hidai	7.81 $\pm$.12	7.57 $\pm$.22	.24	Coupry, Burkhart
7.69 $\pm$.04	7.65 $\pm$.02	.04	Леушин	7.80 $\pm$.14	7.82 $\pm$.19	.02	Cowley
7.67 $\pm$.26	7.48 $\pm$.27	.19	Adelman	7.75 $\pm$.28	7.78 $\pm$.18	.13	Castelli, Hack
7.66	7.56	.10	Боярчук, Саванов	7.70 $\pm$.16	7.63 $\pm$.17	.07	Adelman
7.48 $\pm$.15	7.44 $\pm$.13	.04	Рябчикова, Пискунов	7.68 $\pm$.20	7.70 $\pm$.24	.02	Kocer, Bolkal, Saatci
				7.65 $\pm$.01	7.65 $\pm$.01	.00	Sadakane
d = $\lg N(\text{FeI}) - \lg N(\text{FeII})$				Леушин			

7. Характер аномалий химического состава, важнейшими из которых являются дефицит углерода и избыток азота (Лэйн и Лестер 1984; Холвергер и др. 1986; Ламберт и др. 1982) наряду с

дефицитом бериллия и бора (Продери и др. 1977) свидетельствует о том, что аномалии в атмосфере Сириуса А были созданы в результате сброса вещества со спутника, прошедшего эволюционную стадию главной последовательности. Дефицит углерода указывает на то, что вещество, попавшее в атмосферу Сириуса А, было переработано CNO циклом. Причем отсутствие избытка гелия (Куруц и Фуренлид 1979) и, скорее всего, его нормальное содержание (Холвегер и др. 1986) позволяет предположить, что речь может идти о сбросе вещества, переработанного в слоевом источнике горения водорода. Время же сброса соответствовало тому моменту работы слоевого источника, когда установилось равновесие между C, N и O, а водород в гелий еще не преобразовался. В то же время достаточно большие по прежним определениям избытки железа и титана требовали более продвинутых стадий ядерной эволюции, которые должны были изменить не только наблюдаемые отношения C/N, но и содержания тяжелых элементов. Найденные же нами величины избытков Fe и Ti не требуют для их создания ядерных процессов в системе Сириуса. Небольшое увеличение содержаний этих элементов может быть связано с общегалактическим увеличением тяжелых элементов, и отражает более позднее происхождение звезд системы Сириуса по сравнению с Солнцем.

8. Таким образом, феномен "металличности" звезд может быть обусловлен совершенно разными причинами в каждом конкретном случае: 1) наличием поперечного магнитного поля в атмосфере (OPeg); 2) реальными избытками элемента в атмосфере (Сириус); 3) какими-либо другими причинами, например, сложением спектров в двойной системе (Любимков 1989).

Литература

- Боярчук А.А., 1962, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 28, 123.
Белл, Драйлинг (Bell B.A., Dreiling L.A.), 1981, *Astrophys. J.*, 248, 1031.
Куруц, Фуренлид (Kurucz R., Furenlid I.), 1979, *SAO Spec. Rept.*, 387, 1.
Ламберт и др. (Lambert D.L., Roby S.W., Bell R.A.), 1982, *Astrophys. J.*, 254, 663.
Ланц, Матис (Lanz T., Mathys G.), 1993, *Astron. Astrophys.*, 280, 486.
Лейн, Лестер (Lane M.C., Lester J.B.), 1984, *Astrophys. J.*, 281, 723.
Любимков Л.С., 1989, *Астрофизика*, 31, 519.
Прадери и др. (Praderie F., Boesgaard A.M., Pitois M.L.), 1977, *Astrophys. J.*, 214, 130.
Саванов И.С., 1987, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 76, 37.
Холвегер и др. (Holweger H., Steffen M., Gigas D.), 1986, *Astron. Astrophys.*, 163, 333.
Хилл, Ландстрит (Hill G.M., Landstreet J.D.), 1993, *Astron. Astrophys.*, 276, 142.
Эдельман, Ланц (Adelman S.J., Lanz T (eds.), 1988, in: *Elemental Abundance Analyses*. Inst. Astr. Univ., Lausanne, P. 234.

УДК 524.35

Магнитные поля Ар-звезд

В.Д. Бычков

Государственный Научный Центр, Специальная астрофизическая обсерватория РАН, п. Нижний Архыз

Поступила в редакцию 10 июля 1994 г.

В настоящее время известно, что сильными глобальными магнитными полями обладают приблизительно 50% Ар-звезд. Причем хорошо прослеживается зависимость частоты встречаемости магнитных полей Ар-звезд от типа пекулярности. Так, например, магнитные поля наиболее часто встречаются у Ар-звезд с аномальным содержанием в атмосферах гелия He (He-rich, He-weak), Si, Si-Sr-Cr-Eu и Sr-Cr-Eu. Практически никогда не встречаются магнитные поля у Hg-Mn звезд, звезд типа λ Boo и Am-звезд, хотя имеются серьезные основания подозревать наличие полей у некоторых из них (Матис и Ланс 1990).

Известно также, что у этих объектов магнитные поля переменны во времени. В настоящее время изучено магнитное поведение 104 объектов, т.е. найден период и вид периодической зависимости. На основании этого можно сделать некоторые заключения о наблюдаемых типах переменности магнитных полей Ар-звезд.

Тип I. Магнитное поведение подавляющего большинства звезд (около 90%) имеет вид синусоиды с амплитудами от сотен до нескольких тысяч гаусс и периодами от 0.5 до десятков дней. Периоды переменности магнитного поля совпадают с периодами вращения. Переменность полностью определяется эффектами проекции в рамках модели наклонного ротатора Стибса-Престона. В этой модели магнитное поле есть центральный диполь, ось которого наклонена к оси вращения. Параметры переменности, в основном, определяются величиной углов наклона оси вращения к лучу зрения, оси диполя к оси вращения и напряженностью поля на полюсе диполя. Магнитное поле диполя “вморожено” в вещество звезды, постоянно во времени и жестко вращается вместе с ней. Такой тип переменности можно было бы условно назвать простым гармоническим.

Тип II. Магнитное поведение некоторых звезд не носит чисто гармонический характер. Качественно можно было бы описать такое поведение следующим образом: основной вклад в переменность дает основная гармоника (синусоида), на которую накладываются некоторые возмущения с амплитудой не более 10–15% от основной. Это, к примеру, звезда Ренсона HD32633 (Ренсон 1984); HD133880, (Ландстрит 1990) и т.д. Таких объектов встречается порядка 5% от общего числа изученных. Одно из наиболее распространенных объяснений – квадрупольная структура поля, в которой интенсивность второго диполя существенно ниже первого. Поле так же “вморожено” в вещество звезды и постоянно во времени. Описательно такой тип переменности можно было бы назвать квазигармоническим. Следует заметить, что, вероятно, такого типа объектов существует гораздо больше. На многих чисто “гармонических” кривых не были замечены небольшие по величине особенности просто вследствие относительно низкой точности измерений. Естественно, что с возрастанием точности и числа измерений будут найдены новые интересные особенности в магнитном поведении.

Тип III. Известны объекты, периодическое магнитное поведение (фазовую кривую) которых трудно описать простыми выражениями. Имеется ввиду звезда HD37776 (Томпсон и Ландстрит

1985). В течении периода наблюдается два "резких" максимума и два относительно широких минимума, различающихся по форме и продолжительности. Интерпретация – квадрупольная конфигурация магнитного поля. Переменность объясняется тем, что квадруполь также "вморожен" в вещество звезды и вращается вместе с нею. В настоящее время известен только один объект с таким магнитным поведением. В соответствии с имеющимися у нас на текущий момент знаниями о магнитном поведении Ар-звезд (104 изученных объекта), можно утверждать, что частота встречаемости таких объектов не более 1%. Такой тип переменности условно можно было бы назвать как двухпиковый.

Тип IV. Поскольку исследования звездного магнетизма ведутся уже почти 50 лет, то за это время для некоторых Ар-звезд накоплены достаточно длинные ряды измерений, позволяющие судить о магнитном поведении на протяжении десятков лет. Это позволило обнаружить редкое по частоте встречаемости (не более 3%) явление долгопериодической, так называемой "вековой" переменности. Самым замечательным примером в этом смысле является HD201601 (Gamma Equ), магнитное поле которой было открыто Бэбкоком (1958) и исследовалось в течении 10 лет с 1946 по 1956 год. На основании этих измерений Бэбкок (1958) сделал вывод о том, что магнитное поле у этой звезды в среднем постоянно на уровне около +500 Гс. Более поздние исследования Бонсак и Пилаховски (1974), Шольц (1971, 1979) позволили обнаружить плавное изменение магнитного поля до – 800 Гс. В настоящее время в САО РАН на протяжении ряда лет ведутся регулярные измерения магнитного поведения этой звезды, что должно позволить уточнить период и параметры "вековой" переменности. Наиболее популярны три подхода к объяснению такого поведения: 1. Очень медленное осевое вращение; 2. Ось вращения прецессирует вследствие двойственности (Герт 1984; Лехман 1988); 3. Физическая переменность магнитного поля аналогична циклам солнечной активности (Краузе и Шольц 1981).

Тип V. Этот тип переменности условно можно назвать неправильным. Имеется в виду звезда 52 Her (HD152107). Эта звезда обычно показывает типичную переменность поля, как и у большинства магнитных Ар-звезд, со средним значением около + 500 Гс. Но в интервале времени JD2442400-2444200 наблюдалось изменение средней напряженности поля до – 3500 Гс (Бычков и др. 1991). Пока не найдено непротиворечивых объяснений такому магнитному поведению. Наблюдалось это пока только у одного объекта, так что можно оценить частоту встречаемости таких объектов в 1%.

В заключение хотелось бы отметить важность попыток обоснованной классификации наблюдаемых явлений. Предлагаемая схема – начальный вариант, над которым нужно работать. Этой работой нам хотелось бы помочь тем, кто пытается ответить на главные вопросы: как возникают и как эволюционируют столь сильные магнитные поля у Ар-звезд, почему именно у Ар-звезд, и почему такой конфигурации?

Автор благодарен Американскому Астрономическому обществу за финансовую поддержку данной работы.

Литература

- Бонсак и Пилаховски (Bonsack W.K. & Pilachowski C.A.), 1974, *Ap.J.*, **190**, 327.
Бэбкок (Babkok H.W.), 1958, *Ap.J. Suppl. Ser.*, **30**, 141.
Бычков и др. (Bychkov V.D., El'kin V.G., Shtol V.G.), 1992, in: *Stellar magnetism. International Conference Proceedings*, p.211.
Герт (Gerth E.), 1984, *Astron.Nachr.*, **305**, 329.
Краузе и Шольц (Krause F. & Scholz G.), 1981, *Liege Astrophys.Colloq.*, N 23, p 323.
Ландстрит (Landstreet J.D.), 1990, *Ap.J.*, **352**, L5.
Лехман (Lehmann H.), 1988, in: *Magnetic stars. Proceed.of Intern.Meeting*, Leningrad: Nauka, p.89.
Матис и Ланс (Mathys G. & Lanz T.), 1990, *A&A*, **230**, L21.
Ренсон (Renson P.), 1984, *A&A*, **139**, 131.
Томпсон и Ландстрит (Thompson J.B. & Landstreet J.D.), 1985, *Ap.J.*, **289**, L9.
Шольц (Scholz G.), 1971, *Astron.Nachr.*, **292**, 281.
Шольц (Scholz G.), 1979, *Astron.Nachr.*, **300**, 213.

УДК 524.35

Ар-звезды в затменно-двойных системах: YZ Cas

В.Д. Бычков

Государственный научный центр, Специальная астрофизическая обсерватория РАН, п. Нижний Архыз

Поступила в редакцию 10 июля 1995г.

Статистические исследования Ар-звезд показали, что около 20% из них входит в состав физически – двойных систем (Лебедев 1989). Следовательно, некоторая доля двойных систем с химически пекулярными компонентами должна наблюдаться как затменные, что дает дополнительные уникальные возможности при изучении этих удивительных объектов. Основная идея данной работы – рассмотрение некоторых проблем Ар-звезд на примере конкретной затменной двойной системы с Ар-компонентом с целью демонстрации перспективности такого подхода.

Для исследования была взята хорошо известная затменная двойная система YZ Cas (HD 4161), яркая ($V = 5.66$), с большим отношением светимостей компонентов. Фотометрические элементы, кривые лучевых скоростей обоих компонентов, параметры орбиты и физические характеристики системы с высокой точностью определил Лэси (1981). Орбитальный период постоянен в течение 50 лет (Дитхельм и Лайнес 1986) и равен 4.4672235 дня. Спектральная принадлежность компонентов, согласно Ландшир (1983): главного – A2m, вторичного – F5.

Целью настоящей работы является изучение главного компонента YZ Cas по трем направлениям: 1) исследование глобального магнитного поля, 2) количественное исследование химического состава атмосферы, 3) оценка точности основных физических параметров компонентов. Для этого было получено 20 зеемановских спектрограмм на 6-м телескопе САО РАН в период 1985–87 годы с обратной дисперсией 9 Å/мм. Оценки магнитного поля главного компонента, полученные по этим спектрам, наилучшим образом сворачиваются с периодом 3.4903 дня. Оценки магнитного поля и предполагаемая фазовая зависимость изображены на рис. 1. Параметры этой зависимости описываются выражением

$$Be(t) = B_0 + B_1 \times \sin\left(\frac{2 \times (t - T)}{P}\right),$$

где $P = 3.4903$ дня, $B_0 = 53 \pm 59$ Гс, $B_1 = 991 \pm 126$ Гс, $T_0 = 2446332.444$

Естественно, следует помнить, что к этим результатам необходимо относиться как к предварительным, требующим подтверждения дополнительными измерениями. К сожалению, исследования мелкомасштабной структуры магнитного поля главного компонента при закрывании части его видимой поверхности вторичным компонентом в качестве сканирующего “темного, холодного” провести не удалось, т.к. недостаточно наблюдательного материала получено во время главного минимума.

Для исследования химического состава главного компонента YZ Cas были отобраны 2 спектра, полученные в фазе, близкой к 0.5, когда виден только главный компонент – в момент вторичного минимума.

В данном случае в пользу того, что система YZ Cas является относительно широкой, говорят следующие факты: 1) отсутствие газовых потоков в системе по наблюдениям в далеком ультрафиолете (Ландшир 1983); 2) форма кривой блеска (Лэси 1981; Крон 1939) наглядно свидетельствует

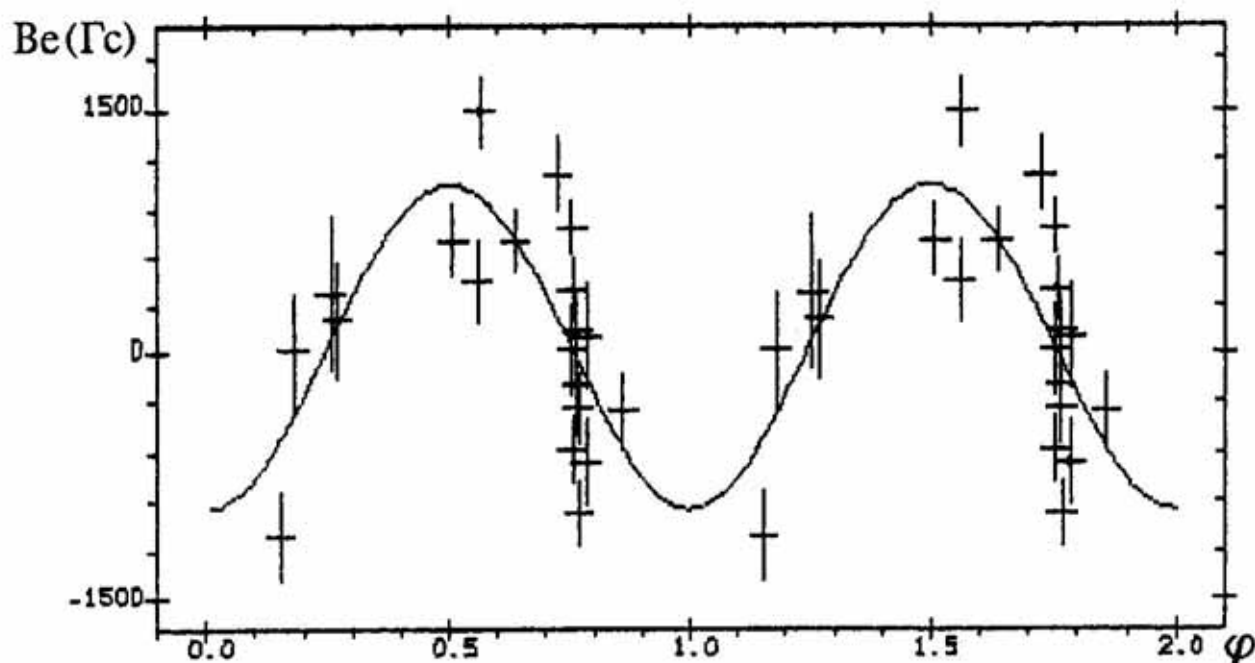


Рис. 1.

о том, что происходит именно полное затмение, а не кольцеобразное (наличие "плоского донца" в фазах вторичного минимума). Постоянство блеска системы вне затмений говорит о шарообразности компонентов системы (отсутствие приливных эффектов); 3) скорости осевого вращения компонентов и скорость системы не синхронизированы (Лэси 1981).

Поэтому исследование химсостава главной звезды YZ Cas в фазе 0.5 как одиночной звезды является достаточно обоснованным.

Химический состав атмосферы главного компонента определялся методом моделей атмосфер. Результат — главный компонент YZ Cas следует классифицировать как Ар-звезду Sr-Cr типа с усиленными линиями металлов.

По спектрам главного компонента YZ Cas, полученным в момент полного вторичного затмения (т.е. как одиночной звезды) стандартными методами (см., например, Бычков 1988), определены основные физические параметры этой системы.

Приведем для сравнения оценки параметров, полученных стандартными способами, с параметрами, полученными с очень высокой точностью абсолютным методом (Лэси 1981; см. Табл.1).

Лэси, 1981	Стандартные методы	Различие в %
$M/M = 2.31 \pm 0.01$	2.72	18
$lgg = 3.95 \pm 0.01$	4.35	10
$R/R = 2.53 \pm 0.03$	1.96	23
	1.83	28

Как видно из приведенного сравнения, стандартные методы, вероятно, не всегда дают хорошую точность, по крайней мере, в этом конкретном случае. Результаты и выводы:

1. Полученные оценки магнитного поля позволяют предположить, что главный компонент YZ Cas имеет магнитное поле.
2. Показана реальность прямого исследования распределения магнитного поля по поверхности Ар-звезды, входящей в двойную систему.
3. Главный компонент по химическому составу является Ар-звездой Sr-Cr типа, а не Am, как она классифицировалась ранее.

Благодарности. Автор выражает благодарность Цымбалу В.В. за предоставление математического обеспечения и полезные дискуссии, Бычковой Л.В. за помощь в работе, Клочковой В.Г. за полезные замечания, Черевко Т.А. за участие в наблюдениях и обработке.

Работа выполнена при поддержке гранта Американского Астрономического Общества.

Литература

- Бычков (Bychkov V.D.), 1991, Сообщения CAO, N 66. с.101.
Дитхельм и Лайнес (Diethelm R. & Lines R.), 1986, I.B.V.S., N 2924. p.1.
Крон (Kron G.E.), 1939, Lick.Obs.Bull., 19, 59.
Ландшир (Landsheer A.C.), 1983a, Astron. and Astrophys., 127, 297.
Ландшир (Landsheer A.C.), 1983b, Astron. and Astrophys. Symp. Ser., 53, 161.
Лебедев В.С., 1989, Астрофизические исследования, 27, 54.
Лэси (Lacy C.H.), 1981, Astrophys.J., 251, 591.

УДК 524.35

Магнетизм белых карликов

С.Н. Фабрика, Г.Г. Валявин, В.Г. Штоль, В.Д. Бычков

Специальная Астрофизическая Обсерватория РАН, Нижний Архыз 357147, Россия

Поступила в редакцию 1 июля 1995 г.

Измерение магнитных полей белых карликов представляет задачу, решение которой позволит получить дополнительный материал для понимания явления звездного магнетизма. Знание величин магнитных полей на белых карликах (а так же их периодов вращения) позволит определить долю момента вращения и магнитного момента, которые теряются при образовании белого карлика из звезды-гиганта. Не менее важной задачей является построение функции магнитных полей (ФМП) белых карликов – распределения частоты встречаемости этих объектов по их поверхностным магнитным полям. Ее анализ и сравнение с соответствующей функцией для звезд главной последовательности может дать ответ на следующие вопросы: какова природа магнетизма белых карликов, имеет ли он самостоятельный характер либо это остаточный магнетизм звезд? Являются ли магнитные звезды (и магнитные белые карлики) особым классом объектов, или они представляют собой “хвост” распределения звезд по магнитным полям? Каково распределение магнитного поля внутри звезд – предшественников белых карликов?

На сегодня известно 47 белых карликов с поверхностными магнитными полями от сотни килогаусс до нескольких гигагаусс при общем количестве около 1700 объектов (Фабрика и Валявин 1995). Несмотря на попытки измерения магнитных полей на нормальных (немагнитных) белых карликах (Анжел и Ландстрит 1970; Анжел и др. 1981; Бычков и др. 1991) до последнего времени не было найдено ни одного объекта с поверхностным полем существенно менее мегагаусса. Шмидтом и Смитом (1995) представлены результаты наблюдений 172 белых карликов до 15 звездной величины. Достигнутая ими точность наблюдений по измерению эффективного магнитного поля составляет в среднем 10 кГс. Несмотря на столь низкие пределы среди данной выборки, авторами обнаружено только три объекта с магнитными полями от нескольких десятков до нескольких сотен кГс. Это еще более убеждает, что магнитные поля этих объектов ниже нескольких кГс, поэтому дальнейший прогресс возможен только при улучшении точности наблюдений.

Мы проводим зеемановские измерения магнитных полей у белых карликов спектральных классов DA и DQ до 15 величины. Наблюдения проводятся на водородном магнитометре БТА (Штоль 1991). Всего были проведены наблюдения 25 белых карликов с пределами по эффективному магнитным полям от 1 до нескольких десятков кГс. Точность меняется от объекта к объекту, т.к. те звезды, у которых мы подозревали наличие поля, наблюдались до более низких пределов. Среди объектов этой выборки один из самых ярких белых карликов 40 Eri показывает эффективное поле 2.2 ± 1.1 кГс.

ФМП показана на Рис. 1, где по горизонтальной оси отложен логарифм поверхностного поля B_s в гауссах, а по вертикальной – логарифм частоты встречаемости P_B белых карликов в данном интервале величин магнитных полей, рассчитанной на один гаусс. Треугольниками показаны верхние пределы частоты встречаемости в субмегагауссовой области. Кругами показаны частоты встречаемости, полученные по измеренным магнитным полям. Статистические ошибки показаны

MAGNETIC FIELD FUNCTION OF WHITE DWARFS

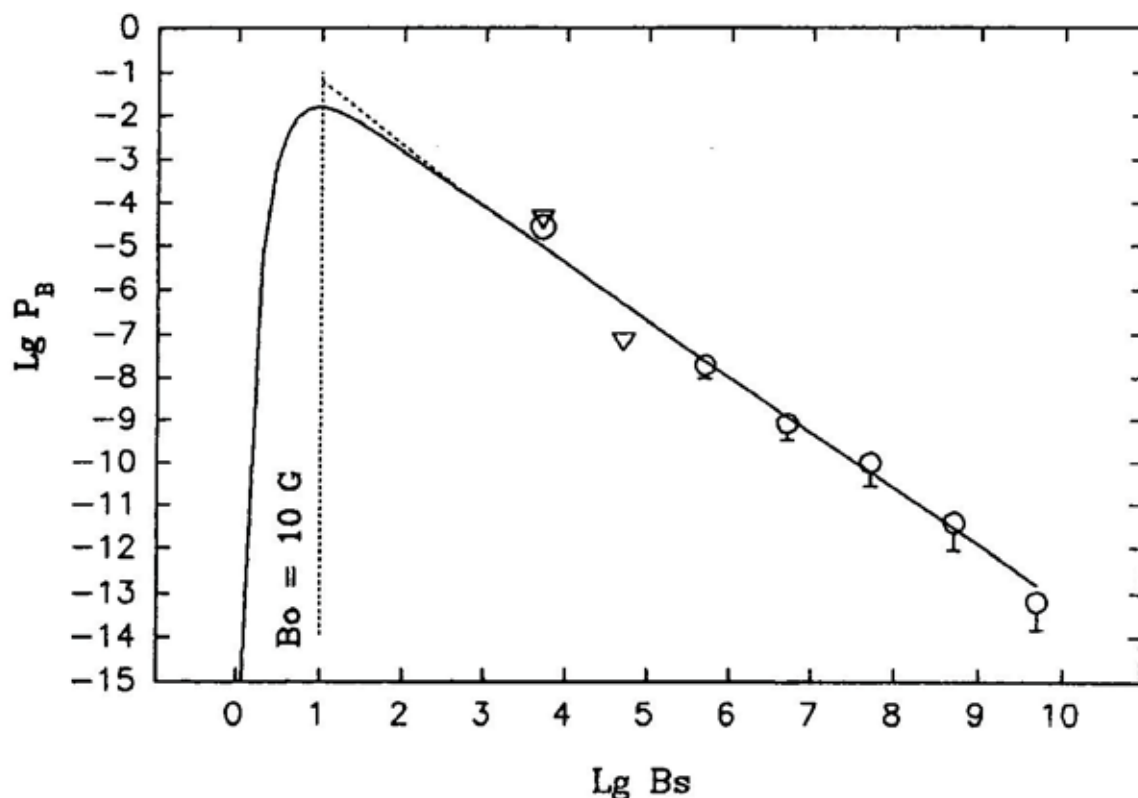


Рис. 1. Функция магнитных полей белых карликов — распределение частоты встречаемости белых карликов по величине их поверхностных магнитных полей B_s

вертикальными барами и видны только снизу из-за логарифмического масштаба графика. При построении этого графика эффективное магнитное поле переводилось в поверхностное по формуле $B_s = 3 B_e$, что является статистическим выражением связи между этими двумя величинами (Анжел и др. 1981). Для построения ФМП были использованы все известные белые карлики, у которых измерено магнитное поле. При получении частоты встречаемости важно знать не только количество объектов, у которых найдено магнитное поле, но и количество объектов, не показавших магнитного поля, но изученных в данном списке. Если невозможно было найти информацию о полном количестве белых карликов списка, в котором были открыты магнитные объекты, или если магнитный белый карлик был открыт случайно, то такие объекты выбрасывались из рассмотрения. Фабрика и Валявин (1995) подробно описывают метод построения этой функции и селекцию магнитных белых карликов.

ФМП построена в области от 1 кГс до 10 ГГс. Сейчас возможно изучать магнетизм белых карликов на интервале семи порядков величин их поверхностных магнитных полей. Весь этот интервал можно разделить на три области в зависимости от метода наблюдений магнитных полей или от метода расчета частоты встречаемости: $6 < \lg B_s < 10$, $4 < \lg B_s < 6$ и $3 < \lg B_s < 4$. В первую область входят так называемые магнитные белые карлики, поверхностное поле которых более 1 мГс. Магнитное поле этих объектов обнаруживается, как правило, по классификационным спектрам, т. к. зеемановское расщепление их линий уже достаточно велико, чтобы быть заметным при визуальном просмотре. Общее количество как магнитных, так и немагнитных белых карликов,

которые участвуют в нахождении P_B в этой области, около 1700 (Фабрика и Валявин 1995). В интервале $\lg B_s$ 6 – 7 показанная частота фактически является нижним пределом, т. к. при $B_s \approx 1$ мГс зеемановское расщепление линий еще недостаточно велико, и часть магнитных объектов могли быть пропущены на классификационных спектрах, если это спектры низкого разрешения или с невысоким отношением сигнал/шум. Во второй области 100 кГс – 1 мГс содержатся 3 объекта, поверхностные магнитные поля которых находятся в интервале $\lg B_s$ 5 – 6, открытые в работах Шмидта и Смита (1994, 1995). Всего, с учетом перекрывающихся объектов, этими авторами и нами в наших наблюдениях измерено 174 белых карлика, ошибки измерения которых соответствуют этой области магнитных полей. В третьей области в интервалах 10 кГс – 100 кГс и 1 – 10 кГс верхние пределы частот встречаемости получены по результатам наблюдений Шмидта и Смита (1995) и наших наблюдений. В данных интервалах еще неизвестно ни одного объекта, значимо показавшего магнитное поле. Данные нами оценки верхних пределов в этих интервалах получены на основании подсчета количества белых карликов, не показавших поля, но измеренных до соответствующих пределов. Верхний кружок иллюстрирует предположение, что нами зарегистрировано магнитное поле у 40 Egi.

Результаты пока не противоречат тому, что ФМП может быть описана одной простой зависимостью. Это означает, что магнитные звезды не являются самостоятельным классом объектов, а представляют собой хвост распределения звезд по магнитным полям. Пунктиром показана степенная аппроксимация ФМП со спектральным индексом $\alpha = -0.37$. Поскольку ФМП нормирована на 1, мы можем найти минимальное поле на белых карликах ($B_0 = 10$ Гс в данной модели). Сплошная линия показывает формальную аппроксимацию ФМП функцией Планка, которая неплохо удовлетворяет наблюдениям. Таким образом, на сегодня мы можем определенно утверждать, что в области магнитных полей от 100 кГс и выше, ФМП для белых карликов имеет вид степенной функции.

Литература

- Анжел и Ландстрит (Angel J.R.P. & Landstreet J.D.), 1970, *Astrophys.J.*, **160**, 147.
Анжел и др. (Angel J.R.P., Borra E.F., Landstreet J.D.), 1981, *Astrophys. J.Suppl.Ser.*, **20**, 191.
Бычков В.Д., Фабрика С.Н., Штоль В.Г., 1991, *Письма в А.Ж.*, **17**, 43.
Фабрика и Валявин (Fabrika S.N. & Valyavin G.G.), 1997, in: *Stellar Magnetic Fields*, Eds. Yu.V. Glagolevskij, I.I. Romanyuk, Moscow, p.132.
Штоль В.Г., 1991, *Изв.Спец.астрофиз.обсерв.*, **33**, 176.
Шмидт и Смит (Schmidt G.D., Smith P.S.), 1994, *Astrophys.J.*, **423**, L63.
Шмидт и Смит (Schmidt G.D., Smith P.S.), 1995, *Prepr. of the Steward Obs.*, N 1250.

УДК 524.35

Прецессионная модуляция лучевых скоростей в SS 433

Фабрика С.Н., Бычкова Л.В., Панферов А.А.

Специальная Астрофизическая Обсерватория РАН, Нижний Архыз 357147, Россия

Поступила в редакцию 1 июля 1995 г.

На основе спектрального материала, полученного на 6-метровом телескопе, а также при привлечении данных других авторов, нами была обнаружена прецессионная переменность лучевых скоростей нескольких наиболее сильных эмиссионных линий в спектре SS 433: $H\beta$, $HeII\ 4686\ \text{\AA}$, $HeI\ 5876, 6678, 7065\ \text{\AA}$. Все лучевые скорости были исправлены за орбитальную переменность. Прецессионная переменность имеет синусоидальный характер с полуамплитудой от 50 до 100 км/сек для разных линий. Минимум лучевых скоростей запаздывает примерно на 24 дня относительно фазы прецессии 0 (максимальное раскрытие аккреционного диска на наблюдателя). На Рис. 1 показана переменность лучевых скоростей линии $H\beta$ в зависимости от фазы прецессии: сверху – не исправленная за орбитальную переменность, снизу – свободная от орбитальной переменности.

Обнаружена и исследована прецессионная модуляция орбитальных кривых лучевых скоростей этих линий. Параметры орбитальных кривых существенно меняются с фазой прецессии. Выделены фазы, когда вклад газовых потоков в ветре, истекающем из аккреционного диска, меньше всего искажает профили линий. Наименьшее искажение профиля эмиссии наблюдается у высокотемпературной линии $HeII\ 4686\ \text{\AA}$. На основе этого найдена корректная функция масс SS 433, $f(M) \approx 7.7M_{\odot}$. Это подтверждает, что система является массивной. Использование известных оценок отношения масс компонентов системы дает для массу релятивистского компонента $M_x > 3M_{\odot}$, а её наиболее вероятное значение $M_x \approx 6M_{\odot}$.

Показано, что основной причиной изменения лучевых скоростей и интенсивностей эмиссионных линий с фазой прецессии является поглощение в ветре аккреционного диска. При изменении ориентации диска в ходе прецессии меняется лучевая плотность поглощающего газа, соответственно, меняется вклад абсорбции в общий профиль. Наиболее сильно искажение профилей эмиссий проявляется в районе фаз прецессии, когда аккреционный диск виден с ребра. В это время с голубой стороны на профилях эмиссионных линий появляются узкие линии поглощения (тип P Cyg). Интенсивность абсорбций меняется с фазой прецессии, максимум интенсивности запаздывает относительно фазы “диск с ребра” примерно на 24 дня. Эффекту искажения профиля поглощением подтверждена даже линия $HeII$, в профиле которой не наблюдается явно линия поглощения.

Найдена сильная зависимость лучевых скоростей линий поглощения от фазы прецессии, и показано, что значимой зависимости лучевых скоростей абсорбций от орбитальной фазы нет. На основе анализа лучевых скоростей абсорбций найдена структура газового оттока из аккреционного диска. В плоскости диска плотный газ вытекает с малой скоростью 0 – 100 км/сек, в основном, по-видимому, через либрационную точку L_2 . При приближении к оси диска плотность газа понижается и скорость ветра возрастает до 600 – 1200 км/сек в зависимости от оптической толщины для разных линий. Достаточная для формирования сильной линии поглощения оптическая толщина газа набирается при лучевых скоростях абсорбции ~200 км/с, или на расстоянии от системы $4.5 \cdot 10^{13}$ см, что примерно соответствует двум прохождениям точки L_2 через луч зрения. Этот

эффект вызывает наблюдаемое 24-дневное запаздывание появления линий поглощения в спектре SS 433 (относительно фазы "диск с ребра") и такое же запаздывание прецессионных кривых лучевых скоростей линий излучения.

Найден ряд новых периодов в изменениях лучевых скоростей эмиссионных линий, большинство из которых являются кратными прецессионному. Некоторые периоды хорошо видны на фазовой прецессионной кривой лучевых скоростей линии $H\delta$, очищенной от орбитальной модуляции (Рис. 1 снизу). Точность определения кратных периодов большой мощности сравнима с точностью определения самого прецессионного периода. Кратность основного периода 23.228 ± 0.005 дня равна 7. Показано, что причиной этих периодичностей не может быть переменность абсорбционных линий. Эти периоды, по-видимому, являются проявлением спиральных ударных волн в аккреционном диске.

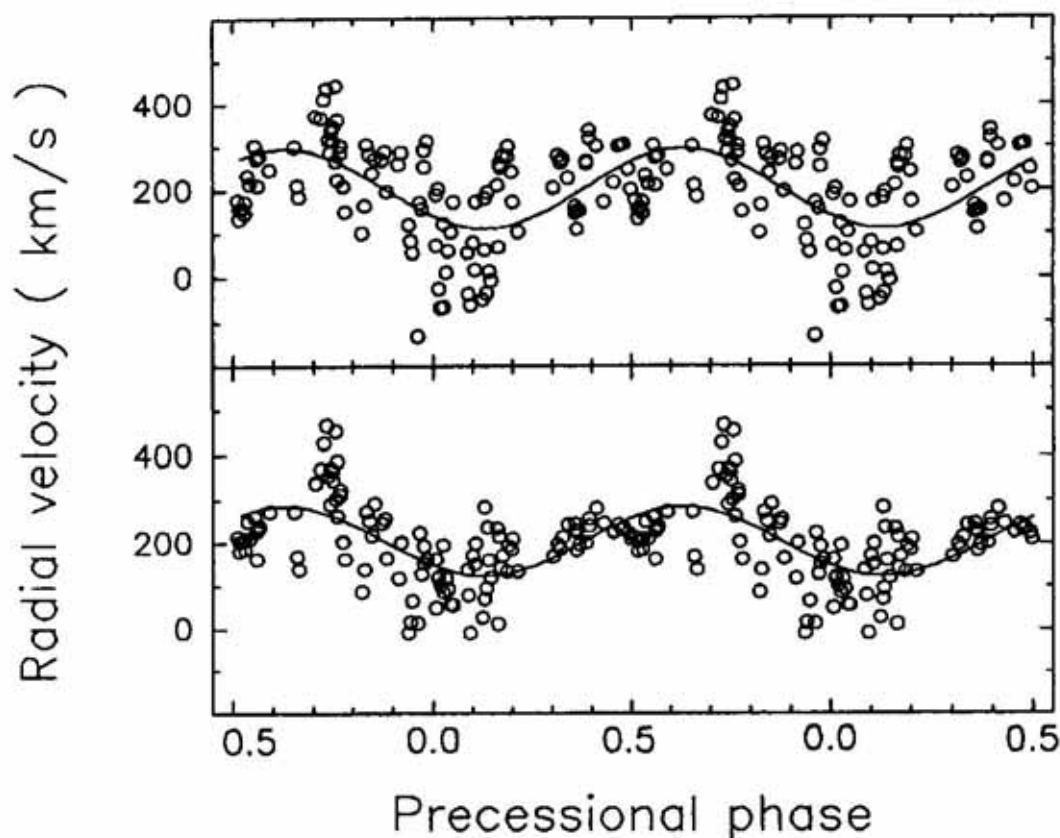


Рис. 1. Прецессионная кривая лучевых скоростей линии $H\delta$ (измеренных по пику линии) сверху и исправленная за орбитальную переменность эта же кривая снизу. На прецессионной кривой видны новые эффекты модуляции лучевых скоростей

УДК 524.31

Исследование спектральной переменности магнитоперменной звезды 52 Her

О.А. Митнов

Лаборатория космических исследований Ужгородского госуниверситета, Украина

Поступила в редакцию 4 марта 1996

Аннотация. Проведено исследование спектральной переменности звезды 52 Her вблизи Бальмеровского скачка ($\lambda = 3646 \text{ \AA}$). Используются спектральные линии железа, хрома, европия и гадолиния. При помощи кривых спектральной переменности для выбранных химических элементов и кривой изменения магнитного поля с фазой показано, что невозможно объяснить в рамках теории наклонного ротатора увеличение с глубинной концентрации железа и европия, а также различную концентрацию редких земель (европия и гадолиния) на разных глубинах атмосферы звезды 52 Her: в глубине – вблизи отрицательного магнитного полюса, а на поверхности – вблизи положительного магнитного полюса и в районе магнитного экватора.

Ключевые слова: переменные звезды, спектры звезд

УДК 524.3-36

Определение содержания углерода в атмосфере К-гиганта $\gamma^1\text{Leo}$ по спектру молекулы CH

А.В. Шаврина, Л.А. Яковина¹, М.Е. Боярчук²

¹ Главная астрономическая обсерватория, Голосеево, Украина

² Институт астрономии РАН, Москва, Россия

поступила в редакцию 1 июля 1995 г.

Содержание углерода в атмосферах звезд поздних спектральных классов обычно определяют по спектрам углеродсодержащих молекул (CH , C_2 , CN). Наиболее предпочтительно использование для этой цели молекулы CH , так как в этом случае содержание углерода мы получаем непосредственно по отношению к водороду, и для этой молекулы достаточно точно определен потенциал диссоциации и силы осцилляторов.

Звезда $\gamma^1\text{Leo}$ (K0 III) является ярким компонентом визуально двойной системы с разрешением $4.4''$. В ее атмосфере наблюдается небольшой дефицит металлов ($[Fe/H] = 0.4$) и низкое (6.5) отношение $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$. Полученный нами ранее небольшой дефицит азота ($[N/H] = -0.1$) при низком отношении $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ противоречит стандартной теории звездной эволюции.

Мы определили содержание углерода в атмосфере $\gamma^1\text{Leo}$ методом синтетического спектра по линиям молекулы CH в синей области спектра (4228–4280 Å). На основании ионизационного равновесия для FeI , FeII , TiI , TiII и ScI , ScII по эквивалентным ширинам линий этих элементов из работы (Боярчук и Саванов 1987) была выбрана модель с параметрами $T_{\text{eff}}/lg\ g/[M] = 4500/2.0/-0.3$ из сетки моделей Куруца (Куруц 1993). С этой моделью определено значение микротурбулентной скорости $V_t = 2.4$ км/с.

Содержание углерода оценено по двум спектрограммам, полученным М.Е. Боярчук в 1982 г. в фокусе Куде 2.6-м телескопа КрАО. Синтетические спектры рассчитывались по программе Я.В. Павленко WITA2, основанной на комплексе программ Куруца ATLAS8.

При расчетах использованы списки атомных линий и линий ^{12}CH и ^{13}CH из банка данных Куруца (Куруц 1993), CD ROM N1, 18, 20–22. Силы осцилляторов линий ^{13}CH уменьшены в 6.5 раза в соответствии с оценкой изотопного отношения $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ для $\gamma^1\text{Leo}$ (Томкин и др. 1975). Учтены полосы систем A-X и B-X. При этом выбраны следующие значения констант молекулы CH : $D_0(\text{CH}) = 3.465$ eV (Гревес и др. 1991), $S_e = 0.322$ для системы A-X и $S_e = 0.166$ для системы B-X (Кузнецова и др. 1980). Для некоторых полос исправлены силы осцилляторов. При этом использованы значения факторов Франка-Кондона из работы (Мак-Каллум и др. 1970).

Для контроля описанной входной информации мы рассчитали в исследуемой области синтетические спектры Солнца и Арктур и сравнили их с наблюдаемыми (Арктур близок по своим характеристикам к $\gamma^1\text{Leo}$, но несколько холоднее). Спектр Солнца хорошо описан в области 4230–4280 Å при содержаниях $A(C) = 8.55$, $A(N) = 7.97$, $A(O) = 8.87$, взятых из работы (Ламберт и др. 1992). Спектр Арктур мы пока смогли согласовать с синтетическим только в области 4258–4267 Å из-за отсутствия надежного списка линий TiO в синей области спектра. Он был описан при содержаниях C, N, O, приведенных в работе (Петерсон и др. 1993): $A(C) = 8.52$, $A(N) = 8.01$, $A(O) = 8.89$.

Содержание углерода в атмосфере γ^1 Leo мы определили по линиям CH в области 4234–4252 Å. При расчете синтетических спектров использовались содержания азота и металлов, определенные нами ранее. Привязка наблюдаемого и синтетического спектров производилась по линиям железа. В качестве спектральных деталей для оценки содержания углерода мы выбрали бленды, включающие достаточно сильные линии CH и хорошо описавшиеся в солнечном спектре.

Поскольку химическое равновесие в атмосферах поздних звезд управляется отношением O/C , содержание углерода нужно определять одновременно с содержанием кислорода. Мы использовали для этой цели эквивалентные ширины линий $[OI]$ 6300 и 6363 Å из работы (Ламберт и Рис 1981). Согласованные оценки содержаний C и O составили $[O/Fe] = +0.2$, $[C/Fe] = +0.3$. Точность оценки содержания углерода мы оцениваем в 0.1 dex. Наш результат свидетельствует о небольших избытках содержаний углерода и кислорода в атмосфере γ^1 Leo, при этом отношение $O/C = 1.66$ меньше солнечного (2.09). Совместимость приведенных оценок содержаний углерода и кислорода с полученной нами ранее оценкой содержания азота ($[N/Fe] = -0.1$) мы проверили по полосе (0.0) фиолетовой системы CN , используя также списки Куруца (Куруц 1993). При значении потенциала диссоциации $D_0(CN) = 7.76$ eV и $[O/Fe] = +0.2$ мы получили оценку $[C/Fe] = +0.4$, что в пределах точности совпадает с оценкой по линиям CH .

Полученные результаты можно сравнить с более ранней оценкой $[C/Fe] = -0.26$ при $[O/Fe] = +0.26$ из работы (Ламберт, Рис 1981). Как и оценка содержания азота, оценка содержания углерода в этой работе не согласуется с нашей оценкой, показывая отклонение от солнечного содержания в другую сторону, чем у нас. Такие расхождения мы объясняем использованием в работе (Ламберт и Рис 1981) устаревших значений потенциалов диссоциации молекул CH , C_2 и CN и "солнечных" сил осцилляторов. Последние могут быть недостаточно точны из-за различия физических условий в атмосферах Солнца и К-гиганта и из-за неполного учета блендирующих молекулярных линий.

Литература

- Боярчук М.У., Саванов И.С., 1987, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., **76**, 21.
 Гревес и др. (Grevesse N., Lambert D.L., Sauval A.J. et al.), 1991, A&A, **242**, 488.
 Кузнецова Л.А. и др., 1980, в: Хохлов Р.В.(ред.). Вероятности оптических переходов двухатомных молекул, Москва: Наука, с.319.
 Куруц (Kurucz R.L.), 1993, in: Molecules in the stellar environment IAU Coll., Copenhagen, Springer-Verlag, N 146, p.29.
 Ламберт, Рис (Lambert D.L., Ries L.M.), 1981, Astrophys.J., **248**, 228.
 Ламберт и др. (Lambert D.L. et al.), 1992, Astrophys.J., **386**, 685.
 Мак-Каллум и др. (McCallum J.C., Jarman W.R., Nicholls R.W.), 1970, Spectr. Report. York Univ., N 1.
 Петерсон и др. (Peterson R.C., Dalle Ore C.M., Kurucz R.L.), 1993, Astrophys.J., **404**, 333.
 Томкин и др. (Tomkin J., Lambert D.L., Luck R.E.), 1975, Astrophys.J., **199**, 436.

УДК 524.3.36

О точности неЛТР исследований линий калия для звезд спектральных классов F–G

В.В. Шиманский

Казанский Государственный Университет, Россия, e-mail: slavashi@astro.ksu.ras.ru

Поступила в редакцию 1 июля 1995 г.

В настоящее время большинство неЛТР расчетов вызваны стремлением разрешить трудности, часто возникающие при ЛТР исследованиях спектров звезд. Такие расчеты, предпринимаемые без предварительных оценок возможных отклонений от ЛТР, часто оказываются безрезультатными. В данной работе мы попытались избрать иной подход, а именно: исследовать те химические элементы, для которых значительные неЛТР эффекты можно прогнозировать в рамках предварительного анализа атомных данных.

Сечения ионизации атомов и ионов, находящихся в неосновной стадии ионизации, являются важнейшим фактором, влияющим на ионизационное равновесие. В табл.1 для отдельных элементов приведены значения порогового сечения $lg\sigma_0$ для основного состояния и отклонения от ЛТР в содержаниях ΔX по сильным линиям в атмосферах G-звезд. Видно, что элементы, имеющие сечения ионизации вне границ, даваемых значениями $\sigma_0(AlI)$ и $\sigma_0(NaI)$, должны иметь существенные отклонения от ЛТР. Величина порогового сечения для KI соответствует данному случаю.

Таблица 1. Сечения фотоионизации и неЛТР поправки в содержаниях для разных элементов.

элемент	AlI	LiI	MgI	NaI	KI
$lg\sigma_0 \text{ см}^{-2}$	-16.2	-17.8	-17.9	-18.9	-19.9
$\Delta X \text{ dex}$	(0.7)	(-0.1) – (0.2)	(-0.1) – (0.1)	(-0.1) – (-0.4)	< (-0.3)

Нами были проведены предварительные расчеты неЛТР эффектов для KI в атмосферах F-G звезд с использованием 21-уровневой модели атома с $n \leq 7$ и $l \leq 5$ и новых бланкетированных моделей Куруца (1992). В уравнениях статистического равновесия учитывались практически все радиативные и ударные переходы, допустимые принятой моделью атома. Оказалось, что неЛТР населенность основного состояния KI превышает свое равновесное значение в 3–8 раз. Это приводит к серьезным изменениям профиля резонансного дублета $7669\text{\AA}$. НеЛТР поправки к содержаниям ΔX , представленные в табл.2, имеют слабо выраженную зависимость от температуры и составляют $(-0.5) \text{ dex}$ для звезд солнечного типа, $(-0.7) – (-0.9) \text{ dex}$ для гигантов и сверхгигантов, $(-0.2) \text{ dex}$ для звезд с низкой металличностью ($[A] = -2$).

Отдельно были проведены исследования неЛТР отклонений и содержания KI для Солнца с использованием атласа Куруца. Список исследованных линий и результаты представлены в табл.3. Видно, что неЛТР расчеты существенно уменьшили дисперсию содержаний, а также устранили

Таблица 2. Поправки в содержаниях ΔX для звезд разных типов.

T_{eff}	5500K	6000K	6500K
$Lg g = 4.0 [A] =$	-0.0	-0.46	-0.51
-0.57			
$Lg g = 2.0 [A] =$	-0.0	-0.87	-0.83
-0.75			
$Lg g = 4.0 [A] =$	-2.0	-0.21	-0.21
-0.22			

разрыв между значениями содержаний, полученными по линии $\lambda 7669 \text{ \AA}$ и другим субординатным линиям. Заметим, что неЛТР эффекты остаются большими даже для слабых линий.

Таблица 3. Содержание калия в атмосфере Солнца.

$\lambda(\text{\AA})$	$W_{\lambda}^{набл}(m\text{\AA})$	$lgX_{неЛТР}$	$lgX_{ЛТР}$
6938	6	5.05	5.14
7699	167	5.05	5.42
11770	53	5.11	5.30
12432	62	5.14	5.32
12522	95	5.08	5.28
среднее значение		5.08 ± 0.04	5.29 ± 0.09

Таким образом, примененная нами модель атома позволяет достаточно точно определять неЛТР отклонения как для резонансной, так и для субординатных линий K1 и может использоваться в массовых расчетах для звезд F – G классов.

Данная работа была выполнена при финансовой поддержке ICFPM и ESO CEE Programme.

УДК 524.337

UBVRI фотометрия и поляриметрия катаклизмической переменной TT Овна

Ю.С. Ефимов¹, Н.М. Шаховской¹, И.Л. Андронов², С.В. Колесников²

¹ Крымская Астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный

² Кафедра астрономии Одесского госуниверситета, 270014 Украина, Одесса, парк им. Т.Г. Шевченко

Поступила в редакцию 10 июля 1995 г

Аннотация. Определены характерные показатели цвета среднего блеска, “3-часовых” и “15-25-минутных” фотометрических изменений TT Овна в активном состоянии. Изменения в разных цветах сильно коррелированы, их амплитуда уменьшается с длиной волны. Показатели цвета увеличиваются с характерным временем переменности. Колебания блеска не когерентны, их предпочтительные частоты 30–56, 76–80 и 134–142 цикла/день. Спектр мощности в диапазоне 90–900 ц/д характеризуется степенной зависимостью от частоты. Среднее значение круговой поляризации $0.04 \pm 0.03\%$.

UBVRI PHOTOMETRY AND POLARIMETRY OF THE CATAclysmic VARIABLE TT ARI, by Yu.S. Efimov, N.M. Shakhovskoy, I.L. Andronov, S.V. Kolesnikov. The characteristic color indices are determined for mean brightness, “3-hour” and “15–25-minute” photometric variations of TT Ari in the active state. The variations in different colours are highly correlated, their amplitude decreases with wavelength. The color indices increase with a time scale of variability. The oscillations are not coherent, their preferable frequencies are 30–56, 76–80 and 134–142 cycles/day. The power spectrum in the range 90–900 c/d is characterized by a power law dependence on frequency. The mean value of the circular polarization is $0.04 \pm 0.03\%$.

Ключевые слова: Звезды: катаклизмические, TT Ari

TT Ari показывает переменность в широком диапазоне характерных времен от секунд до лет. Это потребовало организации координированных международных наблюдений преимущественно в В-диапазоне (Тремко и др. 1992). Однако многоцветных наблюдений этой звезды чрезвычайно мало, к тому же они были получены с использованием переключающихся фильтров, что не позволяет провести анализ одновременных изменений блеска.

UBVRI наблюдения были получены Ю.С. Ефимовым на телескопе АЗТ-11 со временем экспозиции 24 сек в юлианские даты 2448516, 2448544 и 2448545. Были определены значения блеска звезды сравнения “с” (Шефтер и др. 1985; Гетц 1985): $U = 12.04$, $B = 11.72$, $V = 11.01$, $R = 10.41$, $I = 9.97$ с привязкой к стандарту HD 23949 (Некель и Чини 1980). Наибольшее отклонение от величин ($U = 11.91$, $B = 11.68$, $V = 10.99$), полученных Шефтером и др. (1985) в фильтре U , что характерно для привязок в системе Некеля и Чини (1980), имеющих систематическое отклонение от стандартной системы UBV .

Значения блеска и показателей цвета переменной приведены в таблице 1. Параметр σ_m – среднеквадратичное отклонение от среднего по ансамблю характеризует амплитуду переменности.

сти. В статье Тремко и др. (1996) было показано, что колебания блеска имеют зависимость амплитуды от длины волны и от характерного времени переменности. Используя предложенную И.Л. Андроновым методику из этой статьи, нами был проведен анализ трех ночей отдельно и совместно. “3-часовая” волна, возможно, искажаемая колебанием с большим циклом (Тремко и др. 1992), была вычтена методом “скользящих парабол” (Андронов 1990) с полушириной фильтра $\Delta t = 0.05^d$. Среднеквадратичные отклонения σ_3 сглаженных значений, характеризующие амплитуду, приведены в таблице 2. Поскольку амплитуды малы, собственный блеск колебания может быть оценен как $m = m_{mean} - 2.5 \lg(\sigma_3)$. Эффективные цвета колебания приведены в таблице 1. Сложнее определяются цвета более быстрых “20-минутных” колебаний, поскольку анализируемые отклонения от “3-часового” тренда отягощены статистическим шумом наблюдений. Для этих отклонений были рассчитаны автоковариационные матрицы и определены эффективные среднеквадратичные значения колебаний, коррелированных во всех цветах, и некоррелированного шума. Результаты показаны в таблицах 1 и 2.

Таким образом, наиболее “голубыми” являются коррелированные “20-минутные” изменения; “3-часовая” волна более красная и еще более “красным” является распределение энергии среднего за ночь излучения. Данный результат впервые получен для одновременных 5-цветных наблюдений и подтверждает вывод Тремко и др. (1996), полученный по данным Л.Паткос, в которых “одновременность” достигалась сглаживанием методом “скользящих парабол”.

Периодограммный анализ ($O - C$) проводился по программе FOUR-0 (Андронов 1994). Вследствие высокой коррелированности изменений в разных цветах периодограммы в $UBVRI$ для фиксированной ночи очень похожи. Аналогично результатам предыдущих наблюдений (напр., Тремко и др. 1994, 1996), когерентные колебания отсутствуют, и можно говорить о предпочтительных продолжительностях цикла. Характеристики трех пиков на периодограмме вблизи таких “предпочтительных” частот приведены в таблице 3. Данные результаты не подтверждают заподозренное Семенюк и др. (1987) “вековое” уменьшение продолжительности цикла “20-минутных” квазипериодических колебаний.

Периодограмма в двойном логарифмическом масштабе показывает степенной характер изменения с частотой $S(f) \propto f^{-\gamma}$, что может объясняться как детерминистской хаотичностью изменений блеска, так и моделью “дробового шума” с медленно затухающими хвостами вспышек (Теребиж 1992). Краткий обзор механизмов образования степенных спектров мощности и методика оценки параметра γ и его погрешности приведен Андроновым (1995). Тремко и др. (1996) получили значения γ , меняющиеся от 0.71 ± 0.17 до 2.39 ± 0.19 от ночи к ночи. Для того же частотного диапазона 90–900 циклов/д нами были получены значения от 1.44 до 2.19. Уменьшение значения γ с длиной волны для фиксированной ночи может объясняться уменьшением отношения “сигнал/шум”, поэтому можно сравнивать с результатами Тремко и др. (1996) лишь данные для фильтра B .

Кроме 5-цветной фотометрии, нами был получен ряд наблюдений в инструментальной R системе на 2.6м телескопе ЗТШ, оснащенный круговым поляриметром. Отдельные оценки поляризации, усредненные за 2 минуты, характеризуются среднеквадратичным отклонением от среднего значения $-0.04\% \pm 0.03\%$, равным 0.54%. Поляризация отсутствует.

Периодограммный анализ 16-секундных экспозиций по той же методике показал наличие колебания с наибольшей амплитудой 30 ± 3 mmag на частоте 75.1 ± 0.2 цикл/д. Значение параметра $\gamma = 1.0$ значительно меньше, чем в ночи наблюдений на АЗТ-11, но также не выходит за пределы диапазона значений (Тремко и др. 1996).

$UBVRI$ наблюдения в ночь JD 2448544 частично перекрываются по времени с данными, которые получили на обсерватории Терскол ГАО НАНУ Б.Е. Жилиев, В.Р. Халак и С.В. Колесников. Коэффициенты корреляции с UB величинами КрАО составляют 0.90 ± 0.05 и 0.86 ± 0.05 , что соответствует 19σ и 16σ и показывает отличное согласие между данными разных обсерваторий.

Таблица 1. Блеск в фильтре B и показатели цвета ТТ Агі для излучения среднего за ночь (mean), "3-часовых" и "20-минутных" колебаний

JD	Цвет	mean	σ_m	"3-hour"	"20-min"	σ_2
2448516	B	10.739	0.074	14.251	10.739	0.010
	$U - B$	-0.715	0.025	-1.023	-0.928	0.016
	$B - V$	-0.028	0.015	-0.058	-0.095	0.016
	$V - R$	0.105	0.011	0.164	0.062	0.016
	$R - I$	0.021	0.013	0.084	-0.070	0.018
2448544	B	10.734	0.046	15.517	14.266	0.010
	$U - B$	-0.722	0.017	-1.087	-0.964	0.017
	$B - V$	-0.018	0.014	0.183	-0.105	0.019
	$V - R$	0.100	0.016	0.317	0.010	0.025
	$R - I$	0.036	0.022	0.567	-0.070	0.028
2448545	B	10.806	0.058	14.622	14.123	0.012
	$U - B$	-0.701	0.021	-0.770	-0.943	0.016
	$B - V$	-0.019	0.016	-0.077	-0.093	0.020
	$V - R$	0.104	0.015	-0.088	0.046	0.019
	$R - I$	0.034	0.019	0.299	-0.100	0.024
all	B	10.762	0.069	14.654	14.011	0.006
	$U - B$	-0.712	0.023	-0.943	-0.941	0.009
	$B - V$	-0.021	0.016	-0.040	-0.096	0.011
	$V - R$	0.103	0.015	0.106	0.044	0.012
	$R - I$	0.031	0.020	0.255	-0.079	0.014

Таблица 2. Среднеквадратичная амплитуда изменений блеска в разных цветах в mmag для отдельных ночей и всех (all) наблюдений для основного ("3-hour") фотометрического периода, "20-min" коррелированных QPO и некоррелированного шума (Error)

JD-2448000	Rem	U	B	V	R	I
516	"3-hour"	52	39	38	40	43
	"20-min"	88	72	68	65	60
	Error	15	9	12	8	13
544	"3-hour"	17	12	15	18	29
	"20-min"	57	46	42	39	35
	Error	13	7	11	12	13
545	"3-hour"	32	30	28	24	30
	"20-min"	67	53	50	47	42
	Error	12	9	13	7	15
all	"3-hour"	34	28	27	27	34
	"20-min"	70	57	53	50	45
	Error	13	8	12	10	14

Таблица 3. Частоты f (в циклах в сутки) и амплитуды r (mmag), соответствующие трем наиболее значимым пикам на периодограмме, наклон спектра мощности γ и оценка его погрешности. Буквой Z отмечены наблюдения на ЗТШ

Цвет	f_1	r_1	f_2	r_2	f_3	r_3	γ	σ_γ
U	55.6	37	79.1	36	135.8	30	1.93	0.18
B	55.4	30	79.3	30	135.7	24	1.92	0.17
V	55.3	28	79.5	29	135.6	22	1.89	0.16
R	55.3	25	79.4	28	135.6	22	1.99	0.17
I	55.3	23	79.5	27	135.8	22	1.88	0.17
U	30.9	24	76.9	25	133.6	23	1.75	0.12
B	30.9	18	77.0	26	133.8	19	1.75	0.12
V	31.0	18	76.8	19	133.6	16	1.66	0.12
R	30.1	17	77.1	14	134.1	16	1.62	0.13
I	30.4	15	76.9	17	133.6	14	1.44	0.12
U	48.7	30	77.6	24	141.9	36	2.16	0.13
B	48.7	24	77.4	20	141.9	28	2.19	0.13
V	48.7	22	77.4	17	142.0	26	2.02	0.13
R	48.6	21	76.9	16	142.0	26	2.06	0.12
I	48.9	20	75.5	14	142.1	22	1.89	0.12
Z	31.9	27	75.1	30	128.3	27	1.06	0.13

Литература

- Андронов И.Л., 1990, Кинематика и физика небесных тел, 6, N 6, 87.
Андронов (Andronov I.L.), 1994, *Odessa Astron. Publ.*, 7, 49.
Андронов (Andronov I.L.), 1995, *Space Sci. Rev.* (subm.)
Гетц (Götz W.), 1985, *Inf. Bull. Var. Stars*, 2823, 2pp.
Некель и Чини (Neckel Th., Chini R.), 1980, *As.Ap.Suppl.*, 39, 411.
Семенюк и др. (Semeniuk I., Schwarzenberg-Czerny A., Duerbeck H., Hoffmann M., Smak J., Stepień K., Tremko J.), 1987, *Ap.Space.Sci.*, 130, 167.
Теребиж В.Ю., 1992, Анализ временных рядов в астрофизике. М.: Наука, 392с.
Тремко и др. (Tremko J., Andronov I.L., Luthardt R., Pajdosz G., Patkós L., Roessiger S., Zola S.), 1992, *Inform.Bull.Var.Stars*, No.3763, 4pp.
Тремко и др. (Tremko J., Andronov I.L., Chinarova L.L., Kumsiashvili M.I., Luthardt R., Pajdosz G., Patkós L., Rössiger S., Zola S.), 1994, *Odessa Astron. Publ.*, 7, 132.
Тремко и др. (Tremko J., Andronov I.L., Chinarova L.L., Kumsiashvili M.I., Luthardt R., Pajdosz G., Patkós L., Rößiger S., Zola S.), 1996, *Astron. Astrophys.*, 312, 121.
Шефтер и др. (Shafter A.W., Szkody P., Liebert J., Penning W.R., Bond H.E., Grauer A.D.), 1985, *ApJ*, 290, 707.

УДК 524.337

Частотный и автокорреляционный анализ катаклизмических переменных

И.Л. Андронов¹, С.В. Колесников¹, Н.М. Шатовской²

¹ Кафедра астрономии Одесского госуниверситета, 270014 Украина, Одесса, парк им. Т.Г. Шевченко

² Крымская Астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 10 июля 1995 г.

Аннотация. Обсуждаются основные результаты поляриметрических и фотометрических наблюдений группы систем с различным уровнем влияния магнитного поля на структуру, а также результаты теоретического моделирования переменности с характерным временем от секунд до лет.

FREQUENCY AND AUTOCORRELATION ANALYSIS OF CATAclysmic VARIABLES, by I.L. Andronov, S.V. Kolesnikov, N.M. Shakhovskoy. Main results of the polarimetric and photometric observations of a group of systems at different stage of influence of the magnetic field onto the structure are discussed, as well as the results of theoretical modelling of the variability at timescales from seconds to years.

Ключевые слова: Звезды: катаклизмические, AM Her, BY Cam, BZ Cam, HQ And, MV Lyr, PX And, MR Ser, QQ Vul

1 Введение

Тапиа (1977) обнаружил сильную поляризацию излучения AM Геркулеса, которая стала прототипом нового класса катаклизмических переменных звезд — магнитных тесных двойных систем (МТДС). Позднее к этому типу были отнесены еще 34 аналогичных объекта (Риттер и Колб 1993), половина из которых была обнаружена при обзоре со спутника ROSAT. Однако по мнению Брэйнерда и Лэмба (1985), вследствие селекции зарегистрировано примерно 1/3 доступных для наблюдений “истинных полярных”. Большинство этих систем интенсивно исследовалось различными методами в широком диапазоне длин волн от жесткого рентгеновского до радио. Полученные результаты привели к построению “стандартной модели” (Чанмугам и Вагнер 1977), согласно которой красный карлик заполняет свою полость Роша и теряет вещество, которое движется вдоль магнитных силовых линий более массивного белого карлика и выпадает вблизи его магнитного полюса. Образуется аккреционная колонна, которая и является основным источником излучения от жесткого рентгеновского до ближней ИК-области. Обзоры этих систем приведены Либертом и Стокманом (1985), Андроновым (1987б), Аслановым и др. (1989), Войханской (1990), Кроппером (1990) и рядом других авторов.

К сожалению, в дальнейшем исследования полярных стали проводиться лишь в течение короткого времени после открытия очередного объекта, и чаще всего после “моментальной съемки” и построения предварительной модели слежение за данным объектом прекращалось. В некоторых

случаях (MR Ser, Андронов и др. 1992г) это привело к невозможности точного определения периода по наблюдениям, полученным с разрывом в несколько лет. Однако регулярные наблюдения АМ Геркулеса, начатые авторами в 1978 г., показали, что наблюдаются "более тонкие" эффекты, требующие дальнейшего развития "стандартной модели". С 1988г. проводится международная программа "Поляр" с участием сотрудников КрАО, САО и 8 других обсерваторий из 8 стран.

2 Модель "Качающегося диполя"

В переходной зоне между полостями Роша компонентов движение вещества определяется физическими характеристиками оболочки спутника, гравитационными силами и направлением магнитного поля. Если (согласно "стандартной модели") магнитосфера белого карлика простирается до красного спутника, то поток массы наибольший, когда угол θ между магнитной осью белого карлика и линией центров равен 0° , и уменьшается до нуля, когда $\theta = 90^\circ$ (модель "магнитного клапана" (Андронов 1984). Вблизи положения равновесия возбуждаются колебания ориентации магнитной оси с характерным временем $t \approx 1 - 10$ лет, во время которых изменяется поток массы (модель "качающегося диполя" (Андронов 1987б)).

Наблюдательными следствиями данной модели являются коррелированные изменения фазы минимума ϕ и среднего блеска $\bar{m}$ с циклом продолжительностью несколько лет. Многолетние наблюдения АМ Нег и QQ Vul показывают изменения фазы минимума с характерным временем соответственно ≈ 3 и ≈ 12 лет. Данные отклонения могут быть интерпретированы в рамках модели "качающегося диполя" с полуамплитудой изменения угла между проекцией оси колонны на орбитальную плоскость и линией центров соответственно 17 ± 3 и $14 \pm 2^\circ$ (Андронов и Фурман 1987). Корреляцию $\phi - \bar{m}$ обнаружили Смыков и Шакур (1985). Следует отметить, что продолжительность индивидуальных циклов не остается постоянной. Даже простейшее трехмерное моделирование диполь-дипольного взаимодействия без учета переноса момента импульса перетекающей плазмой, приливного торможения, модуляции скорости аккреции и т.д. показывает аперриодический характер таких изменений, в том числе переключения видимого со спутника магнитного полюса белого карлика (Андронов 1994а).

Помимо "качающегося диполя", к изменениям светимости могут приводить альтернативные механизмы, обзор которых приведен Андроновым (1993):

а) переменность облучения окрестностей внутренней точки Лагранжа (Баско и Сюняев 1973; Кинг и Ласота 1984).

б) переменность скорости аккреции из-за активности спутника типа солнечной. Этот эффект приводит к разнообразным типам переменности характеристик вспышечной активности немагнитных карликовых новых звезд (Бьянкини 1990, Андронов и Шакур 1990, Чинарова и Андронов 1995).

в) переменность скорости аккреции вследствие небольших изменений расстояния между компонентами при наличии третьего тела типа планеты.

г) переключения аккреции с одного полюса на другой при "качаниях" или "прокручиваниях". В случае, если аккреция идет на "далекий" полюс, излучение может затмеваться белым карликом в течение всего орбитального периода.

Данные эффекты могут вносить свой вклад в изменения светимости. Однако корреляция $\phi - \bar{m}$ свидетельствует о наличии изменений ориентации аккреционной колонны.

Фотометрическое исследование позволяет исследовать только долготу аккреционной колонны, в то время как для описания эволюции вращения необходимы также определения широты. Это возможно лишь по поляриметрическим данным. Наши наблюдения АМ Нег показали изменения продолжительности фазового интервала переключения знака круговой поляризации со временем. В рамках модели "качающегося диполя" этот эффект соответствует изменениям широты с полной амплитудой $\approx 11^\circ$, что сравнимо с изменениями долготы (Шаховской и др. 1992б). Теоретические модели аккреционных колонн обсуждались Андроновым (1990, 1993).

3 Орбитальные кривые поляризации и блеска

Следует отметить сильную переменность кривых поляризации и блеска от цикла к циклу, связанную в основном с нестационарностью аккреции. За 1989–1995 гг. получено 55 ночей *UBVRI* наблюдений AM Her на АЗТ-11, треть из которых сопровождалась одновременными наблюдениями круговой поляризации в инструментальной R системе на телескопе ЗТШ. Предварительные результаты приведены Шаховским и др. (1994, 1996) и Шаховским (1995).

Можно выделить следующие типы переменности:

а) плавные изменения с орбитальной фазой в *R* и *I*, которые менее выражены в *B* и *V*. Наблюдаются в ярком и промежуточном состояниях.

б) плавные изменения в *U*, *B* (одноголовая фазовая кривая), часто в противофазе с *R*, *I*. Наблюдаются преимущественно в промежуточном и слабом состояниях, когда звездные составляющие становятся заметными на фоне излучения аккреционных структур. В слабом состоянии поляризация может исчезнуть, и звезда теряет свою основную отличительную характеристику как поляр (Шаховской и др. 1992б).

в) нерегулярные вспышки с различными характерными временами. Часто амплитуда выше в *R*, *I*, однако, иногда наблюдаются вспышки, практически не отличающиеся по цвету от “вневысшейной” окрестности кривой блеска. В этом случае кривые изменения цветов, напр. *B* – *R*, не показывают всплеск. Наблюдаются в промежуточном и ярком состояниях и связаны с циклотронным излучением неоднородностей аккрецирующей плазмы.

г) быстрые “голубые вспышки”, наиболее заметные в *U*, *B* и характерные для звезд типа *UV Cet.*, возникают на красном карлике. Беспрецедентная по амплитуде вспышка была зарегистрирована 29 августа 1992г. во время неактивного состояния (Шаховской и др. 1992а, 1993а, 1994). На фоне большей светимости аккреционной колонны видимая амплитуда становится меньше, и вспышки становятся менее контрастными на фоне переменности из-за неоднородности аккреции. Еще одна сильная вспышка была зарегистрирована на БТА во время совместных наблюдений с АЗТ-11 КРАО и со спутником IUE (Мейсон и др. 1992; Сильбер и др. 1996).

Готовится статья с детальным анализом данных наблюдений.

Опубликованы предварительные результаты *UBVRI* наблюдений *MV Lyr* (Андронов и др. 1992а), *VY Cam* (Андронов и др. 1992в), *PX And* (Шаховской и др. 1995). Для их анализа также использовался комплекс программ обработки временных рядов (Андронов 1994в).

4 Быстрая переменность

Вследствие приливных сил и сжатия магнитными силовыми линиями первоначально бесформенный сгусток вещества, оторвавшийся от спутника, растягивается и сжимается во время движения к белому карлику, подлетая к последнему в виде “спагетти”, длина которого в $\approx 10^4$ раз больше толщины (Панек 1980). Типы неустойчивости колонны, связанные с “бомбардировкой”, обсуждались Андроновым (1987в).

Такая аперiodическая переменность может быть описана моделью “дробового шума” (напр. Тербиж 1992). Соответствующие автокорреляционные функции (АКФ) должны описываться модельной функцией $\rho_u = \exp(-u\Delta/\tau)$, где u – сдвиг, Δ – временное разрешение, и τ – постоянная затухания, равная эффективной продолжительности вспышки.

Наши АКФ для всех звезд существенно отличались от затухающей экспоненты, уверенно пересекая нуль, что характерно для циклических колебаний или авторегрессионного процесса второго порядка (напр. Тербиж 1992). Ряд авторов в подобных случаях игнорировал большую часть АКФ, определяя τ как корень уравнения $\rho_u = e^{-1}$. Для избежания возможной ошибочной интерпретации АКФ как следствия квазипериодических колебаний была построена точная аналитическая модель учета влияния ограниченности ряда и вычитания тренда произвольного вида на искажение наблюдаемой АКФ (Андронов 1994б). Полученные матричные уравнения связи между неискаженной и искаженной АКФ позволяют проводить численный анализ и определять модельные параметры.

Кроме того, в программы обработки добавлена возможность определения дисперсий коррелированного сигнала и некоррелированного шума.

Вклад коррелированных изменений больше в активном состоянии AM Her, существенно уменьшаясь при уменьшении светимости. Детальный анализ показывает, что при переходе в "неактивное состояние" поляризация практически исчезает, что также свидетельствует о практически полном прекращении аккреции на видимую часть белого карлика (Шаховской и др. 1992б).

Спектры мощности подчиняются степенному закону $S(f) \propto f^{-\gamma}$ в широком диапазоне частот f . Теоретические значения $\gamma = 0, 1, 2$ соответствуют моделям "белого шума", "фликкеринга" и "случайных блужданий". Формально можно также оценить "фрактальную размерность" $D = 1 - \gamma/2$, которая совпадает со значением показателя степени асимптотического затухания величины вспышки со временем (Теребиж 1992). Нами были получены значения параметра γ , иногда значительно отличающиеся от целых. Для AM Her $\gamma = 0.1$ в слабом состоянии и 1.3 в ярком (Шаховской и др. 1992б). Для VZ Cam $\gamma = 1.0$ (Шаховской и др. 1993б) и для HQ And получено экстремально большое по сравнению с другими звездами значение $\gamma = 2.3$ (Андронов и др. 1992б). Наши численные и аналитические модели показывают, что степенные спектры мощности на интервале частот, отличающихся на порядок, возможно получить и для авторегрессионных моделей. Эффективные значения показателя степени являются монотонными функциями длины ряда n и параметра τ/Δ .

5 Синхронизирующийся белый карлик в системе VY Cam

Траектории движения плазмы в магнитных тесных двойных системах, в которых орбитальное и вращательное движение белого карлика асинхронны, с учетом влияния гравитации красного спутника ("пропеллер" в двойной системе (Андронов 1987а)) показывают, что падение на белый карлик возможно только в том случае, если начальная скорость (отсчитываемая в направлении от диполя) не превышает некоторую граничную. В противном случае вещество разгоняется дополнительным ускорением, направленным от белого карлика, и покидает систему, теряя связь с силовыми линиями за пределами магнитосферы. Потеря момента импульса приводит к синхронизации орбитального и вращательного движений белого карлика с характерным временем $< 10^3$ лет. За это время систему покидает $< 10^{-5} M_{\odot}$. В дальнейшем белый карлик вращается практически синхронно с орбитальным движением. По классификации "гравимагнитных ротаторов" (Липунов 1984), "асинхронные МТДС" можно отнести к группе III P, а "промежуточные полярны" к группе III A. В настоящее время известно 2 объекта с быстрой синхронизацией – V 1500 Cyg (Павленко и Пельт 1992) и VY Cam (Мейсон и др. 1994). Наши наблюдения показывают сильную переменность формы кривой блеска от цикла к циклу. Сравнение с другими наблюдениями, полученными в рамках международной кампании, показывает, что эта переменность может иметь регулярную компоненту с периодом биений ($\approx 15^d$) между орбитальным периодом и половинным периодом вращения белого карлика. Сложность переменности фазовых кривых может быть связана и с переключением аккреции с одного магнитного полюса на другой и (возможно) значительным вкладом недипольного компонента магнитного поля (Мейсон и др. 1995).

Синхронизирующиеся системы являются эволюционными предшественниками "истинных" полярных, в то время как "промежуточные полярны" образуют параллельную ветвь эволюции, характеризующую меньшей напряженностью магнитного поля.

Литература

- Андронов И.Л., 1984, *Астрофизика*, 20, 165.
 Андронов И.Л., 1987а, *Астрон.Ж.*, 64, 97.
 Андронов (Andronov I.L.), 1987б, *Ap. Space Sci.*, 131, 557.
 Андронов (Andronov I.L.), 1987в, *Astron. Nach.*, 308, 229.
 Андронов И.Л., 1990, *Астрофизика*, 32, 117.
 Андронов (Andronov I.L.), 1993, *Odessa Astron. Publ.*, 6, 21.

- Андронов (Andronov I.L.), 1994a, in: *European & National Astron. Meet.*, Edinburgh, U.K., 111.
- Андронов (Andronov I.L.), 1994b, *Astron.Nachr.*, 1994, **315**, 353.
- Андронов (Andronov I.L.), 1994в, *Odessa Astron. Publ.*, **7**, 49.
- Андронов и др. (Andronov I.L., Borodina I.G., Chinarova L.L., Fuhrmann B., Kolesnikov S.V., Korth S., Pavlenko E.P., Pikhun A.I., Shakhovskoy N.M., Shugarov S.Yu., Wenzel W.), 1992a, *Commun.Spec.Astron.Obs.*, **69**, 125.
- Андронов и др. (Andronov I.L., Borodina I.G., Kolesnikov S.V., Pavlenko E.P., Shakhovskoy N.M.), 1992b, *Commun.Spec.Astron.Obs.*, **69**, 112.
- Андронов и др. (Andronov I.L., Kolesnikov S.V., Pavlenko E.P., Shakhovskoy N.M.), 1992в, in: *Stellar Magnetism*, St.Petersburg, 158.
- Андронов и др. (Andronov I.L., Pavlenko E.P., Seregina T.M., Shugarov S.Yu., Shvechkova N.A.), 1992г, in: *Stellar Magnetism*, St.Petersburg, 160.
- Андронов и Фурман (Andronov I.L., Fuhrmann B.), 1987, *I.B.V.S.*, **2976**, 4 pp.
- Андронов и Шакун (Andronov I.L., Shakun L.I.), 1990, *Ap. Space Sci.*, **169**, 237.
- Асланов А.А., Колосов Д.Е., Липунова Н.А., Хрузина Т.С., Черепашук А.М., 1989, *Каталог тесных двойных звезд на поздних стадиях эволюции*, М.: МГУ, 240с.
- Баско и Сюняев (Basko M.M., Sunyaev R.A.), 1973, *Ap.Space Sci.*, **23**, 117.
- Брэйнерд и Лэмб (Brainerd J.J., Lamb D.Q.), 1985, in: *Cataclysmic variables and low-mass X-ray binaries*.Eds. J.Patterson, D.Q.Lamb. Dordrecht et al., 247.
- Бьянкини (Bianchini A.), 1990, *A.J.*, **99**, 1941.
- Войханская Н.Ф., 1990, *Астрофиз.Исслед.*, **30**, 3.
- Кинг и Ласота (King A.R., Lasota J.P.), 1984, *As.Ap.* **140**, L16.
- Кроппер (Cropper M.), 1990, *Space Sci Revs.*, **54**, 195.
- Либерт и Стокман (Liebert J., Stockman H.S.), 1985, in: *Cataclysmic variables and low-mass X-ray binaries*.Eds. J.Patterson, D.Q.Lamb. Dordrecht et al., 151.
- Липунов (Lipunov V.M.), 1984, *Adv. Space Res.*, **3**, 323.
- Мейсон и др. (Mason P.A., Chanmugam G., Raymond J., Vrtilik S., Borisov N.V., Shakhovskoy N.M., Andronov I.L., Mauche C.), 1992, *IAU Circ.*, **5545**, 1.
- Мейсон и др. (Mason P.A., Chanmugam G., Andronov I.L., Kolesnikov S.V., Shakhovskoy N.M., Pavlenko E.P.), 1994, *B.A.A.S.*, **25**, 1379.
- Мейсон и др. (Mason P.A., Chanmugam G., Andronov I.L., Kolesnikov S.V., Pavlenko E.P., Shakhovskoy N.M.), 1995, *A.S.P. Conf. Ser.*, **205**, 408.
- Павленко Е.П., Пельт Я., 1991, *Астрофизика*, **34**, 169.
- Панек (Panek R.J.), 1980, *Ap.J.*, **241**, 1077.
- Риттер и Колб (Ritter H., Kolb U.), 1993, *Preprint M.P.A.*, **757**, 61pp.
- Сильбер и др. (Silber A.D., Raymond J.C., Mason P.A., Andronov I.L., Shakhovskoy N.M.), 1996, *Ap.J.* **460**, 939.
- Смыков В.П., Шакун Л.И., 1985, *Кинематика и физика небесных тел*, **1**, N 6, 43.
- Теребиж В.Ю., 1992, *Анализ временных рядов в астрофизике*. М.: Наука, 392с.
- Чанмугам и Вагнер (Chanmugam G., Wagner R.L.), 1977, *Ap.J.*, **213**, L13.
- Чинарова и Андронов (Chinarova L.L., Andronov I.L.), 1995, *A.S.P. Conf. Ser.*, **205**, 144.
- Шаховской и др. (Shakhovskoy N.M., Kolesnikov S.V., Andronov I.L., Alexeev I.Yu.), 1992a, *IAU Circ.*, N 5608.
- Шаховской и др. (Shakhovskoy N.M., Kolesnikov S.V., Andronov I.L.), 1992b, in: *Stellar Magnetism*, St.Petersburg, 148.
- Шаховской и др. (Shakhovskoy N.M., Alexeev I.Yu., Andronov I.L., Kolesnikov S.V.), 1993a, in: *Cataclysmic Variables and Related Physics*, *Annals of the Israel Physical Society*, **10**, 237.
- Шаховской и др. (Shakhovskoy N.M., Efimov Yu.S., Andronov I.L., Kolesnikov S.V.), 1993b, in: *Planetary Nebulae*, *IAU Symp.*, Kluwer, **155**, 407.
- Шаховской и др. (Shakhovskoy N.M., Andronov I.L., Kolesnikov S.V.), 1994, *Odessa Astron. Publ.*, **7**, 40.
- Шаховской и др. (Shakhovskoy N.M., Kolesnikov S.V., Andronov I.L.), 1995, *Ap. Space Sci. Libr.*, **205**.

Шаховской и др. (Shakhovskoy N.M., Andronov I.L., Kolesnikov S.V.) 1996, in: IAU Coll. 158 Catalysmic Variables and Related Objects, eds. A.Evans, J.H. Wood, Kluwer Academic Publishers, 209.

УДК 524.3

Научный Архив спектрограмм Крымской Астрофизической обсерватории

Н.С. Полосутина, В.П. Маланушенко, Т.С. Галкина, Н.И. Яворская

Крымская Астрофизическая Обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный
e-mails: polo@crao.crimea.ua, victor@crao.crimea.ua

Поступила в редакцию 18 июня 1996 г.

Крымская обсерватория имеет длинную историю спектральных наблюдений звезд: с 1927 года и до настоящего времени. Большинство этих наблюдений получены с фотографической эмульсией. Только последние десять лет спектральные наблюдения ведутся с *CCD*-камерой. Накопленный объем научной информации велик, но его трудно оценить из-за отсутствия единого архива спектральных наблюдений до 1992 года.

Среди спектральных данных можно найти уникальные наблюдения интересных объектов: новых, сверхновых, катаклизмических переменных, мониторинги вспыхивающих звезд, симбиотических, долговременных двойных систем с эмиссионными линиями и химически пекулярные звезды.

Наша группа сделала попытки собрать по возможности полный Архив фотографических спектральных наблюдений и создать базу спектральных данных КрАО, доступную для мирового сообщества астрономов.

Архив "*Spectrdata*" КрАО включает базу данных полученного наблюдательного материала (спектрограмм) разного типа звезд со спектрографами, которые использовались на трех телескопах КрАО.

1. В период с 1926 по 1941гг. – 40" рефлектор с двухкамерным спектрографом (большая и малая камеры) с дисперсиями: $35.6 \text{ \AA}/\text{мм}$ и $75 \text{ \AA}/\text{мм}$.
2. С 1952 по 1991 гг. – 50" рефлектор со спектрографами:
 - (а) трехкамерным стеклянным спектрографом с дисперсиями: $23.4 \text{ \AA}/\text{мм}$ у H_γ , $36.5 \text{ \AA}/\text{мм}$ и $72 \text{ \AA}/\text{мм}$,
 - (б) дифракционным спектрографом с двумя камерами с дисперсиями $15 \text{ \AA}/\text{мм}$ и $37 \text{ \AA}/\text{мм}$ и $125 \text{ \AA}/\text{мм}$;
 - (с) кварцевым спектрографом с дисперсией $162 \text{ \AA}/\text{мм}$ у H_γ .
3. В 1964 году в обсерватории вступил в строй зеркальный телескоп им. Г.А. Шайна (ЗТШ) с диаметром зеркала 2.6 м., оснащенный несколькими спектрографами, на каждом из которых ставились свои конкретные задачи.

Учитывая имеющиеся возможности, составлялись программы наблюдений на звездных телескопах, которыми к тому времени располагала обсерватория.

Коллекции спектрограмм, полученных в Симеизской обсерватории (с 1929 по 1941 гг)

В 1926 году в Симеизской обсерватории был установлен 40"-ый рефлектор с однопризменным спектрографом.

С вводом его в действие обсерватория получила возможность заниматься наиболее актуальными проблемами астрофизики – вопросами физической природы звезд и изучением их движений.

Установкой спектрографа на новом рефлекторе было положено начало важнейшему разделу астрофизики – изучению спектров звезд.

Г.А. Шайном, В.Ф. Газе, В.А. Альбицким значительное внимание было уделено вращению звезд, эмиссионному спектру долгопериодических переменных звезд, молекулярным спектрам (углеродные звезды), сверхгигантам – дифференциальному смещению линий в их спектрах, определению радиальных скоростей, изучению спектров избранных переменных звезд (γ Cas, Новые и др.), а также изучению спектров планет.

Сохранившийся спектральный материал, полученный с 1929 по 1941 гг., был каталогизирован В.Ф. Газе. Этот каталог спектрограмм содержит:

а) Наблюдения академика Г.А. Шайна – 166 ярких звезд спектральных классов от *B* до *M*, всего 1340 пластинок, из них 436 панхроматических; для *Be* звезды γ Cas – 104 спектрограммы, для Новой Геркулеса 1934 г. – 53 спектрограммы.

б) Сохранившиеся наблюдения В.А. Альбицкого – это спектрограммы звезд спектральных классов *G* – *K*: 113 звезд из каталога *HD* и 15 из каталога *HR*, для них получено 423 спектрограммы.

Коллекции спектрограмм, полученных на 1220мм (50") рефлекторе Крымской обсерватории

В конце 1952 года в Крымской обсерватории начал работать 1220 мм (50") рефлектор со штатным призменным спектрографом. Руководителем всех работ в этот период был Э.Р. Мустель – зав. лаб. физики звезд и туманностей (1952 – 1956 гг.).

Уже в первые 2 – 3 года с помощью основного спектрографа был выполнен ряд исследований, связанных с изучением спектров различных групп звезд, входящих в главную последовательность, как то:

- металлические звезды (Э. Мустель, Л. Галкин);
- звезды со слабыми и сильными линиями (Э. Мустель, Р. Кумайгородская);
- *Be* звезда γ Cas (А.А. Боярчук);
- количественная спектральная классификация звезд (в программе вначале 81 звезда сп. классов *F0* – *K5*) (И.М. Копылов);
- сравнение химсостава *B* и *Be* звезд (в программе 20 звезд *Be* и 11 – *B*) (А.А. Боярчук, Т.С. Галкина);
- изучение скоростей вращения звезд (И.М. Копылов, А.А. Боярчук).

Был получен обширный спектральный материал (около 250 спектрограмм), по которому разработаны критерии двумерной спектральной классификации (И.М. Копылов).

Накоплен большой спектроскопический материал для сверхгигантов классов светимости *Ia* – *Ib* в спектральном интервале *O9* – *F2* (140 спектрограмм для 26 звезд), который послужил основой для определения физических характеристик атмосфер этих объектов (турбулентных скоростей, относительного химсостава атмосфер, распределение температур в атмосфере и др.).

Наблюдения, выполненные со спектрографами с дисперсией 24 Å/мм и 15 Å/мм, положили начало исследованиям химсостава атмосфер звезд методом кривой роста (А.А. Боярчук).

Изучению звезд, входящих в наиболее интересные группировки на диаграмме Герцшпрунга-Рессела в зонах неустойчивости, посвящены исследования Э. Мустеля, Л. Галкина, И. Копылова, Р. Кумайгородской, Н. Полосухиной, М. Боярчук, Т. Беязкиной, Т. Рачковской.

А.А. Боярчук в середине 50-х годов продолжил начавшиеся еще в 1940 году на 40" рефлекторе спектрофотометрические исследования *B* и *Be* звезд. За период свыше 50 лет получены длительные ряды спектральных наблюдений наиболее характерных представителей этих звезд (γ Cas, ζ Tau, ϕ Per, ψ Per, χ Per, α And, θ CrB и др.). Накоплен значительный однородный материал (свыше 3000 спектрограмм), который представляет уникальную возможность проследить развитие того или иного события (А.А. Боярчук, Т.С. Галкина).

Спектральный архив 2.6-м телескопа им. акад. Г.А. Шайна

Заметное место в изучении нестационарных процессов на звездах по наблюдениям на 40" и 50" и 2.6 м телескопах занимают работы по изучению Новых звезд, начиная *Nova Her* 1934 г. Активно наблюдались *N Her* 1960 г., *NCyg* 1975 г., *N Vul* 1976 г. и некоторые другие. Спектральные исследования абсорбционного и эмиссионного спектров внесли определенный вклад в уточнение природы и физических характеристик атмосфер этих объектов (Э.Р. Мустель, А.А. Боярчук).

С точки зрения звездной эволюции большой интерес представляют звезды с различными особенностями спектра, как то: двойные пульсирующие δ Sct, металлические, химически пекулярные звезды (ртутно-марганцевые, литиевые звезды), а также звезды ранних и поздних спектральных классов (А.А. Боярчук, М.Е. Боярчук, Н.С. Полосухина, Т.М. Рачковская, И.С. Саванов). Высокодисперсионные спектральные наблюдения указанных объектов, полученные с помощью спектрографа Куде, СП-14 составляют большую часть спектрального Архива ЗТШ.

На ЗТШ активно проводились наблюдения эруптивных звезд типа *SS Cyg* и *UV Cet* с высоким временным разрешением, используя спектрограф с ЭОП-ом СПЭМ и также спектрограф СП-110. Спектральные наблюдения звезд *UV Cet* дали возможность установить особенности развития вспышек звезд этого типа (К.К. Чуваев, Р.Е. Гершберг, В.И. Краснобабцев, П.Ф. Чугайнов, Н.И. Шаховская).

Интенсивные спектральные наблюдения симбиотических звезд (яркий представитель – *Z And*), начатые А.А. Боярчуком в начале 60 годов, также входят в коллекцию спектров ЗТШ. Параллельные наблюдения этих звезд, спектральные и фотометрические (Т.С. Белякина), позволили построить новую модель симбиотической звезды. Большое место в архиве спектральных данных КрАО занимают фотографические наблюдения с ЭОП-ами. На ЗТШ в течение 12 лет с 1973 по 1985 гг. велись наблюдения некоторых магнитных Ар-звезд с высоким временным разрешением (~ 1 мин) для выяснения их переменности. Получено более 3000 спектров (К.К. Чуваев, Н.С. Полосухина, В.П. Маланушенко).

Заключение

Наше краткое описание спектрального архива КрАО не претендует на полноту. Наблюдать на ЗТШ и на 50"-телескопе приезжали как со своими программами, так и для совместного исследования астрономы из других обсерваторий Советского Союза, а также из Финляндии, Германии, Словакии, Болгарии. Мы указали лишь наиболее продолжительные программы наблюдений. Работа с фотографическим спектральным архивом не закончена.

В дальнейшем в Архив также войдут многочисленные коллекции спектров внегалактических объектов, полученных К.К. Чуваевым на спектрографе с ЭОП-ом в течение 25 лет, а также полученные на 50" телескопе спектрограммы в инфракрасной и видимой областях для *Be* и *T Tau* звезд А.Г. Щербаковым, В.П. Маланушенко и А.С. Тарасовым.

УДК 520.3

Новый метод контроля вторичных зеркал больших телескопов

Г.М. Попов

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, Научный

Поступила в редакцию 1 июля 19995 г.

Аннотация. Рассмотрена новая схема контроля выпуклого вторичного зеркала телескопа, использующая его большое (главное) вогнутое зеркало. Схема требует плоского контрольного зеркала, диаметр которого не меньше диаметра испытуемого вторичного зеркала. Другой вариант схемы может работать в параллельном пучке лучей, например, исходящем из коллиматора. Описана теория метода и даны примеры расчета схем контроля больших телескопов.

NEW TEST OF SECONDARY MIRRORS OF LARGE TELESCOPES, by G.M. Popov. New scheme of testing of a telescope convex secondary mirror is discussed. The test uses big concave mirror of the same telescope. The scheme needs the flat mirror or collimator. The diameter of the flat mirror or the diameter of the collimator light beam is a bit more of the diameter of the mirror under test. The theory of the test is described and calculations of a few test schemes for big telescopes are fulfilled.

Ключевые слова: телескопостроение, контроль оптики

В настоящее время активно строятся большие телескопы как наземного, так и космического базирования. Диаметр главного зеркала наземных телескопов достиг 10 м. Однако изготовление оптики подобных телескопов затруднено ввиду отсутствия простого, дешевого и надежного метода контроля вторичных выпуклых зеркал больших телескопов. Известный метод Хиндла требует применения светосильного вогнутого сферического зеркала, диаметр которого в несколько раз больше диаметра испытуемого гиперболического зеркала, что при больших размерах трудно осуществимо, не говоря уже о стоимости (Максутов 1948). Телескоп может иметь несколько вторичных зеркал, для каждого из которых может потребоваться своя сфера Хиндла. Другой традиционный метод контроля – применение автоколлимационного плоского зеркала для контроля оптики телескопа в сборе – требует высокоточного плоского зеркала, диаметр которого равен диаметру главного зеркала телескопа. В свою очередь, контроль этого плоского зеркала требует применения еще более точного вогнутого сферического зеркала, диаметр которого, по крайней мере, равен диаметру плоского зеркала. При этом одна только стоимость заготовок для плоского и вторичного зеркал может в несколько раз превысить стоимость заготовки для главного зеркала телескопа. Поэтому весьма актуальна разработка метода контроля вторичных зеркал, не требующая применения больших контрольных зеркал.

Мы предлагаем метод контроля, схема которого изображена на рисунке 1. Здесь 1 – главное зеркало телескопа, 2 – малое плоское контрольное зеркало, 3 – испытуемое выпуклое зеркало, АА' – контролирующая аппаратура. Это может быть интерферометр, теневой прибор и т.д., как обычно. Расчет оптической схемы выполняется так, чтобы аберрации в точке А' были минимальными,

а габариты схемы приемлемыми. Задача облегчается тем, что фигура зеркала 1 может меняться в процессе доводки в широких пределах – от почти сферической в начале работы до требуемой параболической или гиперболической с требуемым эксцентриситетом в конце работы. Поэтому для контроля зеркала 3 можно, например, применить зеркало 1 с фигурой эллипсоида вращения, эксцентриситет которого обеспечивает требуемые параметры схемы контроля. Как известно, контроль вогнутых эллиптических зеркал не вызывает затруднений. После окончания изготовления зеркала 3 можно закончить и изготовление зеркала 1, контролируя его традиционными методами. Заметим, что диаметр вспомогательного плоского зеркала 2 практически такой же, как и диаметр контролируемого выпуклого зеркала 3, что обычно осуществимо без затруднений. Заметим, что при отсутствии стеклянного плоского зеркала 2 возможно использовать плоскую поверхность жидкости. Заметим также, что в последние годы разработана методика получения больших высокоточных параболических вогнутых зеркал посредством вращения жидкости в сосуде, что для малых зеркал было впервые реализовано еще Р. Вудом в начале нашего столетия (Вуд 1936). Диаметр подобных зеркал достиг 2.7 м (Боррэ 1994) и продолжает расти. Стоимость жидких зеркал несравненно ниже, нежели стеклянных. Жидкие параболические зеркала также можно применить в нашей схеме взамен зеркала 1. Следует отметить, что основным достоинством жидких зеркал является возможность менять кривизну поверхности, что облегчает расчет схемы для различных испытываемых зеркал 3 на рис. 1.



Рис.1.

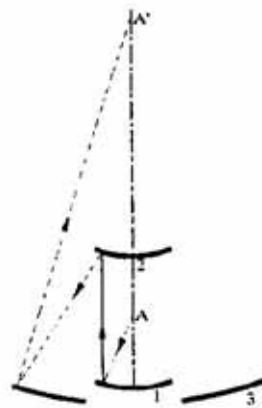


Рис.2.

Заметим, что взамен автоколлимационного плоского зеркала можно применить коллиматор, питающий систему параллельным пучком лучей. Конечно, линзовый коллиматор большого диаметра изготовить трудно, а его качество могло бы оказаться низким из-за оптических дефектов стекла. Поэтому в качестве коллиматора можно использовать вогнутое параболическое зеркало (рис. 2), например, жидкое, как уже упоминалось выше (Боррэ 1994); относительное отверстие подобных зеркал может быть доведено до 1:1.2 при диаметре 2.7 м и дифракционном качестве.

На рис. 2 обозначено:

- 1 – параболическое коллиматорное зеркало,
- 2 – выпуклое испытываемое зеркало,
- 3 – большое вогнутое зеркало.

Точечный источник света A располагается в фокусе коллиматорного зеркала 1; схема рассчитывается так, чтобы абберация в точке A' была исправлена. Очевидно, расчет автоколлимационной схемы на рис. 1 может быть сведен к расчету схемы, изображенной на рис. 2, поэтому в дальнейшем ограничимся ее рассмотрением последней схемы.

Расчеты показали, что предложенная схема дает возможность контроля вторичных зеркал для

телескопов Ричи-Кретьена, Кассегрена и Боттема-Вудруффа и их модификаций. Например, возможен контроль зеркала проектируемого космического телескопа Т-170, телескопа им. Хаббла и др.

1 Методика расчета

Очевидно, расчет системы, изображенной на рис. 2, эквивалентен расчету предфокальной системы из двух зеркал, а потому для ее расчета можно использовать приближенные выражения приведенные в (Максутов 1948); после преобразований получим:

$$r_1 f' - r_1 s' - 2f' d = 0 \quad (1)$$

$$r_2 f' - r_2 s' + r_2 d - 2s' d = 0 \quad (2)$$

$$(e_1^2 - 1)(f' - s')^3 - 2d^2 s'(1 - 4c_1) = 0 \quad (3)$$

$$(e_2^2 - 1)(f' - s' + d)^3 + 4d(f' - s')(f' - s' + d) - 2d^2 f'(1 - 4c_1) = 0 \quad (4)$$

Здесь r_1 и r_2 – радиусы кривизн при вершинах главного и вторичного зеркал, e_1 и e_2 – эксцентриситеты главного и вторичного зеркал, d – расстояние между вершинами зеркал, s' – расстояние фокуса А от вершины вогнутого зеркала (рис. 1), f' – эквивалентное фокусное расстояние системы, c_1 – коэффициент комы. Кроме того, обычно задают диаметры D_1 и D_2 выпуклого и вогнутого зеркал; их отношения $\frac{D_2}{D_1}$ обозначим $\mathcal{E}$. Из геометрических соображений находим в рамках параксиальной оптики:

$$\mathcal{E} \cong \frac{r_1 - 2d}{r_1} \quad (5)$$

Заметим, что r_1 , r_2 , e_1^2 предполагаются известными; подлежат определению d , s' , e_2^2 , а также вспомогательные величины f' и c_1 . Из (5) находим:

$$d = \frac{r_1(1 - \mathcal{E})}{2} \cong \frac{r_1(1 - \frac{D_2}{D_1})}{2} \quad (6)$$

Подставив это в (1) и (2) получим систему линейных алгебраических уравнений относительно неизвестных f' и s' . Решая ее, получим:

$$s' = \frac{r_2 d}{(r_2 + 2d) - \frac{r_1 r_2}{r_1 - 2d}} \quad (7)$$

$$f' = \frac{r_1 r_2 d}{(r_1 - 2d)(r_2 + 2d) - r_1 r_2} \quad (8)$$

Величина s' определяет высоту контрольной башни для схемы. Из (3) и (4) находим:

$$e_2^2 = 1 - \frac{4d(f' - s')}{(f' - s' + d)^2} + \frac{f'(e_1^2 - 1)(f' - s')^3}{s'(f' - s' + d)^3} \quad (9)$$

где d определяется из (6), s' и f' из (7) и (8). Целесообразно также ввести коэффициент α , характеризующий экранирование лучей, идущих от вогнутого зеркала к фокусу системы:

$$\alpha = \frac{D_1}{D_3} \cong \frac{D_1 s'}{D_2 q},$$

где D_3 – диаметр пучка лучей, отраженных вогнутым зеркалом, в плоскости, касательной к вершине выпуклого зеркала, q – расстояние от вершины выпуклого зеркала до фокуса системы. Коэффициент c_1 , определяющий кому схемы, изображенной на рис. 2, легко найти из Боррэ (1994):

$$c_1 = \frac{1}{4} - \frac{(e_1^2 - 1)(f' - s')^3}{8s'd^2}.$$

Длина $\delta g'$ пятна комы при работе вне оси, как известно из теории aberrаций 3-го порядка, определяется выражением:

$$\delta g' = \frac{3c_1}{4} A^2 f' \omega,$$

где A – относительное отверстие системы, ω – угол наклона пучка, входящего в систему, с оптической осью.

Это выражение справедливо только в том случае, если система (рис. 2) изображает точку, расположенную на бесконечности (например при работе с коллиматором), т.е. без плоского зеркала. Если же система работает с плоским зеркалом, т.е. в автоколлимации (рис. 1), то кома, благодаря симметрии схемы, компенсируется. Контрольная схема, рассчитанная по формулам (6) – (9), обычно требует уточнения посредством применения оптимизирующей программы на ЭВМ.

2 Результаты расчетов

Приведем результаты расчета нескольких оптических схем контроля выпуклых гиперболических зеркал с эксцентриситетом e_1 и радиусом кривизны при вершине r_1 . Очевидно, достаточно просчитать работу схемы в параллельном пучке (рис. 2), когда плоское зеркало отсутствует.

Применяя выражение (6) – (9) для оптики известного космического телескопа им. Хаббла (диаметр большого зеркала 2.4 м), получим конструктивные элементы схемы контроля, представленные в табл. 1. Параметры телескопа взяты из (Бербидж 1984).

Телескоп имеет схему Ричи-Кретьена со следующими конструктивными элементами:
 световой диаметр большого зеркала $\Phi_1 = 2400$ мм
 радиус кривизны большого зеркала $R_1 = -11027$ мм
 квадрат эксцентриситета большого зеркала $E_1 = 1.0023$
 световой диаметр малого зеркала $\Phi_2 = 250$ мм
 радиус кривизны малого зеркала $R_2 = -1357.6$ мм
 квадрат эксцентриситета малого зеркала $E_2 = 1.49723$
 расстояние между зеркалами $d_1 = -4900$ мм
 эквивалентное фокусное расстояние $F' = 57500$ мм

Таблица 1.

$$r_1 = 1357.6 \text{ мм}; e_1^2 = 1.49723; r_2 = 11027 \text{ мм}; D_1 = 250 \text{ мм}; D_2 = 2400 \text{ мм}$$

$d, \text{мм}$	$s', \text{мм}$	$f', \text{мм}$	e_1^2	e^2	α	$N_{\max}$
-5837.68	35821.86	3731.44	0.510472	0.510634	0.149	0.009

Здесь e_2 – предварительное значение эксцентриситета большого зеркала, e – уточненное значение эксцентриситета большого зеркала, полученное после оптимизации. Очевидно, это – эллипсоид. Большое зеркало следует сначала изготовить с эксцентриситетом e , затем проконтролировать его и завершить работу над малым выпуклым зеркалом, контролируя его в схеме, изображенной на рис. 1 или рис. 2, и, наконец, закончить работу над большим зеркалом, придав ему требуемую гиперболическую фигуру для работы в схеме Ричи-Кретьена. Контроль гиперболического вогнутого зеркала осуществляют традиционными методами (Максутов 1948). Задний отрезок s' определяет минимальную высоту башни (около 36 м) для применения схемы, изображенной на рис. 1 и рис. 2. Диаметр плоского зеркала (рис. 1) или коллиматора (рис. 2) должен быть не менее 250 мм, что легко осуществимо. Сферическая волновая aberrация $N_{\max}$ схемы весьма мала (0.009λ). Приведенный пример, разумеется, носит иллюстративный характер, поскольку контроль вторичного зеркала телескопа Хаббла был осуществлен другим методом.

В качестве второго примера рассмотрим результаты расчета контрольной схемы отечественного космического телескопа Т-170 с диаметром главного большого зеркала 1700 мм.

Телескоп имеет схему Ричи-Кретьена со следующими параметрами:

световой диаметр большого (вогнутого) зеркала $\varnothing_1 = 1700$ мм

радиус кривизны большого зеркала $R_1 = -9333.3$ мм

квадрат эксцентриситета большого зеркала $E_1 = 1.050237$

световой диаметр малого зеркала $\varnothing_2 = 460$ мм

радиус кривизны малого (выпуклого) зеркала $R_2 = -3216.2$ мм

квадрат эксцентриситета малого зеркала $E_2 = 3.612442$

расстояние между зеркалами $d_1 = -3500$ мм

эквивалентное фокусное расстояние $F' = 1700$ мм

Входное отверстие совмещено с оправой большого зеркала. Используя схему, изображенную на рис. 2, имеем $r_1 = 3216.2$ мм; $e_1^2 = 3.612442$; $r_2 = 9333.3$ мм; $D_1 = 460$ мм; $D_2 = 1700$ мм = $\varnothing_1$. По-прежнему применяя выражения (6)–(9), находим параметры схемы (рис. 2), табл. 2; обозначения прежние.

Таблица 2.

$d, \text{мм}$	$s', \text{мм}$	$f', \text{мм}$	e_1^2	e_2^2	α	$N_{\max}$
-4299.93	22210.0	6045.3	0.686566	0.690343	0.369	0.03

Таким образом, контроль вторичного зеркала телескопа Т-170 может быть осуществлен в башне высотой 22210 мм с помощью вогнутого зеркала, имеющего фигуру вогнутого эллипсоида (квадрат эксцентриситета $e^2 = 0.690343$) диаметром 1700 мм. Изготовление подобного зеркала, как уже упоминалось выше, может быть осуществлено в процессе доводки (полировки) главного зеркала телескопа, поскольку оно должно иметь форму гиперboloида с квадратом эксцентриситета $E_1 = 1.050237$, а процесс доводки подобного зеркала, как правило, начинается с изготовления сферической поверхности с последующим переходом к эллипсоиду, эксцентриситет которого увеличивается от сеанса к сеансу доводки, заканчиваясь получением гиперboloида с требуемым эксцентриситетом.

Волновая абберация $N_{\max}$ схемы достаточно мала и обеспечивает дифракционное качество изображения. Контроль вогнутого зеркала, как эллипсоида, так и гиперboloида, не представляет затруднений и может быть осуществлен с помощью универсального компенсатора типа Оффнера (Попов 1980). Схема (рис. 2) требует коллиматора диаметром 460 мм (как указывалось выше, это может быть вогнутый высокоточный параболаид). Схема, представленная на рис. 2, очевидно, легко может быть преобразована в автоколлимационную схему (рис. 1), – в этом случае потребуются плоское эталонное зеркало диаметром 460 мм. Напомним, что классическая автоколлимационная схема Ричи требует для контроля системы Ричи-Кретьена с отверстием 1700 мм плоского зеркала такого же диаметра.

В качестве третьего примера рассмотрим контроль выпуклого малого зеркала системы Боттема-Вудруффа (Боттема 1971). Эта система имеет обычную кассегреновскую схему, подобно классической системе Кассегрена и Ричи-Кретьена, но эксцентриситеты зеркал выбраны так, чтобы обеспечить как получение безабберационного изображения звезды на оси системы, так и возможность производить слежение за объектом путем качания вторичного выпуклого зеркала вокруг его вершины, не вводя комы. Система была разработана для наблюдений звезд с ИСЗ и стратостатов. Подобная система была нами рассчитана для применения на космической станции "Астрон", но в дальнейшем была заменена системой Ричи-Кретьена, имеющей большее полезное поле зрения (Боярчук 1994).

Приведем конструктивные элементы системы Боттема-Вудруффа, рассчитанной нами. (Ис-

пользуем прежние обозначения.)

$\varnothing_1 = 800$ мм; $R_1 = -5565$ мм; $E_1 = 1.4300$; $\varnothing_2 = 260$ мм; $R_2 = -2400$ мм; $E_2 = 9.7820$; $d_1 = -2000$ мм; $F' = 8000$ мм;

Переходя к обозначениям схемы, изображенной на рис. 2, получим

$r_1 = 2711.9$ мм; $e_1^2 = 9.7820$ мм; $r_2 = 5665.2$ мм; $D_1 = 260$ мм; $D_2 = 800$ мм.

Из (6)–(9) находим остальные параметры схемы (табл. 3, строка 1); обозначения прежние.

Таблица 3.

No	d , мм	s' , мм	f' , мм	e_2^2	e^2	α	N_{max}
1	-2521.0	11033.7	3558.3	1.43	1.43	0.418	0.07
2	-2533.5	10924.3	3511.21	1.43	1.43		0.04

В табл. 1, в строке 2 даны уточненные параметры, полученные с помощью оптимизирующей программы. Итак, высота контрольной башни, определяемая в первом приближении отрезком s' , порядка 11 м. В контрольной схеме применено главное зеркало телескопа, эксцентриситет которого тот же, что и в системе Боттема–Вудруффа. Поэтому в этом случае главное зеркало не требует доводки после того, как вторичное (выпуклое) зеркало закончено и проверено в схеме рис. 1 или рис. 2.

Таким образом, предложенный метод позволяет испытывать выпуклые гиперболические зеркала с различными радиусами кривизны и эксцентриситетами. Остаточная волновая сферическая aberrация, определяемая нами максимальным ее значением N_{max} , мала и обеспечивает дифракционное качество изображения при $\lambda = 0.63 \mu\text{m}$. Впрочем, в тех случаях, когда остаточная aberrация предложенных схем контроля оказывается недопустимо большой, возможно применить дополнительный корректор перед фокусом схемы. Таким корректором может быть плоскопараллельная стеклянная пластинка, одна или обе поверхности которой асферические. Асферика рассчитывается так, чтобы исправить остаточную сферическую aberrацию схемы.

В заключение заметим, что схема, изображенная на рис. 2, в ряде случаев может быть модифицирована, а именно: оказывается возможным обходиться без коллиматора, располагая точечный источник света на конечном расстоянии от испытываемого зеркала. При этом вогнутое зеркало – эллипсоид.

Предложенный метод, несомненно, значительно упростит и удешевит изготовление вторичных выпуклых зеркал крупных телескопов.

Литература

- Максутов Д.Д., 1948, Изготовление и исследование астрономической оптики. –Л.–М., ОГИЗ.
 Вуд Р., 1936, Физическая оптика, Л.–М.
 Боррэ (Borra E.F.), 1994, Liquid Mirrors. Scientific American., 270, No 2, 49.
 Бербидж Дж., Хьюит А. (ред.), 1984, Современные телескопы. М.: Мир, с.312.
 Попов Г.М., 1980, Универсальный компенсатор Оффнера. Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 61, 168.
 Боттема и др. (Bottema M., Woodruff R), 1971, Third order aberration in Cassegrain-type telescopes and coma correction in servo-stabilized images. Appl. Opt., 10, No 2, 300.
 Боярчук А.А. (ред.), 1994, Астрофизические исследования на космической станции "Астрон". Физматлит.

УДК 523.823

Владимир Борисович Никонов
(личные воспоминания)

П.П. Добронравин

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413, Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 10 июля 1995 г.

18 ноября 1995 года (5 ноября по старому стилю) Владимиру Борисовичу Никонову исполнилось бы 90 лет...

Исполнилось бы. Но его уже 8 лет нет с нами, он скончался после очень тяжелой болезни 9 июня 1987 года.

Лично для меня 1995 год тоже "юбилейный": летом 1925 года, ровно семьдесят лет тому назад я впервые встретился с Владимиром Борисовичем.

Это случилось в Русском обществе любителей мирозведения в Ленинграде. Я увидел молодого человека с рюкзаком, в котором виднелся небольшой телескоп. "Кто это?" "Это Никонов, он в этом году Университет окончил". Смотрю на него с завистью, мне только предстоит поступать в Университет.

Первая встреча была мимолетной. Но вскоре мы стали регулярно встречаться на собраниях Общества Мирозведения. Потом наше знакомство перешло в дружбу, и мы стали встречаться и дома, у него или у меня. Наше общение разрасталось, у двух молодых астрономов находилось много тем для обсуждения, как научных, так и общих.

Весной 1930 года я закончил Университет и поступил на работу в Астрономический институт, где работал и он.

В те годы Владимир Борисович начинал свои работы по электрофотометрии. Они развивались в двух направлениях: электро-микрофотометр для измерения астрономических негативов и звездный электрофотометр для установки на телескопе для непосредственной фотометрии звезд. Эти работы активно поддерживал директор Института Борис Васильевич Нумеров. Вскоре оба прибора были осуществлены в виде макетов в мастерской Института. Некоторое участие в этой работе принимал и я.

Затем перед нами встала новая задача. В это время Борис Владимирович Нумеров вернулся из длительной поездки по многим европейским и американским обсерваториям, где ему стало ясным плохое состояние наших обсерваторий. Он решил вновь поднять старую проблему – создание в СССР большой современной обсерватории, для которой, прежде всего, нужно было найти место с хорошими условиями для астрономических наблюдений. И уже летом 1930 года В.Н. Никонов и А.К. Марков поехали в Грузию с этой целью. Дело обернулось так, что их поездка и встреча с молодым Е.К. Харадзе дали первый толчок к созданию Абастуманской астрофизической обсерватории.

Для подведения научной базы под поиски места с хорошим астроклиматом, весной 1931 года в Астрономическом институте было созвано специальное совещание астрономов и геофизиков по этой проблеме. В результате его было принято решение – продолжать работы в Грузии и обратить внимание на Среднюю Азию. И в 1931 году В.Б. Никонов снова проводил наблюдения в Грузии, а

на мою долю выпала Средняя Азия, район гор: Ташкент, Казахстан, Алма-Ата. В Ташкенте мы работали вместе с ныне покойным Борисом Венедиктовичем Окуневым.

В 1932 году Никонов направился в новые районы Грузии, а я – на Северный Кавказ. По окончании наблюдений в заданных нам районах мы встретились с ним в Абастумани, где сравнили наши наблюдения и убедились, что получаемые результаты достаточно близки и вполне сравнимы.

1932 год был знаменателен для нашей астрономии таким событием, как постройка первого отечественного телескопа, уже не на любительском, а на промышленном уровне. Правда, пока это был маленький телескоп, 13 дюймовый рефлектор, но первый, полностью свой! Телескоп был сконструирован покойным инженером-оптиком Николаем Григорьевичем Пономаревым. Осенью 1932 года первенец астроприборостроения в СССР был направлен в Абастуманскую астрофизическую обсерваторию, начало которой именно тогда было заложено на базе старой, Глазенаповской башни. 1933 и 1934 годы были для В.Б.Никонова и меня годами совместной работы по освоению нового телескопа и помощи новой, только рождавшейся обсерватории делать “первые шаги”. Очень приятно вспомнить нашу дружную совместную работу.

В дальнейшем наши “служебные” пути с Владимиром Борисовичем на время разошлись. Он продолжал работать в Астрономическом институте и был в то же время куратором Абастуманской обсерватории, часто бывая там и отдавая много времени ее развитию; я работал в Государственном оптическом институте и в Пулковской обсерватории. Конечно, это обстоятельство несколько не мешало нашей дружбе. В годы войны Владимир Борисович работал в Абастумани, а я вскоре был призван в армию.

Но вот кончилась война, и в нашей жизни произошли новые перемены. Астрофизический отдел в Абастуманском институте был ликвидирован и передан в Пулково, и Владимир Борисович перешел работать в Крымскую астрофизическую обсерваторию – КраО, которая только еще создавалась на базе Симеизского отделения Пулковской обсерватории. В 1945–46 гг. Владимир Борисович участвовал в поиске места для строительства КраО и активно поддерживал выбор именно того места, где сейчас и построена КраО – посёлок Научный.

В 1946 году, после моего возвращения из Германии, мы стали снова дружно работать вместе.

В 1946 г. Владимир Борисович был командирован в США чтобы выяснить там возможности заказа большого телескопа в группе, руководимой Григорием Абрамовичем Шайном. К сожалению, разместить заказ не удалось, и было решено создавать 2,6 метровый телескоп силами отечественной оптико-механической промышленности во главе с Ленинградским Оптико-Механическим Объединением – ЛОМО. С этой целью был организован комитет для научного руководства сооружением телескопа, и В.Б. Никонов стал его председателем, а я был назначен его заместителем. Это была нелегкая работа: в сооружении телескопа участвовало более сорока различных организаций. Главным конструктором был инженер ЛОМО Баграт Константинович Ионисиани. Комитет держал с ним самую тесную связь и старался, по мере сил и возможности, помогать ему. К счастью, большую помощь в работе оказывал тогдашний министр оборонной промышленности Дмитрий Федорович Устинов, в ведении которого была и оптико-механическая промышленность. Строительство телескопа было закончено в 1961 году, и в честь инициатора его создания – акад. Г.А. Шайна, он называется теперь “Зеркальный телескоп имени акад. Г.Н. Шайна” или сокращенно – ЗТШ.

В научной области Владимиру Борисовичу наиболее близка была проблема создания точных фотометрических звездных стандартов. Этому была посвящена и его докторская диссертация по точной фотометрии ряда специально выбранных звезд. Совместно с женой, Елизаветой Константиновной, была выполнена большая работа по абсолютной звездной фотометрии, с привязкой через Луну к Солнцу, где они применили разработанную ими оригинальную методику. При точных фотометрических измерениях необходим тщательный учет атмосферного поглощения именно в момент наблюдения, и им был разработан соответствующий метод, что обеспечило высокую точность результатов.

Для обеспечения высокой точности звездных фотометрических стандартов по его замыслу был построен полуметровый менисковый телескоп с фокусом куда – МТМ 500, позднее сыгравший большую роль в развитии В.В. Прокофьевой телевизионного метода наблюдений.

С целью расширения звездной фотометрии по идее Владимира Борисовича были задуманы

и осуществлены несколько экспедиций в Чили для наблюдения южных звезд строго в той же фотометрической системе, в которой наблюдались северные звёзды. К сожалению, эти наблюдения были прерваны пиночетовским переворотом в Чили.

Владимир Борисович был инициатором и вдохновителем постройки телескопа с зеркалом 1,25 метра, который предполагалось полностью автоматизировать. Договор о создании телескопа был подписан в 1959г., но по ряду причин работа крайне затянулась, и телескоп вошёл в строй только в 1981 году. Первые же фотоэлектрические наблюдения показали достоинство нового телескопа. К сожалению, Владимиру Борисовичу, его инициатору, мало пришлось на нем работать. Вскоре его подкосила тяжелая болезнь, которая после длительных страданий свела его в могилу 9 июня 1987 г.

Владимиру Борисовичу всегда были близки новые методы, новая техника в астрономии. С его именем связано внедрение в астрономическую практику фотоэлементов, фотоумножителей, электронно-оптических преобразователей, телевидения и т.д., без которых сегодня нельзя себе представить астрофизические исследования.

Он имел много учеников и последователей не только в КраО, но в Абастуманской и Пулковской обсерваториях.

Всегда вежливый, отзывчивый, готовый прийти на помощь – таким остался Владимир Борисович в памяти тех, кто его знал, кто с ним работал.

Лично для меня за 62 года нашего знакомства он всегда был близким другом, и благодарная память о нем сохранится...

УДК 520.3

Пионерские работы В.Б. Никонова с электронно-оптическими преобразователями и телевидением в Крымской астрофизической обсерватории

В.В. Прокофьева

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию 26 февраля 1996

Аннотация. В.Б. Никонов, один из основоположников электрофотометрического метода в астрофизике, стремился применять для астрономических наблюдений также и новейшие фотоэлектронные приемники оптического изображения. В 1948 г. он совместно с А.А. Калиняком и В.И. Красовским впервые получил с помощью электронно-оптического преобразователя (ЭОПа) инфракрасное изображение неизвестного до того времени звездного облака вблизи центра нашей Галактики, что позволило впервые сделать оценки размеров ядра Галактики и уточнить ее тип. Через 10 лет, в 1958 г., он активно поддержал пионерские испытания многокаскадных ЭОПов предельной чувствительности для наблюдений слабых звезд, что открыло эпоху применения таких приборов для астрофизических исследований. С 1962 г под его руководством в Крымской астрофизической обсерватории начались работы по применению в астрономии высокочувствительной телевизионной аппаратуры. Он был редактором первой в мире монографии по использованию в астрономии телевизионных систем, вышедшей в двух изданиях в 1974 и в 1984 гг.

V.B. NIKONOV PIONEER WORKS WITH IMAGE TUBES AND TV AT THE CRIMEAN ASTROPHYSICAL OBSERVATORY, by V. V. Prokof'eva. V.B. Nikonov, one of the founders of electrophotometry in astrophysics strove with using the modern photoelectronic image detectors in the astronomical observations as well. In 1948, he, in collaboration with A.A. Kalinjak and V.I. Krassovskij, using image tube took up the first infrared image of unknown stellar cloud near the center of our Galaxy that allowed to make estimations of the nucleus dimensions and to define more exactly the type of Galaxy. 10 years later, in 1958 V.B. Nikonov actively supported pioneer tests of multicascade image tubes of highest sensitivity in observations of faint stars. These tests opened the epoch of using such tubes for astrophysical investigations. Since 1962 under his leadership the experiments for using highsensitive television technique in astronomical observations started in the Crimean Astrophysical Observatory. He was editor of the first monograph on TV-systems in astronomy, which had two issues in 1974 and 1984.

Ключевые слова: наблюдения, ЭОП, телевизионная аппаратура

1 Введение

Владимир Борисович Никонов был энтузиастом использования в астрофизике новейших фотоэлектронных приборов. Наряду с разработкой методов электрофотометрии и применением новейших

ФЭУ для измерения блеска звезд, он всегда проявлял живейший интерес и к использованию приемников оптического изображения.

Быстрый прогресс в создании различных электронно-оптических преобразователей для военных нужд во время второй мировой войны в первые же послевоенные годы дал в руки астрономов новые высокочувствительные приемники оптического изображения. Основная масса приборов была разработана для ночного видения и имела максимум чувствительности в ближней инфракрасной области спектра. В качестве приемника света в них использовался полупрозрачный кислородно-цезовый фотокатод, а изображение в видимой области спектра высвечивалось на флуоресцирующем экране, который излучал под воздействием быстрых электронов, ускоренных в электрическом поле. Приборы получили название преобразователей, что отражало их предназначение преобразовывать инфракрасное излучение в видимое.

2 Наблюдения галактического центра

В первые послевоенные годы несколько типов трофейных ЭОПов были привезены В.И. Красовским в Симеизскую обсерваторию. Они имели диаметры фотокатодов 3, 4 и 8 см, работали с небольшим уменьшением размеров электронного изображения, их флуоресцирующие экраны были соответственно несколько меньших размеров. Некоторые из них применялись в немецких танках.

Идея применения ЭОПов для астрономических наблюдений носилась в воздухе. А. Лаллеман и Ф. Ленувель (1947) пытаются визуально оценивать яркость звезд по их изображениям на экране ЭОП. В марте-апреле 1947 г. В.И. Красовский проводит пробные наблюдения звезд в районе R Leo, которые демонстрируют эффективность этих приборов для исследований в области около 1 мкм.

В.Б. Никонов ставит актуальную задачу фотографирования центра Галактики, где мощные облака темной материи скрывают ядро. Согласно наблюдениям Дж. Стеббинса и А. Уитфорда (1947), сделавшим с помощью электрофотометра фотометрические разрезы области галактического центра, там была обнаружена обширная область инфракрасного излучения, которая была интерпретирована ими как ядро нашей Галактики. В июле и августе 1948 г. А.А. Калиняком, В.И. Красовским и В.Б. Никоновым (1949) впервые были получены фотографии неизвестного ранее большого звездного облака в районе центра нашей Галактики (Добронравин 1949, 1951). Для этой цели была собрана переносная установка, содержащая небольшой ЭОП с фотокатодом диаметром 3 см, объектив, проектирующий на фотокатод изображение неба размером около 15° , светосильную фотокамеру, позволяющую фотографировать изображение с флуоресцирующего экрана ЭОП. Масштаб составлял 0.7 мм на градус. Весь прибор размещался на специальном штативе. Гидрирование велось по яркой звезде. Время экспозиции составляло 20–40 мин. Наблюдения области галактического центра проводились со светофильтром, который вместе со спектральной чувствительностью фотокатода давал эффективную длину волны около 0.93 мкм.

Через год после небольшого усовершенствования аппаратуры фотометрически калиброванные снимки центра Галактики были повторены (Калиняк и др. 1951). Тщательная их обработка, проведенная Е.К. Никоновой, позволила уточнить размеры и яркость обнаруженного облака. Впервые были определены угловые размеры ядра нашей Галактики – примерно 11° , что соответствует 7.5 парсекам, и направление на него – 330° галактической долготы. На основании этих результатов было сделано заключение, что наша Галактика является спиральной галактикой промежуточного типа.

3 Применение каскадных электронно-оптических преобразователей

Конец сороковых и начало 50-х годов знаменуется быстрым прогрессом в создании различных типов ЭОПов. Астрономы внимательно следят за успехами разработчиков, быстро осваивают и применяют новые приборы, значительно увеличивающие проникающую силу астрономических телескопов. Встает вопрос об определении их предельных возможностей. Возникшая еще в довоенные годы идея сочленения нескольких каскадов ЭОП была осуществлена в Москве М.М. Бутсловым. И

сразу после изготовления прибора предельной чувствительности, состоящего из 6 камер (Завойский и др. 1956), в 1957 г. в КрАО под руководством В.Б. Никонова были проведены его испытания на телескопе (Бутслов и др. 1958). Наблюдения звезд различного блеска, а также галактик, полученные на полуметровом менисковом телескопе, показали перспективность использования каскадных ЭОПов для исследований слабых астрономических объектов.

Одновременно стало понятно, что для точных фотометрических измерений негативов, полученных при фотографировании изображения с флуоресцирующего экрана, надо использовать приборы с меньшим числом камер. Только в этом случае каждый фотоэлектрон вызывал на фотоэмульсии отклик такой величины, что информационная емкость элемента эмульсии оставалась достаточно большой для накопления большого числа квантов, что необходимо для высокой точности ее фотометрической обработки. Кроме того, перед изготовителями ЭОПов была поставлена задача существенного снижения уровня паразитных шумов внутри прибора. Так родилась серия приборов УМ-92, представляющих собой сочленение трех камер, обладающих достаточно низким уровнем шумов и обеспечивающих существенный выигрыш во времени экспозиции при астрофизических исследованиях. Следует отметить первую работу по исследованию галактик, выполненную с их использованием на 2.6-метровом Шайновском телескопе (Бутслов и др. 1962). Впоследствии в течение более чем 30 лет с помощью этих приборов проводились уникальные астрофизические исследования в различных обсерваториях СССР.

4 Применение высокочувствительной телевизионной аппаратуры

В.Б. Никонов был инициатором применения в СССР методов телевизионной электроники для астрономических наблюдений. Его привлекала возможность дистанционного управления как телескопом, так и процессом наблюдений. Он мечтал о регистрации непосредственно электрического сигнала, что исключило бы фотоэмульсию, вносящую значительные нелинейные искажения.

В 1961 г., когда во время солнечного затмения, полоса которого проходила через Крым, в обсерваторию приехала группа инженеров во главе с В.Ф. Анисимовым и предложила провести на телескопе испытания разрабатываемой ими телевизионной аппаратуры, В.Б. Никонов активно поддержал эту идею. В то же лето на менисковом телескопе МТМ-500 была сделана предварительная оценка возможностей телевизионной аппаратуры, а летом 1962 г. была привезена специально изготовленная аппаратура и проведены тщательные ее испытания. Передающая телевизионная камера, в которой в качестве преусилителя света использовался ЭОП, была установлена в фокусе куде полуметрового телескопа, и на экране монитора были зарегистрированы звезды, имеющие блеск $16^m.5$ (Агапов и др. 1963). Высокая квантовая эффективность аппаратуры и возможность регулировки контраста изображений слабых звезд на фоне ночного неба были высоко оценены В.Б. Никоновым, и он поставил задачу исследования предельных возможностей телевизионной аппаратуры. Она была выполнена в начале 1964 г. (Абраменко и др. 1965), когда на том же телескопе за время экспозиции 4 с были зарегистрированы на снимках, полученных с телевизионного экрана, звезды, имеющие блеск $20^m.0$. Их изображения имели контраст на фоне неба около 50 %. Предельная звездная величина, полученная с экспозицией 60 с, составила $20^m.9$. Изображение ее имело контраст 25 %.

В течение многих лет В.Б. Никонов уделял большое внимание развитию телевизионного метода астрономических исследований. При его участии были выполнены первые наблюдения искусственных спутников Земли (Агапов и др. 1965), а в 1971 г. он среди других сотрудников Крымской астрофизической обсерватории был удостоен Государственной премии за исследования, проведенные на Шайновском 2.6-метровом рефлекторе с помощью высокочувствительной телевизионной аппаратуры по определению координат искусственных космических объектов, уходящих на большие расстояния от Земли.

Опыт применения методов телевизионной электроники в астрономии был обобщен в монографии "Телевизионная астрономия", вышедшей под редакцией В.Б. Никонова в двух изданиях в 1974 и в 1984 гг. (Абраменко и др. 1974, 1984). В настоящее время она остается единственной книгой,

представляющей как успехи телевизионной техники, так и проблемы регистрации слабых и мало-контрастных изображений астрономических объектов на фоне ночного неба. Уже будучи тяжело больным, В.Б. Никонов высоко оценил создание телевизионного спектрометра малой дисперсии (Абраменко и др. 1986), открывающего, по его мнению, новое направление в наблюдательной астрофизике. В 1986 г, воспользовавшись небольшим улучшением здоровья, он делает свой последний научный доклад, собравший большую аудиторию.

В заключение автор выражает глубокую благодарность П.П. Добронравину за ценные обсуждения, которые помогли восстановить некоторые из описанных событий многолетней давности.

Литература

- Абраменко А.Н., Агапов Е.С., Анисимов В.Ф. и др., 1965, Доклады Академии Наук СССР, **161**, No 6, 1299.
- Абраменко А.Н., Агапов Е.С., Анисимов В.Ф. и др., 1974, 1984, Телевизионная астрономия. Под ред. В.Б. Никонова. I изд. М.: Наука, 296 с., II изд. М.: Наука, 272 с.
- Абраменко А.Н., Шарипова Л.М., Багров А.В., Смирнов М.А., 1986, Астрон. цирк., No 1464, 3.
- Агапов Е.С., Анисимов В.Ф., Никонов В.Б. и др., 1963, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., **30**, 3.
- Агапов Е.С., Анисимов В.Ф., Можжерин В.М. и др., 1965, Космические исследования, **3**, No 4, 630.
- Бутслов М.М., Завойский Е.К., Калиняк А.А. и др., 1958, Доклады АН СССР, **121**, No 5, 815.
- Бутслов М.М., Копылов И.М., Никонов В.Б. и др., 1962, Астрон.Ж., **39**, Вып. 2, 315.
- Добронравин П.П., 1949, Вестник Академии Наук, No 10, 49.
- Добронравин П.П., 1951, Природа, No 4, с. 47.
- Завойский Е.К., Бутслов М.М., Смолкин Г.Е., 1956, Доклады АН СССР, **111**, 996.
- Калиняк А.А., Красовский В.И., Никонов В.Б., 1949, Доклады Акад. Наук СССР, **64**, No 16, 25-28.
- Калиняк А.А., Красовский В.И., Никонов В.Б., 1951, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., **6**, 118.
- Лаллеман и Ленувель (Lallemant A., Lenouvel F.), 1947, Comp. Rendu, **225**, 1129.
- Стеббинс и Уитфорд (Stebbins J., Whitford A.), 1947, Astrophys.J., **106**, No 2, 235.

УДК 520.84

Спектрофотометрия звезд 9–12^m программы NPSS (North Polar Spectrophotometric sequence)

Л.М. Шарипова, В.В. Прокофьева

Крымская астрофизическая обсерватория, 334413 Украина, Крым, п. Научный

Поступила в редакцию в феврале 1996

Аннотация. Спектрофотометрические наблюдения звезд 9–12^m программы NPSS выполнены с применением высокочувствительной светоприемной аппаратуры цифрового телевизионного комплекса 0.5-м телескопа MTM-500 и оригинального бесщелевого спектрографа. Атмосферная экстинкция контролировалась в течение ночи с помощью энергетически калиброванного эталона яркости. Получены абсолютные распределения энергии двенадцати звезд, их синтетические звездные величины в полосе V и показатели цвета $B - V$.

SPECTROPHOTOMETRY OF STARS 9–12^m OF NORTH POLAR SPECTROPHOTOMETRIC SEQUENCE PROGRAMME, by L.M. Sharipova, V.V. Prokof'eva. Spectrophotometrical observations of stars 9–12^m of the programme NPSS have been carried out with highsensitive digital TV-complex of 0.5-m telescope MTM-500 and original slitless spectrograph. The atmospheric extinction was being controlled during the nights using calibrated artificial standard. The absolute distribution of energy for 12 stars, their synthetics stellar magnitudes in passband V and colour indices $B - V$ are obtained.

Ключевые слова: спектрофотометрия, стандарты

1 Введение

Спектральная плотность энергетической освещенности, создаваемая звездой на внешней границе земной атмосферы, является одной из важнейших характеристик, получаемых из наблюдений. Она содержит информацию о физических условиях и процессах, происходящих в звезде. Данные о распределении энергии в спектрах звезд позволяют решать такие проблемы, как определение и уточнение шкалы звездных температур, спектральной классификации звезд, создания моделей звездных атмосфер и т.д. Звезды с известным распределением энергии используются в качестве спектрофотометрических стандартов для исследования объектов планетной, звездной, внегалактической астрономии. Однако в большинстве случаев эти звезды яркие, имеющие блеск до 6^m (Харитонов и др. 1988; Глушнев и др. 1982). Звезд-стандартов более слабых, до 15^m, в достаточном количестве нет, а среди уже имеющихся стандартов довольно много белых карликов, которые обнаруживают переменность или заподозрены в ней. В настоящее время расширяются исследования в области слабых астрофизических объектов, что, в свою очередь, требует наличия достаточного количества звезд с хорошо изученным распределением энергии в их спектрах. Поэтому спектрофотометрические исследования звезд до 15^m являются важной проблемой.

Следует отметить неоднократное обсуждение идей создания региональных спектрофотометрических стандартов по аналогии с существующими фотометрическими стандартами. Так, предлагалось проведение выборочных наблюдений звезд – возможных вторичных спектрофотометрических стандартов – вблизи плоскости Галактики, эклиптики, Млечного пути и т.д. В этом направлении уже существует наработанный опыт (Терещенко и Харитонов 1972; Терещенко и Глушкова 1987). Несколько лет назад в КрАО по инициативе А.В. Харитонova были начаты исследования распределения энергии в спектрах звезд, расположенных в околополярной области неба и имеющих склонение больше $+85^\circ$ и блеск от 9^m до 12^m . Данная программа представляет собой вариант региональных спектрофотометрических стандартов и является продолжением на более слабые звезды программы NPSS (North Polar Spectrophotometric Sequence), проводимой в Астрофизическом институте им. В.Г. Фесенкова (Терещенко 1994). Необходимо отметить важное значение незаходящих стандартов в околополярной области неба, которые безусловно расширяют возможности наблюдателей Северного неба.

2 Аппаратура

Спектрофотометрические наблюдения по программе NPSS осуществлялись в КрАО на телевизионном комплексе (Абраменко и др. 1988) телескопа MTM-500 (F/13). Специально для спектрофотометрии точечных объектов был разработан и изготовлен оригинальный, бесщелевой спектрограф с набором прозрачных дифракционных решеток, являющийся развитием ранее используемого прибора и ставший в настоящее время штатным прибором полуметрового телескопа (Проник и Шарипова 1993; Абраменко и др. 1991а; Прокофьева и Шарипова 1997). В настоящее время спектрограф снабжен тремя решетками, имеющими 100, 150 и 200 штр/мм. В наших наблюдениях использовалась решетка 150 штр/мм. Регистрировалась область спектра в диапазоне длин волн 3700–7400 Å. Дисперсия составляла 450 Å/мм в фокальной плоскости телескопа, разрешающая способность, в значительной мере обусловленная качеством изображений, – 40 Å.

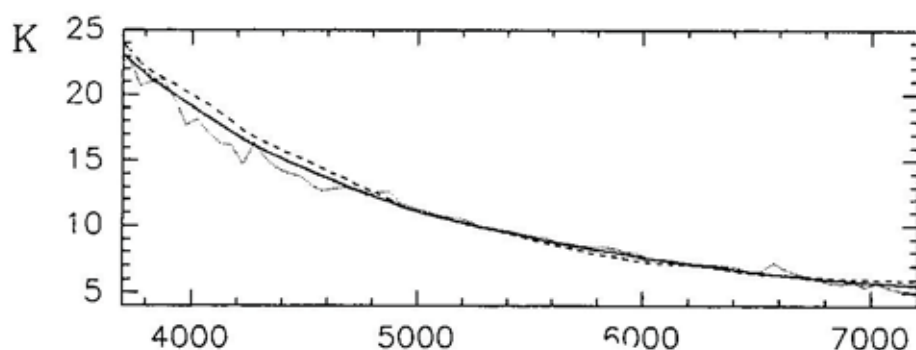


Рис. 1. Зависимость коэффициентов ослабления света нейтральным светофильтром от длины волны: кривая, изображенная короткими штрихами, получена из наблюдений; кривая, изображенная, длинными штрихами, получена по лабораторным измерениям В.А. Майера; сплошная кривая, аппроксимированная полиномом четвертой степени, получена усреднением данных наблюдений и лабораторных измерений

В качестве приемника света использовалась специально разработанная телевизионная трубка ЛИ-804, имеющая мультищелевой фотокатод с увеличенной в коротковолновой области спектра

чувствительностью (Абраменко и др. 19916). Для получения цифровых записей спектров в телевизионной аппаратуре имеется устройство, позволяющее стробировать телевизионный сигнал по длине строки и высоте кадра (Абраменко и др. 1983). Направление дисперсии спектрографа при этом устанавливается перпендикулярным направлению телевизионных строк. Размер строка по кадру во время данных наблюдений был ограничен объемом памяти оперативного запоминающего устройства ЭВМ и равен 600 строк. Размер строка по строке выбирался оператором и обычно не превышал 8 угловых секунд. Положение строка по строке и кадру можно было изменять с целью установки его в то место поля, где располагался спектр наблюдаемого объекта и изображения эталона яркости. Последний представлял собой изображения семи искусственных звезд, проектируемых обычно между нулевым порядком и спектром. Яркость этих изображений изменялась одновременно путем изменения величины тока через светодиоды специального осветителя. Вся информация, заключенная в строке, интегрировалась и оцифровывалась для каждой строки и суммировалась построчно в ЭВМ согласно заданному числу телевизионных кадров. Для получения достаточно высокого отношения сигнала к шуму на получаемых цифровых записях спектров число телевизионных кадров было выбрано равным 90.

В состав аппаратуры был введен серый хромовый светофильтр для ослабления яркости спектрофотометрических стандартов, к которым шла привязка. Спектральное пропускание его было исследовано В.А. Майером в лабораторных условиях и нами по наблюдениям звезд – стандартов, давшим 20 независимых оценок его спектрального пропускания. На рис.1 представлены результаты, полученные из наблюдений, из лабораторных измерений и средняя зависимость, использованная нами в расчетах и аппроксимированная полиномом четвертой степени.

3 Программа наблюдений

Создание околополярного ряда вторичных спектрофотометрических стандартов 9-12^m, расположенных вблизи Северного Полюса, сделано на базе многократных наблюдений звезд, являющихся кандидатами на такие стандарты. Энергетическая привязка осуществлялась к двум более ярким спектрофотометрическим стандартам HD30881 и HD221525, имеющим блеск 5^m58 и 7^m96

Таблица 1. Список околополярных звезд 9-12^m

NN звезд	Номера по каталогам	Экваториальные коорд. α (2000г.)	δ (2000г.)	Каталог AGC-3 V	Спектр. класс
1	2	3	4	5	6
ст.*	HD 30881	05 ^h 24 ^m 14.3	+86° 17' 23"	7 ^m 96	A0V
ст.*	HD 221525	23 27 01.1	+87 18 27	5.58	F0III
1*	HD 11696	02 34 32.7	+88 28 17	7.90	F4III
2	BD+87 16	02 48 53.6	+88 39 41	9.00	G0
3	-	04 05 08.5	+88 59 43	-	-
4	-	05 23 20.8	+88 19 01	-	-
5	BD+88 46	09 10 00.9	+87 50 38	11.7	G8
6	BD+89 15	09 35 16.9	+88 30 46	10.3	G5
7	-	13 51 34.9	+87 44 34	-	-
8	-	15 31 05.3	+88 02 33	-	-
9	-	18 16 59.7	+87 47 55	-	-
10	-	19 14 45.2	+86 45 13	-	-
11	BD+87 197	21 18 49.6	+87 56 01	11.7	G0
12	BD+86 334	22 26 29.3	+87 37 34	10.9	B9

(Терещенко и Глушкова 1992; Терещенко 1994). После пробных наблюдений и их предварительной обработки в окончательный список было включено 12 исследуемых звезд. В таблице 1 приводятся основные сведения об этих стандартах (ст) и звездах. В первой колонке приведена принятая нами нумерация звезд в порядке возрастания их прямого восхождения; во второй – номера по каталогам HD, BD; в третьей и четвертой – экваториальные координаты на 2000 год; в пятой и шестой – звездная величина в полосе V и спектральный класс из каталога AGC-3. Необходимо отметить низкую точность последних для исследуемых звезд. Звездочками в первой колонке отмечены стандарты и звезда N1, при наблюдениях которых применялся серый светофильтр. В рассматриваемой области неба нет звезд О и ранних В подходящего блеска, а если взять поздние В или ранние А, то есть большой риск попасть на переменные типа δ Sct.

Наблюдения проводились в октябре 1990 и январе 1991 годов по схеме: стандарт – исследуемые звезды – стандарт. Наблюдения стандартов повторялись через 1.5–2 часа. Было получено 160 наблюдений, каждое из которых состояло из 2–3 цифровых записей спектров. Из них 100 наблюдений исследуемых звезд и 60 – стандартов.

4 Методика наблюдений и обработки

Перед началом наблюдений производились записи: ошибки поля, характеризующие отклик аппаратуры при равномерной освещенности фотокатода, изображения дисторсионной сетки, проецируемой на фотокатод, темнового сигнала, получаемого при отсутствии освещения фотокатода. Каждый раз после наблюдений спектров звезды делались записи фона неба в непосредственной близости от исследуемого спектра и строго в том же режиме наблюдений. Шкала длин волн и дисперсия определялись по записям спектра планетарной туманности, имеющего нулевой порядок и две яркие линии – бленды, эффективные длины волн которых известны.

Одновременно с регистрацией спектров звезд производилась запись интенсивности семи звездообразных изображений фотометрического звездного стандарта (Абраменко и др. 1985), которые были расположены в строке между нулевым порядком и спектром. Средняя величина, вычисленная из семи максимальных значений яркости изображений этих искусственных звезд, была использована нами как эталон яркости. Во время наблюдений уровень яркости эталона устанавливался оператором близким к яркости регистрируемого спектра. С помощью эталона яркости все полученные спектры стандартизовались: вычислялись монохроматические интенсивности в спектрах наблюдаемых звезд относительно яркости эталона.

По наблюдениям звезд – стандартов эталон яркости был прокалиброван в единицах внеатмосферной энергетической освещенности для длины волны 5525Å. Это позволило для каждой ночи наблюдений построить временной ход изменений коэффициента прозрачности земной атмосферы, для чего были использованы все наблюдения звезд – стандартов. Наличие таких зависимостей позволило контролировать качество ночей. В некоторых случаях, когда были выявлены резкие колебания прозрачности, полученные записи спектров не обрабатывались. Обработка наблюдений производилась в два этапа. На первом этапе делались редукции, учитывающие погрешности, вносимые аппаратурой, запись фона неба вычиталась из записи “спектр звезды плюс фон неба”, производились определение шкалы длин волн и стандартизация интенсивностей спектров.

Таблица 2. Внеатмосферные монохроматические освещенности околополярных звезд 9-12^m

Длина волны	$E_{\lambda}^* \times 10^{-7}$ эрг/см ² с см											
	N1	N2	N3	N4	N5	N6	N7	N8	N9	N10	N11	N12
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13
3975	2710	631	56.5	201	97	326	80	94	114	65	152	290
4025	2360	1022	78.9	312	140	461	92	126	160	96	235	400
4075	2260	973	74.3	258	133	427	88	105	137	89	191	379
4125	3530	959	73.2	257	132	436	80	94	128	84	176	365
4175	2780	1063	72.5	300	144	467	91	109	129	88	179	395
4225	2620	1091	69.1	316	138	433	86	119	126	86	191	398
4275	3060	1182	74.9	308	163	518	98	143	143	96	219	382
4325	3210	979	71.9	227	144	420	86	133	132	82	178	320
4375	3370	1137	83.2	265	172	579	105	152	143	95	209	375
4425	2380	1209	87.5	290	195	643	104	163	150	104	219	399
4475	2760	1220	85.1	292	202	709	112	169	147	112	213	393
4525	2970	1299	89.7	288	207	668	114	167	154	112	221	398
4575	2930	1256	89.4	285	209	623	97	172	149	102	217	389
4625	2900	1240	82.5	287	199	608	89	157	149	104	205	383
4675	2810	1210	84.6	288	196	636	97	163	143	100	208	381
4725	2850	1195	81.0	273	189	645	100	154	142	91	196	362
4775	2880	1218	77.6	259	193	553	96	153	137	89	198	340
4825	2870	1151	79.6	225	188	462	111	154	129	94	192	315
4875	2790	873	63.9	189	167	562	86	125	114	80	159	274
4925	2550	1065	71.2	240	183	554	92	135	126	85	185	337
4975	2050	1115	76.7	265	186	541	103	141	138	92	193	346
5025	2500	1069	78.7	248	185	534	89	149	139	96	185	340
5075	2630	1066	75.4	244	176	499	93	130	130	89	179	341
5125	2500	1072	71.3	246	166	497	90	143	127	86	174	336
5175	2530	971	70.1	232	163	508	86	137	118	87	161	315
5225	2490	987	70.9	230	167	502	89	143	116	89	169	320
5275	2430	1000	64.4	225	168	498	87	141	120	88	168	320
5325	2390	992	67.6	221	167	495	88	143	115	80	169	317
5375	2300	985	64.2	219	170	492	91	136	114	81	168	312
5425	2270	944	67.1	217	166	481	90	136	115	80	159	310
5475	2250	930	62.7	211	164	452	86	134	111	77	160	303
5525	2200	900	62.4	204	163	456	82	143	106	77	156	302
5575	2240	925	60.3	201	157	447	84	142	109	82	157	302
5625	2170	891	62.5	206	157	443	82	140	106	78	154	298
5675	2110	878	62.4	198	161	431	82	140	110	75	150	288
5725	2080	870	63.9	192	162	440	80	135	97	76	154	290
5775	2050	850	62.9	195	161	422	86	139	98	76	156	288
5825	2020	832	58.6	187	153	421	81	137	100	71	147	284
5875	2020	832	61.3	187	156	416	89	143	106	71	147	278
5925	1990	818	62.6	181	163	405	77	142	103	69	148	269
5975	21960	799	58.3	182	153	397	86	137	108	78	148	266
6025	1880	807	54.4	181	152	385	78	138	88	74	135	262
6075	1850	800	52.5	176	154	365	84	136	95	73	123	263
6125	1780	779	53.2	174	152	380	73	127	81	71	122	267
6175	1780	747	50.5	173	148	356	78	133	101	65	117	260
6225	1710	748	49.7	169	149	348	85	131	99	61	130	255
6275	1670	742	56.0	173	149	350	83	134	91	71	128	244

Продолжение таблицы 2

Длина волны	$E_{\lambda}^* \times 10^{-6}$ эрг/см ² с см											
N1	N2	N3	N4	N5	N6	N7	N8	N9	N10	N11	N12	
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13
6325	1650	729	54.8	166	141	360	90	129	92	82	124	248
6375	1590	709	49.5	156	144	346	81	130	98	80	131	244
6425	1590	706	52.0	154	144	344	78	124	96	75	127	235
6475	1590	699	49.4	157	150	332	81	134	85	72	121	230
6525	1560	704	47.6	151	137	299	80	128	91	65	129	234
6575	1500	610	46.8	131	154	345	76	132	76	51	113	197
6625	1460	659	49.9	147	148	328	73	131	82	67	134	236
6675	1380	680	51.5	151	148	329	79	132	96	64	131	235
6725	1440	668	55.4	146	143	315	69	128	99	66	124	239
6775	1440	666	47.5	150	140	297	82	128	86	56	115	234
6825	1390	654	49.0	147	133	288	77	126	83	46	105	214
6875	1340	682	40.1	152	134	308	68	134	82	45	109	197
6925	1290	636	35.9	153	133	301	66	132	75	41	113	201
6975	1320	629	52.2	139	144	297	69	136	62	47	127	215
7025	1250	598	50.3	153	145	280	68	132	66	50	119	202
7075	1220	583	57.9	148	139	290	67	121	82	50	116	202
7125	1190	656	50.3	151	141	288	60	105	62	67	102	215
7175	1120	626	58.7	138	143	281	70	110	72	67	106	201
7225	1070	635	57.8	-	139	262	61	93	77	58	111	196

5 Расчет внеатмосферной монохроматической освещенности

На втором этапе обработки проводился расчет спектральной внеатмосферной энергетической освещенности для наблюдений исследуемых звезд. Все звезды, включая стандарты, имели близкие воздушные массы, мало меняющиеся со временем. Это упрощало применение дифференциального метода для определения абсолютного распределения энергии в спектрах исследуемых звезд. Использовалась формула, в которую, кроме обычно используемых величин, было добавлено отношение силы токов проектора эталона яркости в степени 1.45:

$$E_{\lambda}^* = E_{\lambda}^{st} \frac{I_{\lambda}^*}{I_{\lambda}^{st}} \times \left(\frac{T^*}{T^{st}} \right)^{1.45} \times \frac{F_{\lambda}^*}{F_{\lambda}^{st}} p_{\lambda}^{-\delta x} \quad (1)$$

где E_{λ}^* , E_{λ}^{st} – внеатмосферные монохроматические освещенности исследуемой звезды и звезды-стандарта, I_{λ}^* , I_{λ}^{st} – относительные интенсивности в спектрах исследуемой звезды и звезды-стандарта, T^* , T^{st} – силы токов, проходящие через светодиоды проектора эталона яркости, при записи спектров исследуемой звезды и звезды-стандарта, F_{λ}^* , F_{λ}^{st} – коэффициенты ослабления нейтрального хромового светофильтра, ослабляющего свет от исследуемой звезды и стандарта, p_{λ} – коэффициент прозрачности земной атмосферы, δx – разница воздушных масс исследуемой звезды и звезды-стандарта.

Для расчетов были использованы коэффициенты прозрачности земной атмосферы, определенные на моменты наблюдений звезд. Контроль прозрачности в течение ночи позволил подобрать пары наблюдений исследуемая звезда – стандарт, в которых наблюдения были получены при близких по значению коэффициентах экстинкции. Это обеспечило надежное проведение абсолютизации распределения энергии в исследуемых звездах с помощью дифференциального метода.

6 Спектральные данные

Цифровые значения энергетических внеатмосферных освещенностей представлены в таблице 2 в диапазоне длин волн 3950 – 7250 Å (шаг 50 Å) для 12 звезд. В первой колонке приведены длины

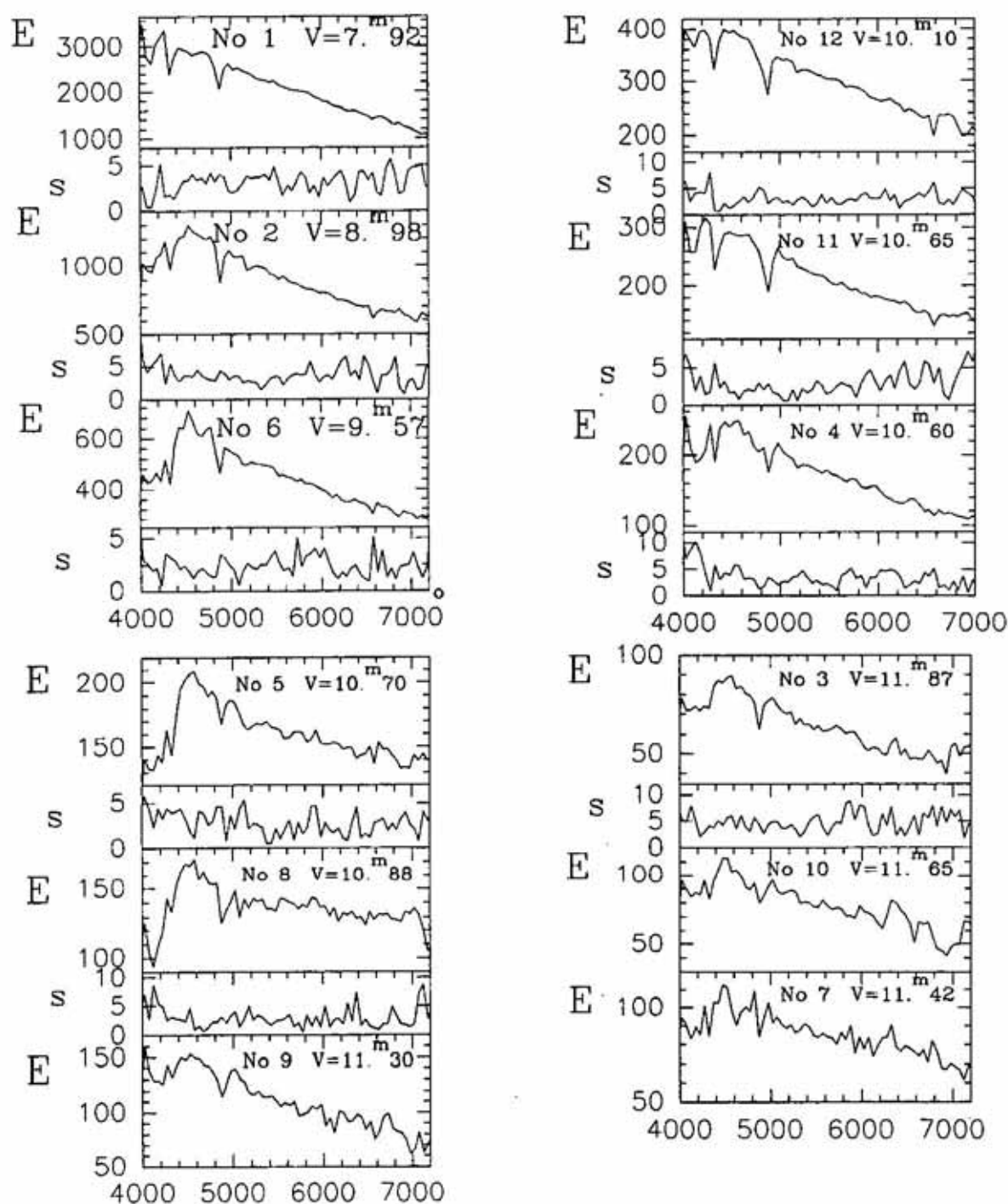


Рис.2. Спектральные зависимости внеатмосферных монохроматических освещенностей, умноженные на 10^{-7} и выраженные в абсолютных единицах [эрг/см²с см], для близполюсных звезд, и их средне-квадратические ошибки s , выраженные в процентах. В центре указаны номера звезд, справа – их синтетические звездные величины. По оси абсцисс отложена длина волны в ангстремах

волн, в остальных – внеатмосферная монохроматическая освещенность для звезд согласно их номерам, приведенным в таблице 1.

На рис.2 приводятся распределения энергии в спектрах близполюсных звезд (порядок мантисы абсолютного распределения энергии на указанных рисунках одинаков и равен 10^{-7}) и внутренняя точность для большинства из них. Последняя представлена величиной средне-квадратической ошибки средне-взвешенного значения абсолютной энергетической освещенности, вычисленной по нескольким ночам. В течение одной ночи иногда было несколько привязок исследуемой звезды к звезде-стандарту. Точность определения абсолютной энергетической освещенности в диапазоне длин волн от 4000 до 7200 Å составляет 2–3 % для звезд 9–10^m и 3–5 % для звезд 11–12^m.

7 Синтетические звездные величины V_c и показатели цвета $(B - V)_c$

Для расчета синтетических звездных величин B_c и показателей цвета $(B - V)_c$ исследуемых звезд были использованы кривые реакции фотометрических полос B и V , опубликованные в монографии Страйжиса (1977). Расчет проводился по формулам (Бурнашев 1987):

$$V_c = -2.5a_1 \lg \int E_\lambda S_v d\lambda + b_1, \quad (B - V)_c = -2.5a_2 \left(\lg \int E_\lambda S_b d\lambda - \lg \int E_\lambda S_v d\lambda \right) + b_2, \quad (2)$$

где E_λ – абсолютное распределение энергии звезды, полученное из наблюдений; S_v и S_b – кривые реакции спектральных полос B и V , $a_1 = 0.993$, $b_1 = -13.743$, $a_2 = 1.002$, $b_2 = 0.734$. Необходимость ввода коэффициентов a_1 , a_2 , отличных от единицы, обусловлена тем, что большинство исследуемых звезд были звездами поздних спектральных классов.

Результаты вычислений синтетических значений V_c и $(B - V)_c$ и их средне-квадратические ошибки приведены в первой и второй колонках таблицы 3 в порядке возрастания звездных величин V_c . В третьей колонке указаны принятые нами номера звезд, в четвертой и пятой – количество ночей и количество наблюдений исследуемых звезд, взятых в обработку.

Таблица 3. Синтетические звездные величины V_c и показатели цвета $(B - V)_c$ околополярных звезд 9–12^m

Звездная величина V_c	Показатель цвета $(B - V)_c$	NN звезд	Колич. ночей	Колич. набл.
1	2	3	4	5
7 ^m 92±0 ^m 06	0 ^m 35±0 ^m 02	1	3	14
8.98±0.03	0.48±0.01	2	3	7
9.57±0.02	0.54±0.03	6	3	8
10.10±0.03	0.42±0.03	12	3	6
10.59±0.02	0.38±0.01	4	3	9
10.65±0.02	0.39±0.07	11	3	6
10.70±0.02	0.64±0.02	5	3	10
10.88±0.02	0.61±0.02	8	3	8
11.30	0.40	9	2	7
11.42	0.59	7	2	6
11.65	0.47	10	2	6
11.87±0.02	0.44±0.03	3	4	11

туры к наблюдениям, В.А. Майеру – за лабораторные измерения нейтральных светофильтров, а также разработку и испытания механического устройства афокального бесщелевого спектрографа.

Анализ полученных результатов, проведенный

Прокофьевой и Шариповой (1997), позволил сделать вывод, что внешняя и внутренняя сходимости спектрофотометрических наблюдений звезд 9–12^m имеют точность одного порядка: 2–3 % для звезд 9–10^m и 3–5 % для звезд 11–12^m. Близкие величины внешней и внутренней сходимости были получены благодаря энергетической калибровке всех спектральных наблюдений.

В заключение авторы выражают искреннюю благодарность А.В. Харитонову за постановку задачи, внимание к работе, ценные замечания по тексту статьи и участие в наблюдениях, А.Н. Абраменко за участие в разработке бесщелевого спектрографа, создание автоматического дистанционного управления турелью сменных решеток и подготовку телевизионной аппаратуры к наблюдениям.

Литература

- Абраменко А.Н., Александрин Ю.С., Прокофьева В.В., Якушин В.Н., 1983, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 66, 218.
- Абраменко А.Н., Павленко Е.П., Прокофьева В.В., 1985, Фотометрические и поляриметрические исследования небесных тел, Киев: Наукова думка, с. 184.
- Абраменко А.Н., Бондарь Н.И., Майер В.А. и др., 1988, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 78, 182.
- Абраменко А.Н., Майер В.А., Прокофьева В.В., Шарипова Л.М., 1991a, Оптико-механическая промышленность, N 2, 10.
- Абраменко А.Н., Богачева Л.Г., Верхошенцев А.Е. и др., 1991b, Оптико-механическая промышленность, N 7, 70.
- Абраменко А.Н., Агапов Е.С., Анисимов В.Ф. и др., 1994, Телевизионная астрономия, ред. В.Б. Никонов, М.: Наука, 124 с.
- Бурнашев В.И., 1987, Изв.Крым.Астрофиз.Обсерв., 76, 70.
- Глушнев И.Н., Волошина И.Б. и др., 1982, Спектрофотометрия ярких звезд, ред. И.Н.Глушнев, М.: Наука, 256 с.
- Проник В.И., Шарипова Л.М., 1993, Авт. свид. N 1822932, Бюллетень изобретений, N 23.
- Прокофьева В.В., Шарипова Л.М., 1997, Кинематика и физика небесных тел, 13, 82.
- Страйжис В.Л., 1977, Многоцветная фотометрия звезд, Вильнюс: Мокслас, с.84.
- Терещенко В.М., 1994, Астрон.Ж., 71, N 3, 468.
- Терещенко В.М., Глушкова Е.А., 1987, Распределение энергии в спектрах 60 звезд – вторичных стандартов WBVR-системы. Алма-Ата, Деп. в ВИНТИ, N 6055.
- Терещенко В.М., Глушкова Е.А., 1992, Астрон.Ж., 69, 436.
- Терещенко В.М., Харитонов А.В., 1972, Зональные спектрофотометрические стандарты. Исследование распределения энергии в спектрах 109 звезд в абсолютных единицах. Алма-Ата: Наука КазССР., 198 с.
- Харитонов А.В., Терещенко В.М., Князева Л.Н. Спектрофотометрический каталог звезд, Алма-Ата: Наука, 1988, 477 с.

УДК 520.84; 524.31

Spectrophotometric standards of 7–8 mag

V.V. Biryukov, G.V. Borisov, I.N. Glushneva and V.I. Shenavrin

P.K. Sternberg State Astronomical Institute, University of Moscow, 13 Universitetskij Prospekt, 119899 Russia, Moscow

Поступила в редакцию 13 июля 1995г

Energy distribution data for 60 stars of the spectral type A0–G2 are presented in the range 3425–7525 Å with 50 Å step. The mean inner accuracy of obtained energy distribution data is about 1–1.5% in the range 4000–6000 Å. Only in the ultraviolet and near infrared edges of spectrum the error slightly increases but its mean value do not exceed 2. Comparison of synthetic $B - V$ indices calculated on the basis of energy distribution data and observed ones demonstrates good agreement of spectrophotometry and WBVR photometry. These stars may be used as secondary spectrophotometric standards. The list of stars is presented in Table 1.

Table. 1

HD334	HD14606	HD28138	HD109029	HD163750	HD210733
HD1352	HD15607	HD36150	HD145229	HD168481	HD213575
HD1832	HD16261	HD50520	HD145891	HD171888	HD214435
HD7193	HD18579	HD59975	HD146102	HD179874	HD215012
HD7805	HD18881	HD68903	HD153376	HD181382	HD215043
HD11088	HD19521	HD78422	HD154581	HD183936	HD217650
HD11170	HD20127	HD83792	HD154796	HD196203	HD218331
HD12831	HD20772	HD88046	HD154892	HD198554	HD218538
HD12889	HD21405	HD92558	HD155193	HD199999	HD219476
HD14338	HD21438	HD99122	HD162772	HD203401	HD221026

УДК 520.84

Сравнение распределения энергии и синтетических показателей цвета Веги со средними значениями для спектрального подкласса AOV

И.Н. Глушнев

Гос. астрономический институт им. П.К.Штернберга, 119899, Россия, Москва,
Университетский проспект 13

Поступила в редакцию 1 июля 1995г.

Сравнение синтетических показателей цвета $B - V$, вычисленных на основе калибровки Веги, опубликованной Хейесом (1985), с наблюдаемыми показателями цвета в системе WBVR, реализованной в Высокогорной Тянь-Шанской экспедиции ГАИШ, показывает, что расхождение между синтетическими и наблюдаемыми показателями цвета $B - V$ составляет -0^m023 . Использовано значение постоянной интегрирования $C = 0^m620$, полученное на основании сравнения вычисленных показателей цвета $B - V$ с наблюдаемыми в системе WBVR для звезд разных спектральных классов из четырех спектрофотометрических каталогов (Харитонов и др. 1994).

Наблюдаемые в системе WBVR показатели цвета Веги $W - B = 0^m044$, $B - V = 0^m011$, $V - R = -0^m022$ отличаются от средних значений этих показателей цвета 6 звезд класса AO, использованных Джонсоном при установлении фотометрической системы UBV, которые составляют: $W - B = 0^m028$, $B - V = 0^m000$, $V - R = -0^m007$ (Корнилов и др. 1991).

Проведено сравнение распределения энергии в спектре Веги согласно калибровке Хейеса со средним распределением энергии звезд AOV по данным разных авторов и для разных выборок звезд.

В таблице 1 приводятся усредненные по спектральным интервалам значения отношения распределения энергии в спектре Веги к средним значениям монохроматических потоков звезд AOV, нормированным к длине волны 5575 Å. Средние значения монохроматических потоков для звезд AOV взяты из работы Глушневой (1992), а также Князевой и Харитонova (1993), для звезд AOV из двух источников: Каталога ярких звезд Хоффлейт (1982) и работы Грея и Гаррисона (1987).

Таблица 1. Отношение усредненных по спектральным интервалам монохроматических потоков Веги к средним значениям для звезд AOV

Спектральный интервал, Å	Глушнев		
	A0V	BS-4	Князева и Харитонов A0Va
3225–3275	0.896	0.888	0.904
3325–3575	0.943	0.910	0.930
3625–3975	0.988	0.968	1.015
4025–4475	1.003	1.012	1.025
4525–4975	1.002	1.011	1.018
5025–5475	1.002	1.006	1.009
5525–5975	1.002	0.999	1.002
6025–6475	1.012	1.001	1.002
6525–6975	0.999	0.981	0.984
7025–7575	0.991	0.966	0.967

Первая строка таблицы относится к калибровке Веги по данным спутника OAO-2.

Данные таблицы свидетельствуют о том, что в ультрафиолетовой области спектра монохроматические потоки Веги меньше средних значений для звезд AOV вне зависимости от выборки звезд,

используемых для выведения средних значений.

Литература

Глушнев И.Н., 1992, Астрон.Ж., 69, 1062.

Грей и Гаррисон (Gray R.O., Garrison R.F.), 1987, Astrophys. J. Suppl. Ser., 65, 581.

Князева Л.Н., Харитонов А.В., 1993, Астрон.Ж., 70, 760.

Корнилов В.Г., Волков И.М., Захаров А.И. и др., 1991, Труды Гос. Астрон. ин-та им. П.К.Штернберга, 63, 399.

Харитонов А.В., Глушнев И.Н., Князева Л.Н., 1994, Астрон.Ж., 71, 657.

Хейес (Hayes D.S.), 1985, Calibration of Fundamental Stellar Quantities/IAU Symp. N 111/ Eds. Hayes D.S. et al. Dordrecht: Reidel D., p.225.

Хоффлейт (Hoffleit D.), 1982, The Bright Star Catalogue, fourth revised edition. Yale Univ. Obs. New Haven Connecticut.

УДК 520.84

Вторичные спектрофотометрические стандарты: распределение энергии и физические параметры атмосфер

И.Н. Глушнев, В.И. Шенаврин

Гос.астрономический институт им.П.К.Штернберга, 119899 Россия, Москва, Университетский проспект 13

Поступила в редакцию 1 июля 1995г.

Из каталога 238 вторичных спектрофотометрических стандартов, основанного на общих звездах московского и алма-атинского каталогов, выбрано 11 звезд спектральных классов А и В, которые не являются переменными или заподозренными в переменности. Распределение энергии в спектрах этих звезд в широком спектральном диапазоне 3200–10800 Å получено при помощи стыковки спектрофотометрических данных в области 3200–7600 Å, представляющих собой средние значения монохроматических потоков из московского и алма-атинского каталогов, и монохроматических потоков в ближнем ИК-диапазоне (6300–10800 Å), полученных на основании наблюдений на Крымской станции Гос. астрономического института им. П.К. Штернберга (ГАИШ). Отсутствие переменности блеска этих звезд в пределах 0.006m подтверждается фотометрическими измерениями в системе *WBVR*, выполненными в Высокогорной Тянь-Шанской экспедиции ГАИШ.

Сравнение синтетических показателей цвета, вычисленных на основе спектрофотометрических измерений, с наблюдаемыми в системе *WBVR* демонстрирует хорошее согласие для показателей цвета *B – V* и удовлетворительное согласие для *V – R*. Средние разности синтетических и наблюдаемых показателей цвета *B – V* составляют 0^m.007 и *V – R* – 0^m.000, а средние значения модулей этих величин – 0^m.013 и 0^m.040 соответственно.

В таблице представлен список звезд 3^m – 4^m, предлагаемых в качестве спектрофотометрических стандартов. Приводятся номера звезд по каталогам BS и HD, звездные величины в системе V, показатели цвета *B – V*, спектральные классы и параллаксы, взятые из четвертого издания Каталога ярких звезд.

Параллаксы, отмеченные звездочкой, были получены на основе расстояний, взятых из каталога Sky Catalog, 2000, в случаях, когда параллаксы в Каталоге ярких звезд отсутствуют или отрицательны, как у звезды BS 8335.

Таблица 1. Список звезд

BS	HD	V	<i>B – V</i>	Sp	"
269	5448	3.87	0.13	A5V	0.039
580	12216	3.98	–0.01	A2V	0.028*
1520	30211	4.02	–0.15	B5IV	0.008*
2540	50019	3.60	0.10	A3III	0.021
3690	80081	3.82	0.06	A3V	0.042
5107	118098	3.37	0.11	A3V	0.044
6396	155763	3.17	–0.12	B6III	0.023
7236	177756	3.44	–0.09	B9Vn	0.032
8335	207330	4.23	–0.12	B3III	0.004*
8597	213998	4.02	–0.09	B9IV–V	0.025
8634	214923	3.40	–0.09	B8V	0.023

УДК 520.84

О нормальном распределении энергии в спектрах звезд

Л.Н. Князева, А.В. Харитонов

Астрономический институт, Алма-Ата

Поступила в редакцию 1 июля 1995 г.

Выведено нормальное распределение энергии в спектрах звезд 41 спектрального МК-подкласса в области 3200–7600 Å. Основные особенности нашей работы состоят в следующем.

1. В качестве источника спектрофотометрических данных использовались алмаатинский, московский, пулковско-крымский каталоги.

2. Источником данных о МК-классификации звезд служил каталог BS (1982 г. изд.). Подклассы AOV, A1V и A2V дополнительно рассмотрены согласно квалификации Грея и Гаррисона, несколько отличающейся от принятой в BS.

3. Поскольку у непокрасневших звезд одного и того же спектрального класса спектроэнергетические кривые и показатели цвета могут заметно различаться (до $0^m.2$, в $B - V$ и до $0^m.3 - 0^m.4$ в $U - B$), представляется рискованным выводить нормальное, т.е. среднее, распределение на основе данных для одного-двух объектов. Чтобы обеспечить надежную характеристику подкласса, мы стремились использовать как можно больше звезд, реально – от 5 до 50, в среднем 17, отбрасывались только эмиссионные и явно пекулярные звезды.

4. Осуществлялся контроль достаточности используемой выборки звезд со спектрофотометрией. Для этого средние $(B - V)_s$ и $(U - B)_s$, вычисленные по этим выборкам, сравнивались с $B - V$ и $U - B$, средними по значительно большему массиву звезд, достигающим иногда до 200–300, т.е. практически по всем непокрасневшим звездам данного подкласса, содержащимся в каталоге BS (и имеющем полную UBV-фотометрию).

В подавляющем большинстве случаев $(B - V)_s$ и $(U - B)_s$ отличались от $B - V$ и $U - B$ не более чем на $0^m.01 - 0^m.02$, т.е. можно считать, что выборки звезд со спектрофотометрией достаточно надежно характеризуют соответствующие подклассы.

Выведенное нормальное распределение энергии опубликовано (и продолжает публиковаться) в Астрономическом журнале.

Нормальное распределение энергии выражено в относительных единицах и нормировано так, что $E(5475) = 1.00$. Для некоторых подклассов были найдены редуцирующие множители R , переводящие это распределение в абсолютную спектральную энергетическую освещенность от средней звезды данного подкласса, находящейся на расстоянии в 10 пс. Эти абсолютные освещенности являются характеристиками звезд, они в достаточной мере интересны и могут найти применение при различных калибровках. Значения R приведены в третьем столбце таблицы 1. Во втором ее столбце указаны числа звезд, которым выводилось R . Здесь было использовано значительно меньше звезд, чем при выведении нормального распределения, т.к. было ограничение – наличие известного тригонометрического параллакса, причем обязательно большего $0''.020$. Рассмотрены только те подклассы, для которых R можно было определить не менее чем по четырем звездам.

Из-за низкой точности параллаксов стандартные отклонения у значений довольно велики, около 30%. Для звезд главной последовательности величины R графически выглажены, что предста-

Таблица 1.

Sp	n	R	Sp	n	R	Sp	n	R
1	2	3	1	2	3	1	2	3
A0 V	9	0.113	F6 V	9	0.014	K0 III	25	0.099
A1 V	10	0.095	F7 V	6	0.012	K1 III	6	0.104
A2 V	16	0.081	F8 V	5	0.010	K2 III	12	0.109
A3 V	14	0.070	G0 V	10	0.006	K3 III	6	0.146
A5 V	10	0.056	A3 IV	7	0.059	K4 III	5	0.104
A7 V	6	0.046	F0 IV	5	0.056	K5 III	4	0.100
FO V	11	0.032	FO IV	5	0.056			
F5 V	8	0.016	G8 III	23	0.098			

вляется вполне законным, т.к. на H-R диаграмме главная последовательность образует сравнительно узкую полосу.

УДК 520.84

Распределение энергии в спектрах избранных звезд в широкой области (информация о проводимой работе)

Л.Н. Князева, А.В. Харитонов

Астрономический институт, Алма-Ата

Поступила в редакцию 1 июля 1995г.

Для получения спектроэнергетических кривых, охватывающих широкий диапазон, приходится привлекать измерения, выполненные на разной аппаратуре и по различной методике, причем часто результаты наблюдений представлены в разных единицах, несравнимых между собой без дополнительных редукиций. Стыковка таких данных, относящихся к разным участкам спектра, насколько нам известно, не проводилась, по крайней мере, для относительно большого числа звезд (несколько десятков).

Мы берем за основу Алмаатинский спектрофотометрический каталог, охватывающий область длин волн от 0.32 до 0.76 мкм, и дополняем его с той и другой стороны. Для УФ области данные заимствуются из каталогов ОАО и IUE. В первом из них охвачен интервал 0.12 – 0.36 мкм, с шагом 0.002 мкм, во втором интервал 0.20 – 0.32, а шаг 0.0005 мкм. У обоих каталогов энергетическая шкала задается распределением энергии у η UMa. Для контроля мы используем шестицветную УФ- фотометрию со спутника ANS, а и тогда – данные с TD-1.

В ИК области мы, прежде всего, будем использовать опубликованные результаты, полученные в ГАИШ для длин волн 0.6 – 1.08 мкм, и пулковские данные, тоже доходящие до 1.04 – 1.08 мкм. Контролем будет служить Аризонская тринадцатичетная фотометрия, у которой имеются полосы у 0.80, 0.86, 0.99 и 1.10 мкм. Для больших длин волн мы, в основном, используем спектрометрические и фотометрические данные, опубликованные в каталогах NASA. Использование фотометрических наблюдений для построения спектроэнергетических кривых вполне возможно, детально этот вопрос проанализирован в известной работе В.Б. Никонова и Г.А. Терез. Отметим, что использование фотометрии облегчается тем, что результаты ее обычно выражены в таких единицах, где Вега имеет нулевую звездную величину во всех полосах.

К настоящему времени сделано следующее:

1. Составлен банк данных для 138 звезд. Основа, как уже сказано, наш каталог и расширение в ту и другую сторону. Эти звезды относятся к ранним классам, от О до G. Мы избегали брать поздние классы, так как сильные молекулярные полосы в их спектрах, особенно у М – звезд, снижают точность и затрудняют редукиции.

2. Выведена спектроэнергетическая кривая для Веги в области 0.2–10.8 мкм. За основу взята компиляция Хейеса и дополнена с той и другой стороны на основе многочисленных опубликованных данных.

Мы рассчитываем завершить эту работу к концу текущего года.

УДК 520.84; 520.31

Пулковский спектрофотометрический каталог ярких звезд в диапазоне 0.32–1.08 мкм.

*Г.А. Алексеева, А.А. Артаров, В. Богородицкая, В.Д. Галкин, Е.И. Гаген-Торн, О.А. Клецкий,
В.В. Новиков, И.Н. Никанорова, В.П. Пазомов, Т.Ю. Пузакова, Е.В. Рубан, И.И. Румянцев,
И.Б. Сальников, А. Соколов.*

Главная астрономическая обсерватория, Пулково, Россия

Поступила в редакцию 2 июля 1997г

Исследования абсолютных распределений энергии в спектрах ярких звезд ведутся в Пулковской обсерватории с 1970 г. Пулковский спектрофотометрический каталог объединяет все предыдущие наблюдения в диапазоне спектра 0.32–1.08 мкм. В связи с тем, что в течение более 20 лет наблюдения велись в различных наблюдательных пунктах, различными наблюдателями и на разных телескопах, особое внимание при составлении сводного каталога уделялось редукции на единую инструментальную систему и процедуре абсолютизации.

Наблюдения велись на телескопах АЗТ-7 и Цейсс-600 с использованием спектрофотометров СФ-68.

Для перевода внеатмосферных монохроматических освещенностей от звезд из инструментальных единиц в абсолютные энергетические единицы использовалась система вторичных спектрофотометрических звездных стандартов, "привязанных" к первичному стандарту α Lyr, распределение энергии в спектре которой было принято в 1972 г. как компилятивное. Позднее нами была проведена собственная абсолютная калибровка Веги с использованием Государственного первичного эталона спектральной плотности энергетической яркости, однако для сохранения единой системы с ранее опубликованными данными результаты настоящего каталога представляются в старой абсолютной системе, основанной на абсолютной калибровке Оука и Шилда 1970г.

Для получения сводного каталога данные для звезд были объединены и усреднены по всем сезонам наблюдений. При этом для обеспечения корректности сведения данных к единому спектральному разрешению использовалась процедура скользящего сглаживания.

Таким образом, после тщательного отбора был получен сводный каталог абсолютных распределений энергии в спектрах 608 звезд, в том числе для 598 звезд – в диапазоне 0.32–0.735 мкм с разрешением 0.005 мкм; для 291 звезды – в диапазоне 0.5–1.08 мкм с разрешением 0.01 мкм и для 279 звезд – в диапазоне 0.32–1.08 мкм с разрешением 0.01 мкм. Данные представлены в единицах [эрг/сек см² см] с интервалом 0.005 мкм.

Звезды, входящие в каталог, в основном, яркие, не слабее 5^m0 и охватывают диапазон спектральной последовательности от О5 до М3. Восемьдесят звезд каталога являются установленными переменными, однако амплитуда изменения их блеска невелика, в пределах нескольких сотых звездной величины. Из числа заподозренных на переменность в каталоге содержатся 168 звезд, но и для них предполагаемые изменения блеска также невелики.

Оценку внутренней сходимости данных каталога дают вычисленные для каждой звезды среднеквадратичные ошибки средних значений. В центральной части диапазона больше половины звезд имеют ошибки меньше 1%, а подавляющее большинство – меньше 3%.

Для оценки внешней сходимости и выявления систематических ошибок каталога было проведено сравнение с данными 13-цветной фотометрии (Джонсон и др. 1975) и с некоторыми спектрофотометрическими данными. Из всех звезд каталога данными 13-цветной фотометрии обеспечено около 180 звезд. Сравнение показало, что соотношение вычисленных и наблюдаемых величин хорошо аппроксимируются прямыми, заметное отклонение от которых было обнаружено только для переменных звезд. Анализ разностей этих величин не обнаружил какой-либо зависимости ни от блеска, ни от цвета звезд. Отклонения наших данных от данных 13-цветной фотометрии имеют некоторый спектральный ход. Но даже на краях спектрального диапазона отклонения не превышают 3%, что вполне согласуется с точностью спектрофотометрии.

Сравнение со спектрофотометрическими данными проводилось по нескольким каталогам, данные которых предварительно пересчитывались для перевода их в единую абсолютную систему по звезде α Луг. Данные нашего каталога хорошо согласуются с данными ГАИШ (Волошина и др. 1982, 1983), несколько хуже – с каталогами Харитонов и др. (1978) и Кочран (1980). С данными же каталога Комарова и др. (1983) имеются систематические расхождения около 5%, которые невозможно объяснить ошибками каталожных данных. Учитывая хорошую сходимость со всеми остальными спектрофотометрическими и фотометрическими данными, можно считать, что полученный каталог лишен сколько-нибудь значительных систематических ошибок.

Таким образом, получен довольно обширный спектрофотометрический каталог, характеризующийся высокой точностью и однородностью. Данные каталога представлены в абсолютных энергетических единицах и имеют большое значение для определения таких фундаментальных параметров звезд, как эффективная температура и угловой диаметр.

Более подробное описание каталога готовится к опубликованию в *Астрономическом журнале*, а числовые данные будут направлены в Страсбургский центр астрономических данных.

Литература

- Волошина И.В., Глушнев И. и др., 1982, Труды ГАИШ, 52.
Волошина И.В., Глушнев И. и др., 1983, Труды ГАИШ, 55.
Джонсон и Митчел (Johnson H.L., Mitchell R.I.), 1975, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 1.
Комаров Н.С., Позигун В.А. и др., 1983, Спектрофотометрия звезд в диапазоне 580-900 нм. Киев: Наукова Думка, 312 с.
Кочран (Cochran A.L.), 1980, *Texas Univ. Publ. Astron.*, 16.
Харитонов А.В., Терещенко В.М., Князева Л., 1978, Сводный спектрофотометрический каталог звезд. Алма-Ата: Наука, 198 с.

УДК 524.31

Температурная последовательность непрерывных спектров звезд

А.А. Артаров, Т.Ю. Пузакова, Е.В. Рубан

Главная астрономическая обсерватория, Пулково, Россия

Поступила в редакцию 1 июля 1995г

Как известно, группировка звезд по спектральным подклассам и классам светимости в МК-классификации позволяет объединять звезды с одинаковой температурой, характеризующей подкласс, и ускорением силы тяжести на поверхности, определяющим класс светимости. При этом будут совпадать линейчатые спектры звезд. Совпадение же непрерывных спектров неочевидно, поскольку они образуются не в тех слоях атмосферы, где формируются линии.

Имеются значительные расхождения параметров непрерывных спектров звезд одного подкласса. Эти расхождения определяются не только различием температур звезд из-за дискретности классификации, но и различием нетемпературных факторов.

Чтобы исследовать закономерности воздействия различных факторов на непрерывные спектры в разных длинах волн, необходимо знать нормальное распределение энергии в спектрах, т.е. распределение, которое определяется только спектральным подклассом звезды, а значит, его основным параметром – температурой. В дальнейшем такое распределение мы будем называть “температурным”, чтобы отличить его от среднего распределения энергии в спектрах звезд одного подкласса, называемого иногда “нормальным”.

Для получения температурной средней кривой необходимо производить усреднение температурных распределений энергии. Для этого надо среди звезд одного подкласса отобрать звезды с подобным распределением. Если отбор произведен, то распределение энергии в спектре любой отбранной звезды будет лежать на температурной последовательности кривых и, в той или иной степени (в зависимости от дисперсии температур звезд одного подкласса), может быть характеристикой спектрального подкласса. Усреднение кривых лишь несколько уменьшит их неопределенность из-за различия температур.

Настоящая работа и посвящена получению температурной последовательности распределений энергии в спектрах звезд в диапазоне 3200–10800 Å вдоль всей спектральной последовательности. Исследования основаны на однородных данных спектрофотометрического каталога, полученного в Чилийской, Араратской и Боливийской экспедициях РА.

В результате тщательного отбора из 608 звезд отобраны для дальнейшего исследования 216 звезд, из которых для 193 была построена температурная последовательность спектральных распределений энергии. Для 23 звезд распределение энергии в спектре было определено как нетемпературное, для 15 звезд была уточнена спектральная классификация. Всего получено 95 усредненных кривых.

Настоящую работу предполагается продолжить с целью определения влияния различных факторов (аномалии в химсоставе, быстрое вращение, наличие сильного магнитного поля и т.д.) на характер спектроэнергетической кривой.

Требования к оформлению рукописей.

Статья должна быть представлена на дискете в редакторе LATEX, в стилевом файле CRAO и на бумаге.

Рисунки должны быть выполнены в виде бинарных файлов с расширением .psx или .msp. Размер рисунка не должен превышать 8 см в высоту и 15 см в длину с минимальными полями от краев рисунка.

Список литературы должен быть оформлен в алфавитном порядке. Если ссылка дана на зарубежное издание, необходимо указать фамилии авторов (не более двух) на русском языке и далее (в скобках) фамилии авторов на языке издания.

Редакция высылает автору для проверки отредактированную корректуру, которую необходимо вернуть через два дня.