

УДК 523.985

Магнитные поля в солнечных вспышках по данным спектрально-поляризационных наблюдений

В.Г. Лозицкий

Астрономическая обсерватория Киевского национального университета им. Тараса Шевченко
lozitsky_v@ukr.net

Поступила в редакцию 29 октября 2013 г.

Статья содержит краткий обзор научных результатов по проблеме магнитных полей в солнечных вспышках, полученных на основе спектрально-поляризационных наблюдений в основном за последние 10–15 лет. Излагаются наблюдательные данные и кратко дискутируются следующие вопросы: временные изменения магнитных полей во вспышках, включая проблему “магнитных транзиентов”, данные методов “отношения линий” и расщепления пиков V–параметра, магнитные поля смешанной полярности и полуэмпирические модели вспышек. Делается вывод, что спектрально-поляризационные наблюдения в целом подтвердили результаты магнитографических измерений о существовании двух типов изменений магнитного поля во вспышках: медленных и быстрых (типа “магнитных транзиентов”). По крайней мере, в некоторых вспышках такие изменения сопровождаются уменьшением фактора заполнения сильной компоненты. Во вспышках и в фотосферных полях вне пятен и вспышек присутствуют как минимум две компоненты поля: сильная (10^3 – 10^4 Гс) с регулярной полярностью на масштабе 2–3 Мм и небольшим фактором заполнения и более слабая ($\leq 10^3$ Гс), но с большим фактором заполнения и с тесным контактом магнитных полей противоположных полярностей. Высотное распределение магнитного поля и термодинамических условий в области вспышки является весьма своеобразным, отличным от невозмущенных областей. В частности, в распределении магнитного поля иногда появляются высотные пики; подобные пики (или даже несколько пиков в толще фотосферы) возникают и в распределении с высотой температуры. К концу вспышки такие возмущения в целом уменьшаются, приближаясь к обычной картине средней атмосферы. Несмотря на то, что основное энерговыделение вспышки происходит в хромосфере и короне, значительные связанные со вспышкой возмущения начинаются значительно ниже – со средней фотосферы (и выше).

MAGNETIC FIELDS IN SOLAR FLARES OBTAINED FROM SPECTRAL-POLARIZED OBSERVATIONS, *by V.G. Lozitsky*. The paper contains a short review of scientific results related to the problem of magnetic fields in solar flares and obtained mainly during last 10–15 years. The following data are presented and shortly discussed: temporal magnetic field changes in flares including problem of ‘magnetic transients’, data of ‘line-ratio’ method and splitting of V-peaks, mixed-polarity magnetic fields and semi-empirical models of flares. It was concluded that spectral-polarized observations confirm, in general, the results of magnetographic measurements about existence of two types of magnetic field changes in flares: slow and rapid, like ‘magnetic transients’. At least, in some flares such changes are accompanied by decreasing of the filling factor of strong

component. In the flares, as well as in non-flare regions, at least two magnetic field components exist: strong (10^3 – 10^4 G) component with regular magnetic polarity on scale of 2–3 Mm and small filling factor, and weaker ($\leq 10^3$ G) one, but with large filling factor and mixed-polarity magnetic field. Vertical distributions of magnetic field and thermodynamical conditions in area of a flare are highly unique, different from the non-flare region. In particular, narrow peaks in distribution of named parameters with height occur in the photosphere. By end of the flare development, such perturbations, in general, decrease and come nearer to usual picture of the middle atmosphere. Although the basic flare energy release occurs in the chromosphere and corona, considerable flare-related perturbations begin much lower – from the middle photosphere (and above).

Ключевые слова: Солнце, солнечные вспышки, магнитные поля

1 Введение

Первые наиболее важные результаты по исследованиям магнитных полей в солнечных вспышках были получены в Крымской астрофизической обсерватории под руководством А.Б. Северного в конце 1950-х – начале 1960-х годов (Северный, 1957, 1964, 1965, 1988). Большая заслуга в этом непосредственно А.Б. Северного, который был не только прекрасным научным идеологом, теоретиком, ученым-практиком и наблюдателем, но и сильным администратором. А.Б. Северный взлелеял плеяду талантливых и высокопрофессиональных исследователей, которые вместе с их научным руководителем и директором обсерватории подняли КраО на мировой уровень. В обсерватории впервые был создан вектор-магнитограф, который долгое время был лучшим и наиболее тестированным инструментом такого типа в мире (Никулин и др., 1958; Степанов, Северный, 1962). По инициативе А.Б. Северного в 1957 г. организованы регулярные измерения напряженностей магнитного поля в солнечных пятнах визуальным методом. Эти измерения проводились в нескольких обсерваториях Советского Союза и позволили накопить ценную информацию о временных изменениях модуля напряженности магнитного поля в тени солнечных пятен (Лозицкая, 2010).

Следует также отметить, что обилию высоких научных достижений и интересных результатов КраО способствовала тогда и исключительно высокая солнечная активность в 19-м цикле (1954–1964 гг., максимум в 1957 г.), который по числу пятен был наиболее мощным не только в вековом цикле, но и, по-видимому, за последние 5000 лет (Наговицын, 2008). Этот цикл сопровождался множеством сильных солнечных вспышек, включая и вспышки с сильными эффектами в магнитных полях на Солнце, межпланетном и околоземном пространстве. Именно в связи с этим в 1957 г. были организованы комплексные исследования Солнца в рамках Международного геофизического года (МГГ).

В настоящей статье представлен краткий обзор научных результатов по данной проблеме, полученных на основе спектрально-поляризационных наблюдений в основном за последние 10–15 лет.

2 Временные изменения усредненных магнитных полей

Хорошо известно, что источником энергии солнечных вспышек являются магнитные поля на Солнце. А.Б. Северный (1988) отмечал, что другие источники энергии могут обеспечить длительность вспышки не более одной минуты, тогда как наблюдаемая продолжительность вспышек – от нескольких минут до нескольких часов. О связи вспышек именно с магнитными полями свидетельствует и то, что почти все они возникают в группах солнечных пятен, которые являются, прежде всего, магнитными образованиями, содержащими концентрированные магнитные потоки ($\sim 10^{22}$ Мкс) в солнечной атмосфере. Даже если вспышка

Магнитные поля в солнечных вспышках...

возникает (очень редко) вне групп солнечных пятен, это все-таки бывает в местах с умеренными по силе ($\sim 10^2$ Гс) магнитными полями, где пятна либо вскоре должны появиться, либо уже были.

Было показано, что солнечные вспышки чаще возникают в сложных активных областях с высокими горизонтальными градиентами магнитного поля, особенно в так называемых дельта-конфигурациях – больших пятнах с несколькими разделенными ядрами противоположной полярности, находящимися в пределах общей полутени. Яркие узлы вспышек появляются, как правило, недалеко от линии раздела полярностей продольного поля ($H_{\parallel} = 0$) и часто – в местах быстрого поворота (“бифуркации”) вектора поперечной составляющей H_{\perp} . Записи магнитного поля на магнитографе, а также визуальные измерения напряженностей в пятнах, показали, что, по крайней мере, в больших вспышках наблюдается заметное уменьшение магнитных потоков и энергии на фотосферном уровне, свидетельствующее о “выгорании” части магнитной энергии и трансформации ее в другие виды энергий. После вспышек горизонтальные градиенты магнитного поля падают, топология магнитного поля на магнитограммах упрощается. Часто вспышке предшествует появление из-под фотосферы нового магнитного потока противоположной полярности, который внедряется в уже существующую картину поля (Северный, 1988).

Поскольку магнитографы типа Бибкока (1953) записывали карту магнитного поля активной области довольно медленно (за 1–2 часа), вопрос о действительном темпе изменений магнитных полей в течение вспышки был долгое время неясен. Ситуация несколько прояснилась благодаря созданию в обсерватории Биг Бэр видеомагнитографа, который позволял получать магнитограммы намного быстрее – за 1–2 минуты. С помощью видеомагнитографа было обнаружено во вспышках явление “магнитного транзиента” – внезапное появление компактных (размером в несколько Мм) магнитных образований, которые имели умеренно сильное поле (≈ 500 Гс) и время существования 1.5–2 мин (Зирин и Танака, 1981). По оценкам, энергии таких транзиентов ($\sim 10^{29}$ эрг) вполне хватало на вспышку средней мощности.

Однако вскоре в Астрономической обсерватории Киевского национального университета имени Тараса Шевченко (АО КНУ) было показано, что спектральная линия FeI 5324, использовавшаяся при наблюдениях с видеомагнитографом Биг Бэр, является ненадежной для уверенных заключений по этому вопросу – она дает в мощных вспышках узкую, интенсивную и сильно расщепленную эмиссию в ядре, достаточную для объяснения эффекта “магнитного транзиента” чисто инструментальными причинами (Лозицкая и Лозицкий, 1982). При этом попутно выяснилось, что действительная напряженность магнитного поля во вспышках может достигать 3000 Гс даже в том случае, если вспышечный узел проецируется не на пятно, а прилегающую к нему фотосферу. Оказалось также, что вся вспышечная эмиссия разделяется на две компоненты – более узкую и сильно расщепленную и более широкую, но не расщепленную (или почти не расщепленную). Это указывало на необходимость интерпретации результатов наблюдений в рамках как минимум двухкомпонентной модели магнитного поля, а не однокомпонентной, как обычно предполагается при магнитографических наблюдениях. Но для такой интерпретации нужно знать всю форму профиля спектральной линии. При магнитографических наблюдениях эта информация теряется, поскольку, по существу, снимаются данные лишь с двух точек магниточувствительной линии (или двух широких спектральных интервалов в ее крыльях). Окончательное слово здесь могли сказать лишь спектрально-поляризационные наблюдения, т. е. спектральные наблюдения с использованием поляризационной оптики.

Наблюдения на эшелюном спектрографе горизонтального солнечного телескопа АО КНУ (Курочка и др., 1980) показали, что в одном и том же месте на Солнце в картинной плоскости, соответствующему яркому эмиссионному узлу вспышки, измеренное продольное поле B_{\parallel}

изменяется следующим образом (Лозицкий и др., 1999). В целом, напряженности как по фотосферной линии FeI 6302.5, так и хромосферной линии $D_1\text{NaI}$ хорошо коррелируют с яркостью вспыхивающей эмиссии в H_α (рис. 1), т. е. параметром $I(H_\alpha)$ на рисунке. В изменениях магнитных полей видны два эффекта: а) резкий рост поля в максимуме вспышки – до 600–700 Гс, тогда как до максимума величина поля была 500–550 Гс и б) дефицит магнитной энергии после ее максимальной фазы: магнитное поле уменьшилось до 400 Гс по сравнению с 500–550 Гс перед максимумом вспышки. Есть еще один интересный эффект: в максимуме вспышки (в момент времени, когда параметр $I(H_\alpha)$ был максимальным) наблюдался более высокий “скачок” магнитного поля в хромосфере (линия D_1), чем в фотосфере (линия FeI 6302.5).

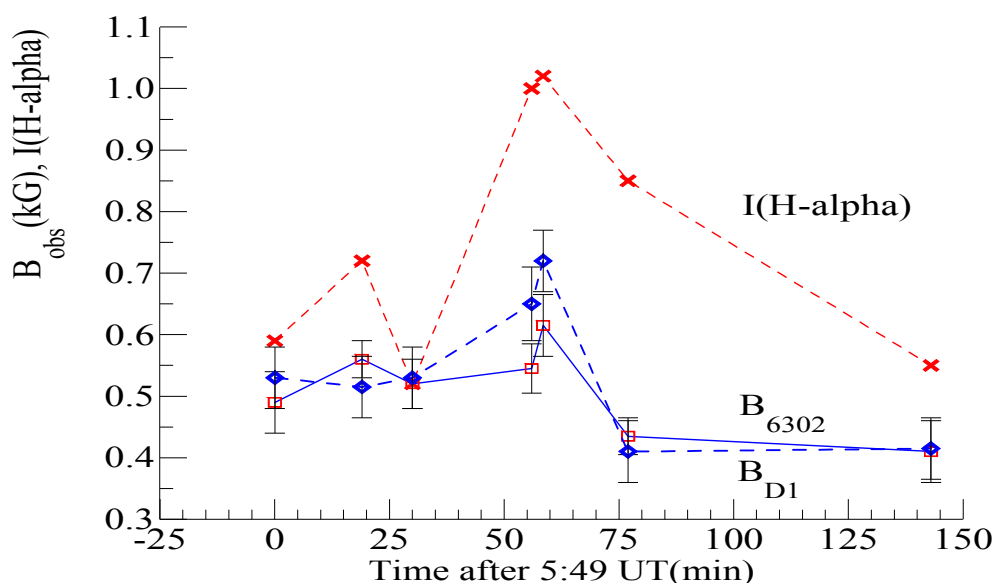


Рис. 1. Эволюция магнитного поля $B_{\text{obs}} \equiv B_c$ (в кГс) и яркости I в линии H_α во вспышке 26 июня 1981 г. (Лозицкий и др., 1999). Указанные значения напряженностей измерены по методу “центров тяжести” и представляют, в основном, усредненный магнитный поток через входную апертуру инструмента

На основании этого (и некоторых других данных) можно сделать вывод, что быстрые (в течение нескольких минут) изменения магнитного поля во вспышках типа “магнитных транзиентов” – вполне реальный эффект. Г. Зирин и его коллеги (1981) сделали правильный вывод, несмотря на то, что использовавшийся ими инструмент регистрировал как магнитные, так и немагнитные изменения в профиле линии. Аналогично, правильный вывод сделали и А.Г. Косовичев с В.В. Жарковой (2001), которые на основании данных бортового магнитографа SOHO/MDI заключили, что во вспышках существуют изменения двух типов: медленные и быстрые – типа “магнитных транзиентов”. О реальности быстрых изменений магнитного поля косвенно свидетельствует и то, что некоторые достаточно мощные вспышки имеют очень короткое время жизни – всего несколько минут. Примеры таких вспышек – вспышки 23 июня и 5 ноября 2013 г. баллов M3 и X3 соответственно.

Новым моментом, представленном на рис. 1, явилось то, что в хромосфере величина изменений магнитного поля оказалась больше, чем в фотосфере. В целом, это и неудивительно – согласно современным представлениям, основная энергия вспышки выделяется в хромосфере и короне Солнца, поэтому именно там и должны наблюдаться наиболее значительные изменения магнитного поля. Удивительно здесь другое – то, что в максимуме вспышки, когда, по идее, магнитное поле должно резко ослабевать, оно на самом

Магнитные поля в солнечных вспышках...

деле резко усиливается. Можно было предположить, что либо в максимуме вспышки запускался какой-то специфический механизм резкого усиления поля, либо просто вспышка “высвечивала” (делала видимыми) ранее невидимые структуры с сильными полями – это еще предстояло выяснить.

3 Данные метода “отношение линий”

Начиная с работ Стенфло (1973, 1979, 1989), стало очевидным, что приближение однокомпонентной модели является довольно грубым для реальных магнитных полей на Солнце. В действительности эти поля имеют очень тонкую структуру, которая не разрешается пространственно при прямых наблюдениях. Верхний предел диаметра наиболее тонких силовых трубок оценен на уровне 40–50 км (Виер, 1978; Лозицкий и Цап, 1989), тогда как предел прямого пространственного разрешения на лучших современных солнечных инструментах – 70–100 км. Очевидно, в таком случае следует использовать для интерпретации как минимум двухкомпонентные модели и именно таким путем находить действительные напряженности. Если же все-таки использовать однокомпонентную модель, то тогда из наблюдений определяется не напряженность, а скорее магнитный поток (Стенфло, 1979). Это справедливо как для магнитографических наблюдений, так и спектрально-поляризационных измерений по методу “центров тяжести”, если измеренные поля не превосходят 1500–2500 Гс (конкретная величина здесь зависит от магнитной чувствительности линии). Только в ядрах крупных пятен, где величина магнитного поля, как правило, больше 2500 Гс, из спектрально-поляризационных наблюдений определяется непосредственно модуль напряженности магнитного поля, а из магнитографических – некоторая сложная и неоднозначная функция напряженности, позволяющая определить величину поля с весьма существенными ошибками – до 200–300% (Северный, 1967).

Метод измерения действительных напряженностей в субтелескопических структурах предложен Я.О. Стенфло 40 лет назад (Стенфло, 1973) и назван им методом “отношения линий”. Первоначально использовались наблюдения продольных магнитных полей в спокойных областях при разрешении 2.3"×2.3". Измерения выполнены в двух линиях, FeI 5247.1 и 5250.2 Å, имеющих практически одинаковые потенциалы возбуждения нижнего уровня, силы осцилляторов и профили линий. Эти линии отличаются лишь факторами Ланде, которые равны для них 2.0 и 3.0 соответственно. Такие линии, как можно ожидать, формируются практически в одних и тех же областях и имеют одинаковую температурную чувствительность. При наличии на входной щели участков с сильным полем (> 1 кГс) линия с большим фактором Ланде должна давать меньшее измеренное поле по той причине, что соответствующие зеемановские σ -компоненты частично выходят за пределы выходных щелей магнитографа и уменьшают измеряемый сигнал, тогда как для линии с меньшим фактором Ланде этот эффект должен быть менее существенным. Теоретически, отношение измеренных по таким линиям полей должно меняться в зависимости от расположения $\Delta\lambda$ выходных щелей в крыльях обеих линий (рис. 2). Чем меньше отношение наблюдаемых магнитных полей

$$k = B_{\parallel}(5250.2) / B_{\parallel}(5247.1), \quad (1)$$

измеренных в средних (наиболее крутых) частях крыльев линий FeI 5247.1 и 5250.2 Å (соответствующих примерно $\Delta\lambda = 40\text{--}50 \text{ мÅ}$), тем выше действительная напряженность в неразрешимых силовых трубках.

Используя данные в указанных линиях при трех размерах выходных щелей, Стенфло (1973) впервые выявил эффект “насыщения” сигнала магнитографа вне пятен, притом в сугубо спокойных областях на Солнце, где измеренные поля не превышали 50 Гс. Он показал, что в

фотосферной сетке вне активных областей присутствуют магнитные элементы напряженностью 1.1–2.3 кГс – своеобразные маленькие “невидимые” пятна.

Метод “отношения линий” был применен для оценки напряженности в двух вспышках: 5 ноября 2004 г. балла М4.1/1В и 25 июля 1981 г. балла 2N (Лозицкий и др., 2007; Лозицкий и Штауде, 2008). Эшельные зееман-спектрограммы вспышек, представляющие собой спектры $I + V$ и $I - V$, были получены на ГСТ АО КНУ. После фотометрии спектрограмм на микрофотометре МФ-4 и построения профилей линий FeI 5247.1 и 5250.2 Å в интенсивностях, для них был найден параметр k по формуле

$$k = 2V(5250.2)/3V(5247.1), \quad (2)$$

где $V(5250.2)$ и $V(5247.1)$ – соответствующие параметры Стокса для указанных линий; числовые коэффициенты 2 и 3 учитывают различия в их факторах Ланде. Выражение для k согласно (2) с точностью 2–3% эквивалентно выражению (1), поскольку линии FeI 5247.1 и 5250.2 Å имеют почти одинаковые профили интегральной интенсивности (параметр Стокса I).

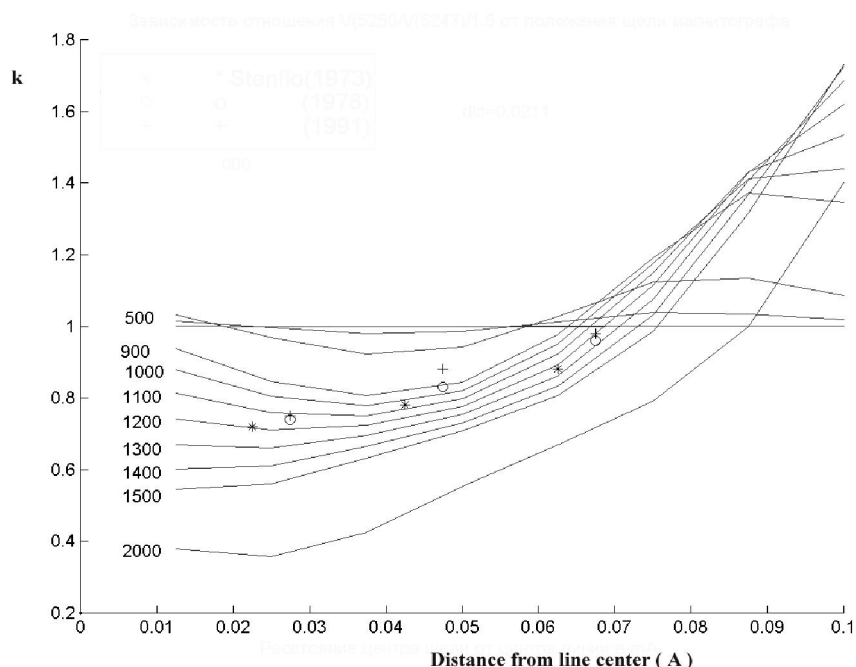


Рис. 2. Сопоставление наблюдаемых и теоретических зависимостей параметра $k = B_{\parallel}(5250.2)/B_{\parallel}(5247.1)$ от расстояния от центра линии согласно данным работы Рачковского и др. (2005). Здесь \circ и $+$ – данные наблюдений Т.Т. Цапа на магнитографе КрАО в 1978 и 1991 гг., $*$ – наблюдения Стенфло (1973). Теоретические зависимости показаны тонкими линиями с указанием величины магнитного поля в Гс

Оказалось, что для вспышки 5 ноября 2004 г. зависимость параметра k от расстояния от центра линии $\Delta\lambda$ иная, чем для спокойных областей (рис. 3). В частности, в средних частях крыльев линии (для которых $\Delta\lambda = 4\text{--}6$ пм = $40\text{--}60$ мÅ) величина $k \approx 0.7$, тогда как в спокойных областях $k \approx 0.8\text{--}0.9$. Это указывает на то, что в мелкомасштабных силовых трубках в области вспышки величина магнитного поля заметно больше, чем в таких же трубках в спокойных областях на Солнце.

Конкретную величину усиления локальных полей во вспышке можно найти на основе сравнения наблюдаемых и теоретических зависимостей (рис. 4). Из сопоставления рисунков

Магнитные поля в солнечных вспышках...

2–4 можно заключить, что в этой вспышке величина магнитного поля в мелкомасштабных силовых трубках на 400–500 Гс выше, чем в спокойных областях. Вероятной причиной усиления поля может быть боковое сжатие силовых трубок более горячей плазмой вспышки. Если в процессе вспышки внешнее газовое давление повышается, то должно повышаться (из-за баланса давлений внутри и вне трубки) и магнитное давление в трубках, а следовательно – и напряженности в них. Конечно, это наиболее простое объяснение: в процессе вспышки возрастает температура и проводимость плазмы, что способствует усилению токов в плазме. Это может “запустить” и более специфические МГД-механизмы усиления поля, особенно если его структура является бессиловой.

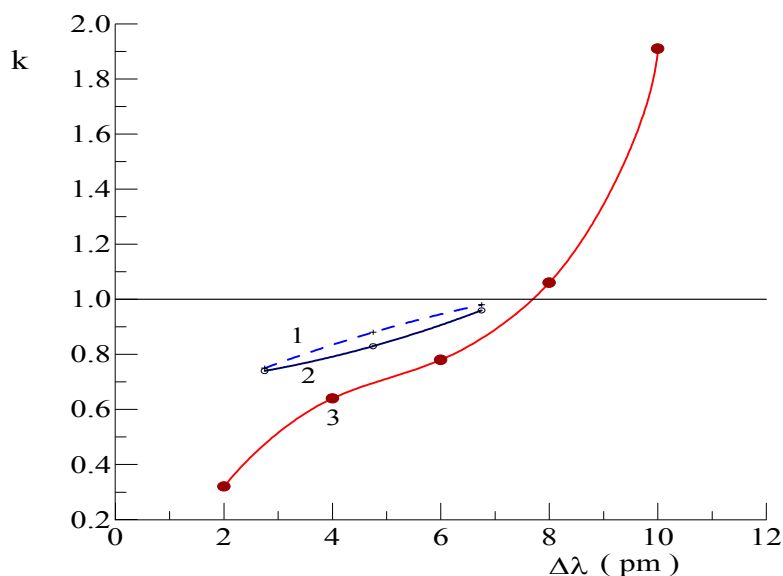


Рис. 3. Наблюдаемые зависимости параметра k от расстояния от центра линии $\Delta\lambda$ по данным для линий FeI 5247.1 и 5250.2 Å (Лозицкий и др., 2007): 1 и 2 – для спокойных областей на Солнце согласно магнитографическим измерениям Т.Т. Цапа на магнитографе КрАО в 1991 (1) и 1978 (2) годах; 3 – для вспышки 5 ноября 2004 г. согласно наблюдениям на ГСТ АО КНУ

В другой вспышке, 25.07.1981 г. (рис. 5), зависимость параметра k от $\Delta\lambda$ найдена почти в точности соответствующей солнечным факелам по наблюдениям Фразье и Стенфло (1978). Такая зависимость указывает на магнитное поле в силовых трубках, незначительно отличающееся от спокойных областей. По оценкам указанных авторов, его напряженность близка здесь к 2000 Гс, причем результат зависит от того, какой боковой профиль напряженности предположить в силовых трубках.

Заметим, что определить боковой профиль поля в силовых трубках (и тем самым уточнить величину амплитудного поля в них) пытались только те исследователи, которые публиковали свои работы на эту тему лет 30–40 назад (Стенфло, 1973; Фразье и Стенфло, 1978; Рачковский и Цап, 1985; Лозицкий и Цап, 1989). Новое поколение исследователей, работающее в настоящее время на лучших инструментах типа THEMIS, где пространственное разрешение доходит до 70–100 км, единодушно обходят эту проблему стороной, исходя, по-видимому, из предположения, что измеренное при таком прекрасном разрешении магнитное поле достаточно хорошо соответствует действительному локальному полю на Солнце. Конечно, это неверное предположение: даже если бы фактический диаметр силовых трубок был 70–100 км (а не 40–50 км по оценкам Виера, 1978, Лозицкого и Цапа, 1989), то тогда на входную щель попадала бы вся силовая трубка целиком, от ее центральной части до периферии, а там

наверняка должны быть различные напряженности магнитного поля, как это видно по пятнам и порам (Стещенко, 1967). По оценкам Лозицкого и Цапа (1989), учет бокового распределения поля в пространственно неразрешимых силовых трубках повышает величину локального магнитного поля в центре этих трубок в 1.5 раза.

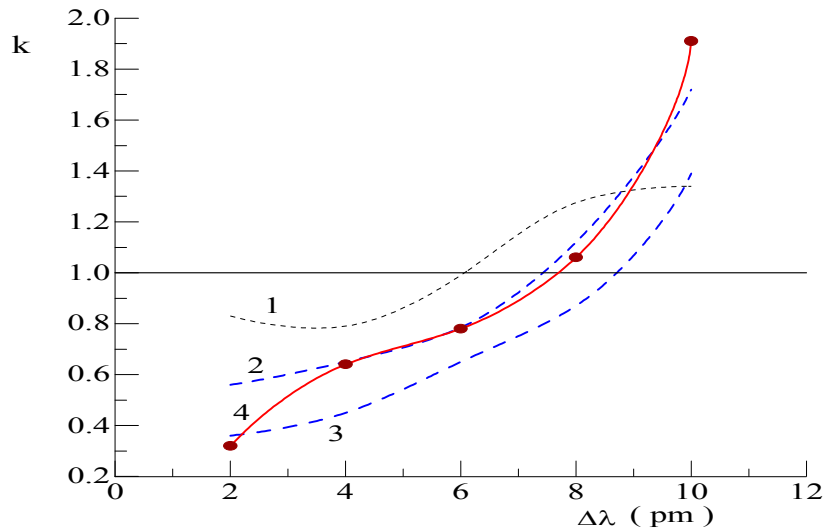


Рис. 4. Сопоставление наблюдаемой зависимости $k = f(\Delta\lambda)$ с теоретическими (Лозицкий и др., 2007): 1, 2 и 3 – теоретические зависимости при магнитном поле B_0 в силовых трубках в 1000 Гс, 1500 Гс, и 2000 Гс соответственно; 4 – наблюдаемая зависимость для вспышки

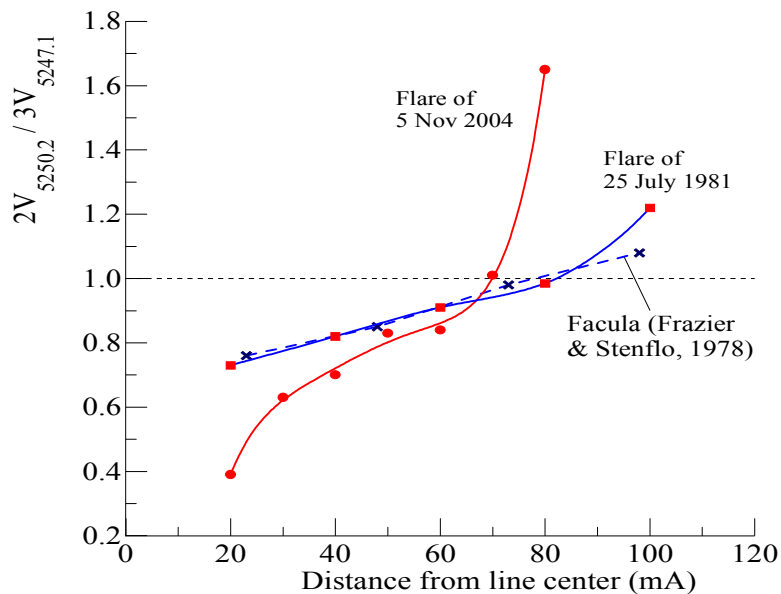


Рис. 5. Соотношение диагностических отношений параметра V , $2V_{5250.2} / 3V_{5247.1}$, в линиях FeI 5250.2 и FeI 5247.1 на зависимости от расстояния от центра линий для вспышек 25.07.1981 и 5.11.2004 (Лозицкий и Штауде, 2008) и факела согласно Фразье и Стенфло (1978)

Заметим, что все указанные на рис. 2 и 4 теоретические зависимости указаны для случая прямоугольного распределения магнитного поля по сечению силовых трубок, т. е. везде

Магнитные поля в солнечных вспышках...

однакового в них поля. Фактические напряженности в них, таким образом, могут быть в 1.5–2 раза выше (Стенфло, 1973; Лозицкий и Цап, 1989). Вопрос этот, однако, далеко не ясен и требует отдельного тщательного рассмотрения. Для его разработки следует использовать именно метод “отношения линий”, с максимально похожими друг на друга спектральными линиями, имеющими достаточно высокие, но одновременно различные факторы Ланде – как FeI 5247.1 и 5250.2. Если же брать для интерпретации либо одну спектральную линию (см. напр. Бергер и др., 2004), либо две сильно различающиеся линии, пусть и инфракрасного диапазона спектра, задача становится неразрешимой.

4 Анализ расщеплений пиков V-параметра

Для спектрально-поляризационных наблюдений, когда профили линий получаются в явном виде, более естественным является оценка напряженностей не по амплитуде параметра Стокса V , а непосредственно по расщеплению пиков этого параметра $\Delta\lambda_V$. Метод, предложенный Лозицкой и Лозицким (1994), а также Лозицким и др. (2000), позволяет на основании сравнения величин $\Delta\lambda_V$ для линий FeI 5247.1 и 5250.2 Å, найти напряженность B_f в силовых трубках, напряженность фонового поля B_b , а также фактор заполнения α площади входной апертуры силовыми трубками. Метод применялся для трех солнечных вспышек: 26.06.1981 г., 16.06.1989 г. и 19.07.2000 г. баллов 1N, 2В и М6.4/3В соответственно (Лозицкий и др., 1999; Лозицкий и др., 2000; Лозицкий и др., 2007).

Полученные результаты можно обобщить следующим образом (рис. 6 и 7):

- а) во всех трех вспышках максимальная напряженность B_f в силовых трубках достигалась в момент максимума вспышки, соответствующие напряженности были 1800 ± 100 Гс, 1550 ± 30 Гс и 2800 ± 100 Гс;
- б) фактор заполнения в целом уменьшался во вспышке 16.06.1989 г. (от 0.4 в начале вспышки до 0.2 в ее конце), а во вспышке 19.07.2000 г. он уменьшался только в момент скачка напряженности B_f в максимуме вспышки (от 0.6 до 0.3);
- в) фоновое поле B_b во вспышке 16.06.1989 г. не менялось со временем.

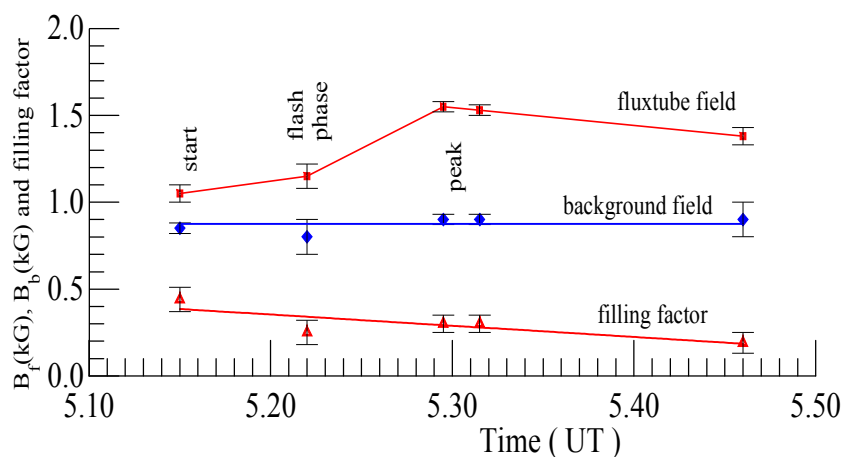


Рис. 6. Эволюция магнитного поля в мелкомасштабных силовых трубках B_f , фонового поля B_b , а также фактора заполнения α во вспышке 16 июня 1989 года (Лозицкий и др., 2000). Эти данные получены по магниточувствительным линиям FeI 5247.1 и 5250.2 и относятся к центру вспышечного узелка, наблюдавшегося в области фотосферы (вне солнечных пятен)

Отметим, что в последнем случае фоновое поле B_b находилось по различию полуширин профиля Стокса I , наблюдаемому в линиях FeI 5247.1 и 5250.2 Å. Поскольку вторая линия

имеет в 1.5 раза больший фактор Ланде, чем первая линия, ее профиль I более чувствителен к магнитному полю, чем у первой линии. Эта более высокая чувствительность линии FeI 5250.2 Å проявляется как в полуширине линии $\Delta\lambda_{1/2}$, так и в крутизне ее крыльев $dr_\lambda/d\lambda$, что было рассмотрено Лозицким (1979). Расчеты показывают, что параметры $\Delta\lambda_{1/2}$ и $dr_\lambda/d\lambda$ линии FeI 5250.2 Å чувствительны к магнитным полям, начиная со значений ≈ 250 Гс, если исходить из эффекта изменений этих параметров на уровне 2%. Заметим, что на величину $\Delta\lambda_{1/2}$ и $dr_\lambda/d\lambda$ существенно влияет не только напряженность магнитного поля, но и его ориентация, а также коэффициент поглощения в линии.

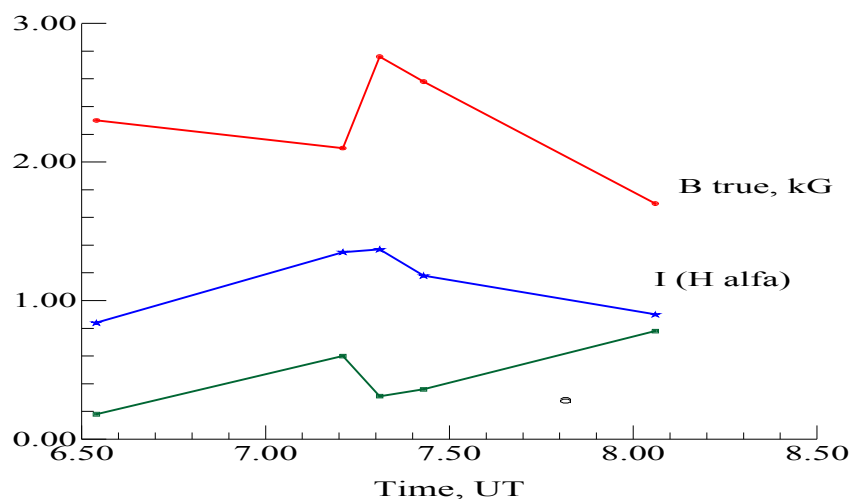


Рис. 7. Эволюция магнитного поля в мелкомасштабных силовых трубках $B_{\text{true}} \equiv B_{\text{f}}$ (верхняя зависимость), а также фактора заполнения (нижняя пунктирная зависимость) во вспышке 19.07.2000 г. (Лозицкий и др., 2007)

Важно здесь подчеркнуть, что полярность магнитного поля при этом несущественна: одинаковое по величине расширение профиля I будет и при везде одинаковой величине и полярности поля, и при поле одной величины по модулю, но смешанной полярности. Иными словами, на основе анализа параметров $\Delta\lambda_{1/2}$ и $dr_\lambda/d\lambda$ в паре линий FeI 5247.1 – 5250.2 Å можно с успехом диагностировать знакопеременные или турбулентные поля, если их величина превосходит 250 Гс. Хорошо известно, что знакопеременные поля можно измерять и другим методом – на основе эффекта Ханле – но только при напряженностях не более 200–300 Гс. Таким образом, оба эффекта, Зеемана и Ханле, хорошо дополняют друг друга в отношении диагностики магнитных полей смешанной полярности: до 200–300 Гс применим эффект Ханле, а после 200–300 Гс – эффект Зеемана. Более того, если использовать фотоэлектрическую регистрацию профилей I и измерять зеемановское расширение профилей с большей чувствительностью, то можно выявлять и более слабые знакопеременные поля, ≈ 100 Гс.

Следует уточнить, что указанная на рис. 6 величина B_b (около 900 Гс) соответствует именно знакопеременному полю, т.е. такому, которое состоит из участков +900 и –900 Гс, которые занимали одинаковую площадь (при поле одинаковой полярности не получается такого расширения профиля I , которое наблюдалось).

5 Магнитные поля смешанной полярности

Впервые знакопеременные поля вне пятен и вспышек обнаружил Дж. Гарви и др. (1972), используя стокс-метрические наблюдения в линиях FeI 5233 и 5250.2 Å. Оказалось, что типичная дисперсия напряженностей в мелкомасштабных структурах около ± 500 Гс. Позже было показано, что наблюдаемые на ГСТ АО КГУ зеемановские расщепления и ширины линий с разными факторами Ланде можно объяснить в предположении, что структура магнитного поля в активных областях вне пятен и вспышек является двухкомпонентной: одна из компонент – сильные пространственно неразрешимые поля с дискретными напряженностями от 3–4 до ≈ 13 кГс, занимающая небольшую интегральную площадь (фактор заполнения); другая, фоновая, – знакопеременные поля с напряженностью +1.0 и –0.6 кГс (Лозицкий, 1986). К выводу о существовании вне вспышек мелкомасштабных полей смешанной полярности приходил также Стенфло (1989).

Сравнение полуширин линий FeI 5247.1 и 5250.2 Å во вспышке 5.11.2004 балла M4.1/1B показало, что значительное расширение второй линии по сравнению с первой (на 21%) возможно в двух случаях: либо при знакопеременном фоновом поле ± 1.05 кГс, либо при чисто поперечном поле напряженностью 1.3 кГс (Лозицкий и Штауде, 2008).

В исключительно мощной вспышке 28 октября 2003 г. балла X17/4B выявлена трехкомпонентная структура магнитного поля: там кроме фонового магнитного поля напряженности 0.3 кГс с S полярности существовало еще мелкомасштабное поле величиной 1.3–3.1 кГс той же полярности, а также еще одно мелкомасштабное поле противоположной (N) полярности с напряженностями 8–10 кГс (Лозицкий, 2009). Сопоставление наблюдаемых профилей спектральных линий с ненулевым и нулевым фактором Ланде показало, что также и фоновое поле в этой вспышке было разнополярным и достаточно сильным (Барановский и др., 2009). Все три компоненты поля присутствовали в этой вспышке внутри области размером 2–3 Мм. Указание в пользу подобных полей в активных протуберанцах получено недавно на основании сравнения наблюдаемых магнитных полей в линиях H_{α} и D3 HeI (Лозицкий и Ботыгина, 2012).

Хотя упомянутые выше поля напряженностью 8–10 кГс значительно превосходят хорошо известные магнитные поля в пятнах (их величина обычно 2.2–2.9 кГс, максимум 5–6 кГс) и поэтому могут вызвать определенное недоверие, это, по-видимому, еще не самые сильные поля, которые могут возникать в солнечных вспышках. Зеемановское расщепление вспышечной эмиссии в линиях с предельно малыми факторами Ланде, около 0.01 (которое здесь детально не анализируется), указывает на то, что локальные магнитные поля во вспышках могут достигать напряженностей в несколько десятков килогаусс (Лозицкий, 1993, 1998).

Соловьевым и Лозицким (1986) предложена теоретическая модель, в которой удержание сильных ($\sim 10^4$ Гс) локализованных полей в центральной части линейных бессиловых структур осуществляется при наличии знакопеременного поля на периферии соответствующих образований. Такое знакопеременное поле при недостаточном пространственном разрешении может создавать впечатление фоновой компоненты с большим фактором заполнения и смешанной полярности.

Почему такие магнитные поля смешанной полярности часто остаются незамеченными?

Во-первых, для их обнаружения следует анализировать не только профили поляризации Q , U и V , но и интегральной интенсивности I , притом в нескольких спектральных линиях с различными факторами Ланде, *обязательно включая и немагниточувствительную линию* для надежного разделения немагнитных и магнитных эффектов. Необходимость этого еще широко не осознана, и, как следствие, из наблюдений обычно находится лишь усредненный магнитный поток (равный алгебраической сумме потоков на Солнце) и усредненное поле в силовых трубках, найденное без учета бокового распределения поля относительно центра каждой трубки. Во-вторых, из-за всеобщего перехода в современной зееман-спектроскопии от

фотопластинок до CCD-матриц существенно сузилось число одновременно анализируемых спектральных линий. Между тем, одной-двух линий для этой цели может оказаться недостаточно для уверенных заключений: чисто магнитные проявления могут быть приписаны термодинамическим эффектам.

6 Полуэмпирические модели вспышек

Высотное распределение магнитного поля и термодинамических параметров во вспышках может быть рассчитано инверсным методом на основе наблюдательных данных, полученных в нескольких специально подобранных линиях. Используя программный код Барановского (1993), было показано, что вблизи максимума вспышки балла 2В высотные распределения магнитного поля и температуры являются немонотонными, с узкими пиками (100–200 км) в области верхней фотосферы и температурного минимума (Лозицкий и др., 2000). Магнитное поле в области пика достигало 4000 Гс, тогда как глубоко в фотосфере ($\tau_5 = 1$) оно было значительно слабее – около 1000 Гс. Структура магнитного поля оказалась также двухкомпонентной, причем высотные пики наблюдались как в сильной, так и в слабой компонентах поля.

Впервые преобладание магнитного поля на верхнем уровне фотосферы над полем на более низком уровне выявили в области вспышек Коваль и Степанян (1972). Они сравнивали напряженности спектрально-поляризационным методом по линиям CaI 6103 и FeI 6302.5 и нашли, что во время вспышки магнитное поле по первой линии выше, чем по второй, однако только в ближайших ко вспышке пятнах. Такое соотношение измеренных полей соответствует положительному высотному градиенту магнитного поля. В удаленных от вспышки пятнах, а также в периоды отсутствия вспышек, отмечался обычный отрицательный высотный градиент магнитного поля.

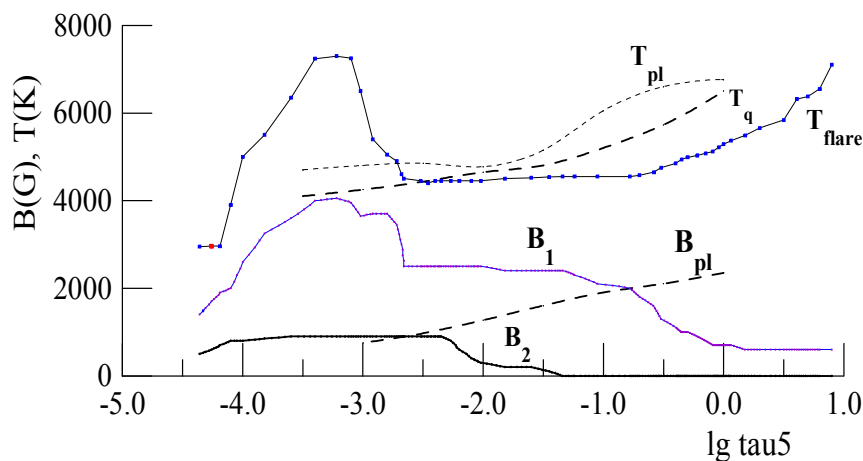


Рис. 8. Полуэмпирическая модель высотного распределения температуры T и магнитного поля B в солнечной вспышке 16 июня 1989 г. (Лозицкий и др., 2000). По оси абсцисс – логарифм оптической толщины в континууме τ_5 , по оси ординат – магнитное поле в сильной компоненте B_1 , слабой B_2 , и в модели факела B_{pl} . Показан также ход температуры во вспышке T_{flare} , в спокойной области T_q и факеле T_{pl}

Позже положительный высотный градиент магнитного поля отмечался также непосредственно во вспышечных узлах (Лозицкая и Лозицкий, 1982; Лозицкий, 2011). Было обнаружено, что в мощных вспышках линии типа FeI 5233 имеют сложные эмиссионно-абсорбционные профили, причем узкие эмиссионные пики в ядрах этих линий расщеплены всегда больше, чем их же фраунгоферовы крылья. Поскольку эмиссионные пики подобных

Магнитные поля в солнечных вспышках...

линий FeI формируются в верхней фотосфере или в зоне температурного минимума, а фраунгоферовы крылья – гораздо ниже, ближе к средней фотосфере, можно было сделать вывод об усилении магнитного поля на верхнем уровне. Недавно аналогичный эффект наблюдал Гарви (2012) с помощью векторного спектромагнитографа SOLIS во вспышке балла C1.8. Оказалось, что эмиссионные пики в ядре инфракрасной линии CaII 8542 расщеплены на величину до 800 Гс, тогда как ее фраунгоферовы крылья – на 300–500 Гс.

Все-таки, что касается полуэмпирических моделей, полученных инверсным методом, следует отметить, что немонотонное распределение магнитного поля с высотой отмечалось не всегда: иногда находили обычное постепенное ослабление магнитного поля с высотой (Барановский и др., 2009; Андриец и др., 2012).

Возможно, ключ к разгадке этого различия дает работа Курочки и др. (2008), в которой для нескольких моментов вспышки 5.11.2004 балла M4.1/1B получено сначала немонотонное распределение поля в максимуме вспышки, а затем (через 10 мин) – обычное монотонное распределение, с полным исчезновением высотного пика. Высотный пик при этом не только разрушался, но двигался вглубь фотосферы со средней скоростью 3 км/сек. Таким образом, для различных фаз развития одной и той же вспышки может существовать как монотонное, так и немонотонное распределение магнитного поля с высотой. Тогда наблюдаемая картина высотного распределения поля будет зависеть от того, в какой момент по отношению к максимуму вспышки были получены наблюдательные данные.

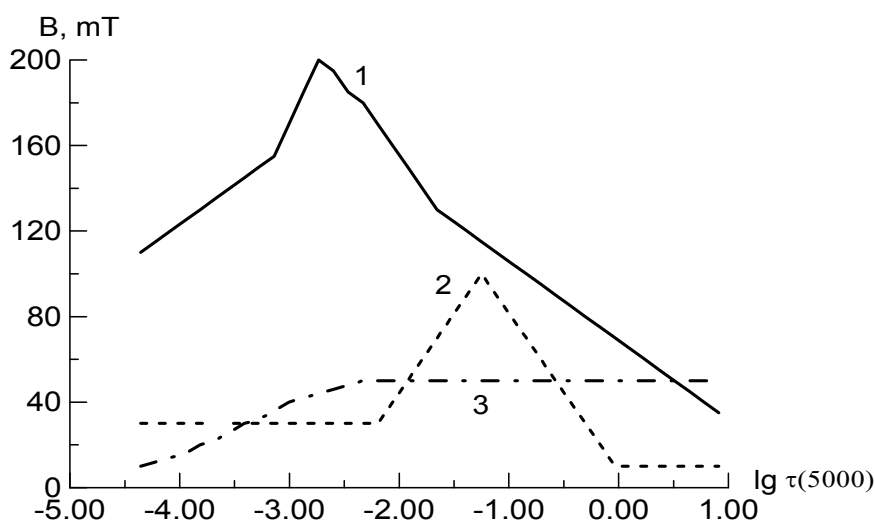


Рис. 9. Полуэмпирическая модель высотного распределения магнитного поля B (в миллитесла, мТл) во вспышке 5.11.2004 балла M4.1/1B: 1 – в момент максимума вспышки ($11^{\text{h}}35^{\text{m}}$ UT), 2 – через 4 мин. после максимума, 3 – через 10 мин. после максимума (Курочка и др., 2008)

Из полученных этим методом данных следует, что по крайней мере в некоторых вспышках (например, импульсного типа) области локального усиления магнитного поля весьма компактны не только в горизонтальном направлении, но и по высоте. Эти области едва ли можно себе представить как некие длинные магнитные волокна, тянущиеся сквозь всю фотосферу с практически постоянным радиусом сечения – подобно некоторым волокнам в хромосфере и короне согласно наблюдениям космической обсерватории SDO. Это, скорее всего, некие более-менее шарообразные структуры со сложной топологией магнитного поля – возможно, типа МГД вихря, предложенного и исследованного А.А. Соловьевым (1998, 2013), а также А.А. Соловьевым и Е.А. Киричек (2011).

Такие структуры, а также упомянутый выше экранированный бессиловой жгут (Соловьев и Лозицкий, 1986) замечательны тем, что имеют слоистое строение с тесным контактом магнитных полей противоположной полярности. Именно благодаря такой топологии магнитного поля, его напряженность существенно повышается в центральной части структур – до значений, намного больших, чем это позволяет внешнее газовое давление для простой нескрученной магнитной силовой трубки.

Для образования таких сложных слоистых структур необходимы следующие условия: а) значительное преобладание газодинамического давления $\rho v^2/2$ над магнитным $B^2/8\pi$ при вмороженности магнитного поля в плазму и б) достаточно сложный характер движения плазмы. Очевидно, оба условия выполнимы лишь в конвективной зоне Солнца. Немаловажно и то, что если такая многослойная структура по какой-то причине (например, из-за архимедовой плавучести) попадает в хромосферу и корону, где $\rho v^2/2 \ll B^2/8\pi$, она автоматически становится магнитной “бомбой” из-за множественных пересоединений слоев с противоположной полярностью, т. е. дает вспышку! То есть, слоисто-разнополярное строение таких концентрированных магнитных полей естественным образом необходимо в двух отношениях: и для поднятия уровня магнитного поля до высоких значений, позволяющих объяснить энергетику вспышки, и для запуска самого процесса вспышки из-за магнитных пересоединений в плазме.

7 Заключение

Подводя итог сказанному выше, отметим, что спектрально-поляризационные наблюдения в целом подтвердили результаты магнитографических измерений о существовании двух типов изменений магнитного поля во вспышках: медленных и быстрых. В то время как медленные изменения (уменьшение напряженностей с развитием вспышки) качественно соответствуют ожидаемому теоретически эффекту, быстрые изменения типа “магнитных транзиентов” (скачкообразное усиление и затем ослабление поля в максимуме вспышки) – весьма специфический и не совсем понятный эффект. По крайней мере, в некоторых вспышках такие изменения сопровождаются уменьшением фактора заполнения сильной компоненты: магнитное поле в ней, резко усиливаясь, а затем ослабевая, все же уменьшает занятую ею интегральную площадь – по-видимому, “выгорает”. Во вспышках и в фотосферных полях вне пятен и вспышек присутствуют как минимум две компоненты поля: сильная (10^3 – 10^4 Гс) с регулярной полярностью на масштабе 2–3 Мм и небольшим фактором заполнения и более слабая ($\leq 10^3$ Гс), но с большим фактором заполнения и с тесным контактом магнитных полей противоположных полярностей. Наблюдаемые лучевые скорости в обеих компонентах относительно невелики, ≤ 1 км/сек.

Высотное распределение магнитного поля и термодинамических условий в области вспышки является весьма своеобразным, отличным от невозмущенных областей. В частности, в распределении магнитного поля иногда появляются высотные пики; подобные пики (или даже несколько пиков в толще фотосферы) возникают и в распределении с высотой температуры. С развитием вспышки такие возмущения в целом уменьшаются, приближаясь к обычной картине средней атмосферы. Несмотря на то, что основное энерговыделение вспышки происходит в хромосфере и короне, значительные связанные со вспышкой возмущения начинаются значительно ниже – со средней фотосферы (и выше).

В настоящей работе не ставилось целью детальное изложение и анализ результатов, относящихся к более высоким слоям вспышки – уровня хромосферы и короны. Именно там должны быть наиболее контрастные эффекты в магнитном поле, связанные со вспышками. Также не изложены подробно результаты, касающиеся проблемы верхнего предела магнитных полей во вспышках. Это планируется сделать в других научных статьях.

Магнитные поля в солнечных вспышках...

Автор глубоко благодарен А.А. Соловьеву и Ю.Т. Цапу за полезные дискуссии, комментарии и советы, которые очень помогли автору в его исследованиях по теме данной работы, а также при подготовке текста статьи к печати.

Литература

- Андриец Е.С., Кондрашова Н.Н., Курочка Е.В., Лозицкий В.Г. // Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв. 2012. Т. 108. № 1. С. 7.
- Барановский (Baranovsky E.A.) // Contrib. Astron. Obs. Skalnaté Pleso. 1993. V. 23. P. 107.
- Барановский Э.А., Лозицкий В.Г., Тарашук В.П. // Кинем. и физ. небесн. тел. 2009. Т. 25. №5. С. 373.
- Бабкок (Babcock H.W.) // Astrophys. J. 1953. V. 118. P. 387.
- Бергер и др. (Berger T.E., Rouppe van der Voort L.H.M., Lofdahl M.G., et al.) // Astron. Astrophys. 2004. V. 428. P. 613.
- Виер (Wiehr E.) // Astron. Astrophys. 1978. V. 69. N. 2. P. 279.
- Гарви (Harvey J.W.) // Solar Phys. 2012. V. 280. P. 69.
- Гарви и др. (Harvey J., Livingston W., Slaughter C.) // Line Form. in Magnetic Field.- Boulder: NCAR. 1972. P. 227.
- Зирин, Танака (Zirin H., Tanaka K.) // Astrophys. J. 1981. V. 250. P. 791.
- Коваль А.Н., Степанян Н.Н. // Солн. данные. 1972. № 1. С. 83.
- Косовичев, Жаркова (Kosovichev A.G., Zharkova V.V.) // Astrophys. J. 2001. V. 550. L105.
- Курочка Е.В., Курочка Л.Н., Лозицкий В.Г. и др. // Вестник Киев. ун-та. Астрономия. 1980. Вып. 22. С. 48.
- Курочка Е.В., Лозицкий В.Г., Осыка О.Б. // Кинем. и физ. небесн. тел. 2008. Т. 24. № 4. С. 308.
- Лозицкая Н.И., Лозицкий В.Г. // Письма в Астрон. журн. 1982. Т. 8. № 8. С. 500.
- Лозицкая Н.И. // Космічна наука і технологія. 2010. Т. 16. № 4. С. 30.
- Лозицкая, Лозицкий (Lozitska N., Lozitskij V.) // Solar Phys. 1994. V. 151. № 2. P. 319.
- Лозицкий (Lozitsky V.G.) // Int. J. Astron. Astrophys. 2011. V. 1. P. 147.
- Лозицкий (Лозицкий В.Г.) // Кинем. и физ. небесн. тел. 1993. Т. 9. № 3. С. 23.
- Лозицкий В.Г. // Астрометрия и астрофизика. 1979. Вып. 38. С. 13.
- Лозицкий В.Г. // Кинем. и физ. небесн. тел. 1986. Т. 2. № 1. С. 28.
- Лозицкий В.Г. // Кинем. и физ. небесн. тел. 1998. Т. 14, № 5. С. 401.
- Лозицкий В.Г., Цап Т.Т. // Кинем. и физ. небесн. тел. 1989. Т. 5. № 1. С. 50.
- Лозицкий В.Г. // Письма в Астрон. журн. 2009. Т. 35. № 2. С. 154.
- Лозицкий и др. (Lozitsky V.G., Lozitska N.I., Lozitsky V.V., et al.) // Proc. 9th Europ. Meeting on Solar Physics. Florence, Italy: ESA Sp-448. 1999. P. 853.
- Лозицкий и др. (Lozitsky V.G., Baranovsky E.A., Lozitska N.I., Leiko U.M.) // Solar Phys. 2000. V. 191. № 1. P. 171.
- Лозицкий и др. (Лозицкий В.Г., Цап Т.Т., Осика О.Б.) // Вісник Київ. Націон. Ун-ту ім. Т. Шевченка. Астрономія. 2007. Вип. 44. С. 18.
- Лозицкий, Ботыгина (Lozitsky V.G., Botygina O.A.) // Astron. Lett. 2012. V. 38. N. 6. P. 380.
- Лозицкий, Штауде (Lozitsky V.G., Staude J.) // J. Astrophys. Astron. 2008. V. 29. P. 387.
- Наговицын (Nagovitsyn Yu.A.) // Astrophys. Bull. 2008. V. 63. Iss. 1. P. 43.
- Никулин Н.С., Северный А.Б., Степанов В.Е. // Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв. 1958. Т. 19. С. 3.
- Рачковский и др. (Rachkovsky D.N., Tsap T.T., Lozitsky V.G.) // J. Astrophys. Astron. 2005. V. 26. N. 4. P. 435.
- Рачковский Д.Н., Цап Т.Т. // Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв. 1985. Т. 71. С. 79.
- Северный А.Б. // Астрон. журн. 1957. Т. 34. № 5. С. 684.
- Северный А.Б. // Астрон. журн. 1965. Т. 42. Вып. 2. С. 217.

- Северный А.Б. // Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв. 1967. Т. 36. С. 22.
- Северный А.Б. // Некоторые проблемы физики Солнца. М.: Наука. 1988.
- Северный А.Б. // Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв. 1964. Т. 31. С. 159.
- Соловьев (Solov'ev A.A.) // Solar Phys. 2013. V. 286. P. 441.
- Соловьев А.А. // Астрон. журн. 1998. Т. 75. С. 783.
- Соловьев А.А., Лозицкий В.Г. // Кинем. и физ. небесн. тел. 1986. Т. 2. № 5. С. 80.
- Соловьев, Киричек (Solovyev A.A., Kirichek E.A.) // Astron. Lett. 2011. V. 37. № 11. P. 791.
- Стенфло (Stenflo J.O.) // Astron. Astrophys. Rev. 1989. V. 1. P. 3.
- Стенфло (Stenflo J.O.) // Solar Phys. 1973. V. 32. P. 41.
- Стенфло Я.О. // Мелкомасштабные магнитные поля на Солнце. В сб.: «Проблемы солнечной активности». М.: Мир. 1979. С. 75.
- Степанов В.Е., Северный А.Б. // Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв. 1962. Т. 28. С. 166.
- Стешенко Н.В. // Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв. 1967. Т. 37. С. 21.
- Фразье, Стенфло (Frazier E.N., Stenflo J.O.) // Astron. Astrophys. 1978. V. 70. P. 789.