

УДК 523.9

Загадка измерений общего магнитного поля Солнца

В.А. Котов

НИИ “Крымская астрофизическая обсерватория”, 98409, Украина, АР Крым, Научный
vkotov@crao.crimea.ua

Поступила в редакцию 2 августа 2011 г.

Аннотация. В 2001–2010 гг. общее магнитное поле (ОМП) фотосферы Солнца-как-звезды измерялось в КраО по двум линиям поглощения Fe I, $\lambda 524.7$ и $\lambda 525.0$ нм. Коэффициент регрессии b для 1054 пар суточных значений, измеренных почти одновременно по двум линиям, равен 0.82 (коэффициент корреляции 0.94; напряженности по линии $\lambda 525.0$ нм занижены по сравнению с напряженностями по линии $\lambda 524.7$ нм). Величина b , однако, значительно менялась с фазой 11-летнего цикла, от 0.88 в 2003 г. до 0.49 в 2009 г. Это трудно приписать инструментальным или чисто солнечным причинам. Более того, ее полугодовые значения падали с уменьшением абсолютной напряженности ОМП, что противоречит модели тонких магнитных жгутов фотосферы. Аналогичное поведение b имеет место и при сравнении ОМП, измеренного в КраО и Стэнфорде по линии $\lambda 525.0$ нм. Указано на расхождения результатов, полученных на разных инструментах по двум линиям железа. Сделан вывод, что расхождения и “странное” поведение b обусловлены не только инструментом и Солнцем (так называемой “тонкой структурой” поля фотосферы), но и самим “актом” измерения. При регистрации магнитного поля Солнца (и звезд) и моделировании процессов в атмосфере необходимо учитывать такие квантовые эффекты, как нелокальность, неразличимость и сцепление фотонов, и тот факт, что фотон приобретает свои свойства только в момент регистрации. Наилучшее приближение к реальности дает усреднение измерений ОМП, выполненных разными магнитографами и в различных линиях.

A MYSTERY OF MEASUREMENTS OF THE SUN'S MEAN MAGNETIC FIELD, *by V.A. Kotov*. In 2001–2010, the mean magnetic field (MMF) of the photosphere of the Sun-as-a-star was measured in the CrAO using the two Fe I absorption lines, $\lambda 524.7$ and $\lambda 525.0$ nm. The regression coefficient b for 1054 pairs of daily MMF records, performed almost simultaneously in the two lines, is equal to 0.82 (correlation coefficient 0.94; the $\lambda 525.0$ nm line magnetic intensities are lower than those in the $\lambda 524.7$ nm line). The b value, however, changed significantly in step with the 11-year cycle: from 0.88 in 2003 to 0.49 in 2009. This can hardly be explained by the instrumental or purely solar causes only. Moreover, its half-year values fell with a decrease of the MMF intensity, contradicting the magnetic fine-tube-flux model of the photosphere. Analogous behaviour of b is observed also when comparing the MMF values recorded at the CrAO and Stanford using the $\lambda 525.0$ nm line. It is also noted that there are generally large discrepancies between results obtained by different instruments and using the two iron lines. It is concluded that the discrepancies and the “queer” behaviour of the b coefficient are not caused by the instrument and the Sun only (thought to be associated with the so-called “fine structure” of the photosphere field), but also by “an act” of measurement itself. Recording magnetic field of the Sun (and stars) and modelling processes in the atmosphere, one must take into account quantum effects: nonlocality, indistinguishability and entanglement of photons, and the fact that photon acquires its properties at the

very moment of registration. The best approximation of the reality can be obtained by averaging the MMF records performed by different magnetographs and using various lines.

Ключевые слова: Солнце, фотосфера, среднее магнитное поле, измерение, сцепление фотонов

1 Введение

Давно известно, что напряженности магнитного поля фотосферы, измеренные солнечным магнитографом по разным спектральным линиям, часто различаются. После того, как Харви и Ливингстон (1969) указали на большие расхождения полей, измеренных вне пятен и активных областей (а. о.) по линиям поглощения нейтрального железа $\lambda 525.02$ нм (далее линия 525.0, и аналогично для других линий), с фактором Ланде $g = 3.0$, и $\lambda 523.30$ нм, $g = 1.3$, было высказано мнение, что линия 525.0 занижает напряженности примерно вдвое по сравнению с фактическими (в пять раз – по измерениям вблизи ядра линии; см. Харви и Ливингстон, 1969; Говард и Стенфло, 1972). Эффект был приписан высокой температурной чувствительности 525.0, ведущей к ослаблению линии в горячих магнитных элементах. На основе подобных расхождений и рассуждений в 70-е годы прошлого века был сделан вывод о сверхтонкой структуре поля “спокойной” фотосферы – наличии элементов (трубок/фибрил/жгутов/волокон) размером менее 0.5”, но с сильным, 1.0–1.5 кГс, полем (Харви и Ливингстон, 1969; Стенфло, 1973). С тех пор метод “отношения напряженностей δ ” – по измерениям в разных линиях – стал часто применяться для интерпретации солнечных “магнитных” измерений; см., например, Уанг и Шили (1995), Демидов и др. (2002, 2005).

Обычно считается, что сильное поле приводит к “насыщению” магнитографа: расстояние – по длине волны λ в фокальной плоскости спектрографа (СГ) – между экстремумами круговой поляризации в крыльях линии становится сравнимым с шириной линии, экстремумы выходят за пределы выходных щелей магнитографа, и сигнал падает. Увеличение же температуры в магнитных элементах ведет к ослаблению глубины линии и к дополнительному уменьшению сигнала (для линий с низким потенциалом возбуждения, в частности, 525.0). При измерениях “локальных” полей фотосферы и полей в пятнах и а. о. считается, что несоответствие измерений в значительной мере обусловлено также различием уровней формирования линий в солнечной атмосфере и расхождением силовых линий поля с высотой. Недавно Котовым (2008), однако, указано на противоречия результатов и выводов разных исследователей о степени влияния насыщения и сверхтонкой магнитной структуры фотосферы, а также на слабость общепринятого истолкования “магнитных” разногласий, основанного на понятиях “сверхтонкая структура” и “насыщение”.

Говард и Стенфло (1972), Гопасюк и др. (1973) нашли, в частности, что эффект (занижения напряженности), или отношение δ , зависит от гелиоцентрического расстояния ρ , тогда как группа в Стэнфорде (Свалгаард и др., 1978) зависимости от ρ не обнаружила; по ее данным сигнал 525.0 занижается из-за насыщения в 1.8 раз. Но вновь на значительное изменение отношения δ , определенного по линиям железа 523.3 и 525.0, указали недавно Демидов и Балтазар (2009): у них δ меняется от 2.74 в центре солнечного диска до 1.32 у края. Вместе с тем магнитограммы, полученные в Крыму (Гопасюк и др., 1973, 2000), показали столь большие различия напряженностей, измеренных по разным линиям, что стало вообще неясным, какие же линии дают истинное поле. В свете этого особый интерес представляют измерения среднего поля, или общего магнитного поля (ОМП) Солнца как звезды по двум или нескольким линиям: вся видимая полусфера выступает как “магнитный стандарт”.

Явление – расхождение напряженностей поля – назовем δ -эффектом, где δ – среднестатистическое отношение напряженности, измеренной по данной линии, к истинной напряженности, или напряженностей, измеренных одним инструментом по двум линиям, или по одной и той же линии двумя инструментами (полагаем, что напряженность в знаменателе ненулевая).

Ранее Демидов и др. (2002, 2005), а недавно Демидов и Балтазар (2009), измерив ОМП по разным линиям, стимулировали интерес к проблеме. По таким измерениям, в принципе, можно установить

причину разброса: (а) “виновато” ли само Солнце, с его сверхтонкой магнитной структурой, насыщением магнитографа в элементах сильного поля и расхождением силовых линий с высотой, или главное – (б) инструментальные причины и (в) шумы магнитографа, или дело – (г) в квантовой природе света (в частности, эффектах “нелокальности”, “сцепления” и “слияния” фотонов, экспериментально доказанных в лабораториях; см., например, Белинский, 1997; Бувместер и др., 1997; Сантори и др., 2002; Алберт и Галчен, 2009) или (д) комбинация причин.

Для выяснения природы расхождений большая часть измерений в Крымской астрофизической обсерватории (КрАО) за 2001–2010 гг. сделана практически “одновременно” в двух линиях железа, 524.7 и 525.0 (разность по времени записей ОМП в двух линиях не больше часа). Сопоставляя КрАО и Стэнфорд, данные рассматриваются в собственных шкалах калибровки двух обсерваторий. Для получения полного ряда 1968–2010 гг. (пять обсерваторий, три линии) данные сведены в общий *нормированный* ряд с числом суточных измерений $N = 19450$; подробнее см. пп. 2 и 3.

2 Данные ОМП

Регулярные измерения *продольного* ОМП Солнца-как-звезды (с напряженностью B) начаты в 1968 г. в КрАО (Северный, 1969; Котов и Северный, 1983). За последние 43 года массивы суточных значений ОМП получены в шести пунктах: КрАО, обсерватория Маунт-Уилсон (ОМУ), Солнечная обсерватория им. Уилкокса Стэнфордского университета (СОУ), Саянская солнечная обсерватория (Институт солнечно-земной физики СО РАН, Иркутск), обсерватория в Южной Африке (группа *BiSON* Бирмингемского университета) и обсерватория Китт-Пик (Национальная солнечная обсерватория). К началу 2011 г. мировой массив ОМП включает более 20 тыс. суточных значений B , измеренных по линиям: Fe I $\lambda 525.022$ нм, $g = 3.0$, Fe I $\lambda 524.706$ нм, $g = 2.0$, Fe I $\lambda 630.152$ нм, $g = 5/3$, и K I $\lambda 769.898$ нм. Сведения о всех *опубликованных* массивах ОМП приведены в табл. 1, где обозначено: N – число суточных значений B , Δ – типичная ошибка отдельного измерения, S – стандартное отклонение массива, k – нормировочный коэффициент (см. ниже). О методах измерений, инструментах и самих данных см. Шеррер и др. (1977), Котов и др. (1998), Демидов и др. (2005), Чаплин и др. (2003), <http://Solar.CrAO.Crimea.ua>, <http://SOLIS.NSO.edu/vsm> и <http://Stanford.WSO.edu>.

Во всех экспериментах с помощью магнитографа Бэбкока, или специального оптического фильтра, модулятора и ПЗС-матрицы (Китт-Пик), или методом атомной резонансной спектроскопии (*BiSON*), или методом “стоксометрии” (Саяны) регистрировался продольный эффект Зеемана от некоторого среднего – для всей видимой полусферы Солнца – контура фотосферной линии поглощения. На Китт-Пик продольное поле регистрировалось отдельно в каждой из ≈ 2.3 млн. ячеек матрицы, затем определялся средний сигнал для всего диска. Далее все инструменты, измерявшие ОМП, именуется “магнитографами”.

Саянские измерения 1982–1993 гг. сделаны с применением ФЭУ внутри СТ, т. е. так же, как в КрАО, ОМУ и СОУ. Новые “стоксометрические” измерения в Саянах (Демидов и др., 2005; Демидов и Балтазар, 2009) и измерения на Китт-Пик в принципе не отличаются от обычных магнитографических: различия чисто технические. Но важно иметь в виду, что и в Саянах (с 1998 г.), и на Китт-Пик не применяются щели фотометра, как в обычном магнитографе Бэбкока: круговая поляризация регистрируется по всему контуру линии, и потому эффект насыщения у этих двух инструментов должен отсутствовать. В Саянах для регистрации спектра Солнца сейчас применяется ПЗС-линейка, а на Китт-Пик – ПЗС-матрица: для измерения поля в элементах размером $\approx 1''$ диска Солнца. (Измерения Китт-Пик находятся в стадии уточнения калибровки и “нуля” инструмента, поэтому они не вошли в нормированный ряд 1968–2010 гг., обозначенный звездочкой в табл. 1.)

ОМП, по существу, есть *магнитный разбаланс* фотосферы, пропорциональный превышению магнитного потока одной полярности над потоком другой, причем для всего диска; вариации же яркости диска, вместе с потемнением к краю, входят в B как весовая функция. Измерения, выполненные в течение одних и тех же UT-суток по разным линиям или на разных инструментах, считаем “одновременными”, т. к. изменения ОМП в течение дня, как правило, малы.

При вращении секторной структуры ОМП меняется в основном в пределах ± 1.5 Гс (или даже

Таблица 1. Измерения ОМП в шести обсерваториях, 1968–2010 гг.

Обсерватория	Годы	Линия, нм	N	Δ , Гс	S , Гс	k
Крым	1968–2010	Fe I λ 525.02	3043	0.11	0.62	0.94
Крым	2001–2010	Fe I λ 524.71	1054	0.14	0.60	0.97
Маунт Уилсон	1970–1982	Fe I λ 525.02	2457	0.07	0.67	0.87
Стэнфорд	1975–2010	"	10595	0.05	0.39	1.48
Саяны	1982–1993	"	313	0.05	0.77	0.75
Южная Африка	1992–2001	K I λ 769.90	1988	0.01	0.43	1.35
Китт-Пик	2003–2009	Fe I λ 630.15	1506	0.01	0.47	1.00
Вместе* (без Китт-Пик)	1968–2010	–	19450	–	0.58	–

± 0.5 Гс в годы минимума солнечной активности), поэтому имеем дело со слабым эффектом Зеемана при отсутствии инструментальных нелинейных эффектов, если отвлечься от насыщения, обусловленного потенциальными элементами сильного поля. Это подразумевает однозначное соответствие степени круговой поляризации среднему продольному полю фотосферы с точностью до δ -эффекта, погрешностей калибровки, случайных ошибок и влияния асимметрии профиля линии (заметная асимметрия обнаружена Демидовым и др., 2005). В каждой обсерватории применялся специальный метод контроля за положением “истинного нуля” магнитографа. (В КраО и СОУ, например, “нуль” определяется по линии Fe I λ 512.37 нм, нечувствительной к магнитному полю: $g = 0$.) Никакие поправочные коэффициенты и факторы насыщения не вводились, кроме нормировочных факторов k при сведении данных ОМП в единый временной ряд, см. ниже. Положительные B отвечают N-полярности, неопределенности же всюду представляют стандартную ошибку $\pm 1\sigma$ и приводятся в скобках. Уравнения линейной регрессии имеют обычный вид: $y = a + b \times x$, где x – напряженность ОМП по линии 524.7, y – по линии 525.0 (или, соответственно, x и y для КраО и СОУ); малыми смещениями a при сопоставлении коэффициентов регрессии b (наклонов) пренебрегаем.

3 Линии 524.7 и 525.0

Линии принадлежат одному мультиплету Fe I и имеют почти одинаковые эквивалентные ширины и близкие потенциалы возбуждения нижнего уровня, ≈ 0.10 эВ. Фактор g равен 2 и 3 соответственно для 524.7 и 525.0, но первая линия в магнитном поле показывает аномальное расщепление, вторая – простой триплет Зеемана. Измерения ОМП в этих линиях сделаны в 2001–2010 гг. в течение 1054 дней, причем одновременно двумя каналами магнитографа; результаты каналов усреднены. Уравнение прямой линейной регрессии для всех $n = 1054$ пар суточных значений имеет вид:

$$B_2 = +0.050(6) + 0.824(10) \times B_1, \quad (1)$$

где B_1 и B_2 – напряженности, определенные по линиям 524.7 и 525.0 соответственно; коэффициент корреляции $r = 0.94$.

Разные временные интервалы, однако, показали разные корреляционные зависимости, см. табл. 2 (S_x и S_y – среднеквадратичные значения ОМП по линиям 524.7 и 525.0 соответственно). Разность наклонов b между 2003 г. и 2009 г., например, составляет 0.39(6) со значимостью различия 6.5σ (вероятность $\approx 10^{-10}$; далее принимаем $b \approx \delta$). Для примера на рис. 1 и 2 приведены диаграммы 2003 г. и 2009 г., наглядно демонстрирующие различие. Наклоны табл. 2 настолько же существенно отличаются друг от друга, как и наклоны, полученные для всего Солнца, и в разные годы, на других инструментах (для той же самой пары линий, см. Шрёнер и Шеррер, 1994; Демидов и др., 2002, 2005; Котов и Цап, 2005), – с разбросом, тоже достигающим значимости 3σ или больше:

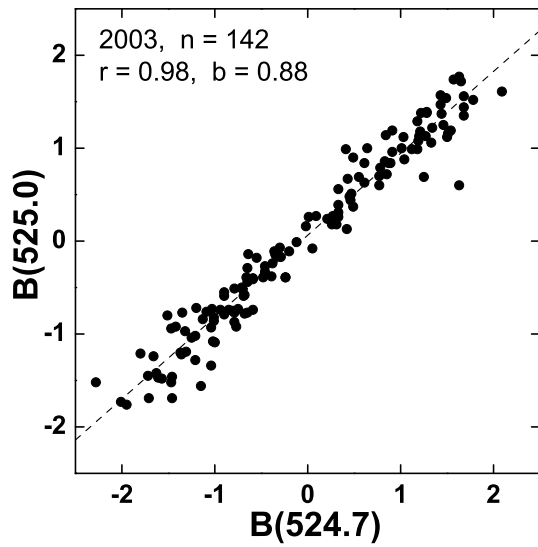


Рис. 1. Корреляционная диаграмма ОМП по измерениям в линиях 524.7 и 525.0 за 2003 г.: $n = 142$, $r = 0.98$. По горизонтали – ОМП (в Гс) по линии 524.7, по вертикали – ОМП по линии 525.0; пунктирная линия – прямая регрессии с наклоном $b = 0.88$

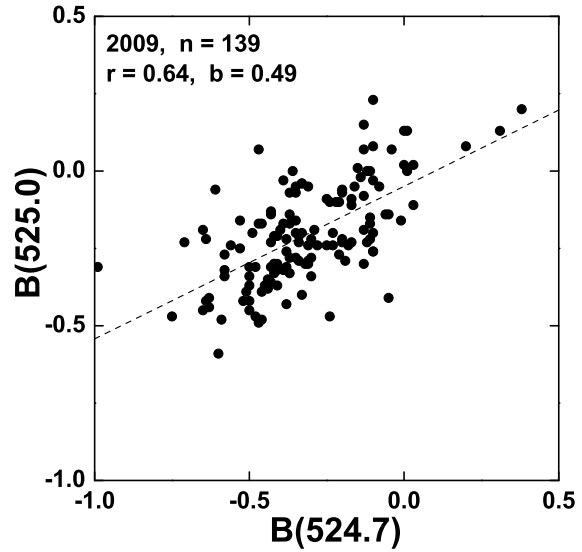


Рис. 2. То же, что на рис. 1, для 2009 г.: $n = 139$, $r = 0.64$, $b = 0.49$

Стэнфорд, 1976–1991 гг.: $b = 0.858(1)$,
 Саяны, 1996 г.: $b = 0.74(3)$,
 Саяны, 1999–2001 гг.: $b = 0.93(1)$,
 Саяны, 2001 г.: $b = 0.833(3)$.

Изменение наклона b , определенного по линиям 524.7 и 525.0, в сравнении с ходом напряженности $|B|$ в цикле 23 приведено на рис. 3; наклоны b найдены на основе всех “парных” измерений 2001–2010 гг. согласно табл. 2. Суточные напряженности $|B|$ усреднены за каждые полгода на основе нормированного ряда ОМП 1968–2010 гг. пяти обсерваторий, см. табл. 1. (Для получения этого ряда B -величины каждой обсерватории и каждой линии умножались на $k = S_0/S$, где $S_0 = 0.58$ Гс – среднее стандартное отклонение из шести отдельных в табл. 1, с исключением массива Китт-Пик. В итоге получен общий ряд 1968–2010 гг. с числом $N = 19450$, $S = 0.58$ Гс и средним $\langle B \rangle = -0.013(4)$ Гс. Затем по этому ряду определялись модули суточных B , а по ним – средние значения $|B|$ за каждые полгода.)

На рис. 3 видим, что в 2003 г., т. е. после вершины цикла 23 по числу пятен, наблюдались максимумы как $|B|$, так и наклона b ; в целом b более или менее хорошо “отслеживает” поведение $|B|$ с циклом (коэффициент корреляции $r = 0.69$). В модели концентрированных магнитных жгутов естественно полагать, что максимум $|B|$ сопровождается ростом числа жгутов, их средней напряженности и плотности распределения в фотосфере. В такой модели наклон b должен *уменьшаться* с ростом $|B|$ из-за насыщения и температурной чувствительности 525.0. На деле же имеем противоположную картину: наклон b *увеличивается* с ростом $|B|$ и падает с уменьшением $|B|$, т. е. с приближением к минимуму. Это противоречит модели.

Почему же различие ОМП по измерениям разными инструментами часто превышает ошибку? И почему b заметно изменяется с фазой цикла? К этому добавим, что анализ всех разумных источников помех не дал ясного ответа (Шеррер и др., 1977; Демидов и др., 2005). Измерения ОМП, как и локальных полей фотосферы, выполненных на разных инструментах и по разным линиям, ха-

Таблица 2. Уравнения линейной регрессии (x – ОМП по линии 524.7, y – по линии 525.0; B – в гауссах)

Интервал (гг.)	n	S_x , Гс	S_y , Гс	Уравнение	r
2001.5–2002.0	29	0.60	0.45	$y = +0.09(4) + 0.69(07) \times x$	0.92
2002.0–2002.5	67	0.76	0.65	$y = +0.04(3) + 0.82(04) \times x$	0.96
2002.5–2003.0	78	0.79	0.67	$y = +0.10(3) + 0.81(03) \times x$	0.96
2003.0–2003.5	65	1.24	1.12	$y = +0.08(3) + 0.89(03) \times x$	0.98
2003.5–2004.0	77	0.92	0.83	$y = +0.05(3) + 0.86(03) \times x$	0.96
2004.0–2004.5	45	0.63	0.57	$y = +0.06(3) + 0.86(05) \times x$	0.94
2004.5–2005.0	80	0.54	0.49	$y = +0.02(3) + 0.81(05) \times x$	0.88
2005.0–2006.0	41	0.47	0.43	$y = +0.02(4) + 0.81(08) \times x$	0.89
2006.0–2006.5	20	0.25	0.23	$y = +0.02(4) + 0.77(14) \times x$	0.84
2006.5–2007.0	61	0.32	0.29	$y = +0.01(2) + 0.81(05) \times x$	0.92
2007.0–2007.5	53	0.26	0.22	$y = -0.01(3) + 0.62(09) \times x$	0.73
2007.5–2008.0	76	0.27	0.23	$y = +0.02(2) + 0.71(06) \times x$	0.85
2008.0–2008.5	27	0.24	0.20	$y = -0.01(4) + 0.64(15) \times x$	0.77
2008.5–2009.0	83	0.23	0.18	$y = -0.04(2) + 0.59(07) \times x$	0.73
2009.0–2009.5	64	0.22	0.16	$y = -0.01(2) + 0.52(07) \times x$	0.69
2009.5–2010.0	75	0.18	0.13	$y = -0.14(2) + 0.33(08) \times x$	0.45
2010.0–2010.5	44	0.32	0.24	$y = +0.01(3) + 0.58(09) \times x$	0.76
2010.5–2011.0	69	0.28	0.20	$y = -0.03(2) + 0.53(06) \times x$	0.77
Вместе (2001–2010)	1054	0.60	0.52	$y = +0.05(1) + 0.82(01) \times x$	0.94

рактризуются хаосом – “устойчивой нестабильностью” или “таинственным” несоответствием друг другу.

4 Расхождения измерений ОМП

Причиной изменений b могут быть как технические различия приборов, так и зависимость b , или δ , от фазы цикла. Последнее – в модели тонких жгутов – можно связать с изменением вклада сильных и слабых полей в суммарный сигнал ОМП (Демидов и др., 2005), а также с эволюцией распределения крупномасштабных полей в течение цикла. Возможны и другие факторы, требующие новых наблюдений и отдельного рассмотрения. Но важно подчеркнуть, что измерения, выполненные даже по одной и той же линии, 525.0, на разных магнитографах и в разные годы, отличаются так же сильно друг от друга, как и измерения по разным линиям на одном и том же инструменте (подробнее см. Котов и Цап, 2005). Для примера приводим корреляционные зависимости ОМП по данным КраО и СоУ за 1991 г. и 1999 г.:

$$1991 \text{ г. } (n = 25, r = 0.94): B(\text{СоУ}) = +0.30(7) + 0.70(6) \times B(\text{КраО}),$$

$$1999 \text{ г. } (n = 103, r = 0.70): B(\text{СоУ}) = +0.02(3) + 0.36(4) \times B(\text{КраО}).$$

Видно, что наклоны b этих двух лет отличаются почти в два (!) раза. Общий же ход b с фазой цикла для измерений КраО и СоУ, выполненных по *одной и той же линии*, 525.0, показан на рис. 4, аналогичном рис. 3.

Различия b , а по сути масштабов ОМП, определяемых по двум линиям, аналогичны расхождениям напряженностей *локально* измеряемых полей, т. е. δ -эффекту. Но при его интерпретации установилось такое объяснение: влияют насыщение, обусловленное тонкоструктурными жгутами с сильными полями, а также чувствительность линии к температуре и расхождение силовых линий с высотой. К сожалению, эта гипотеза встречается со многими трудностями (см. п. 1); причины же расхождений у разных авторов противоречивые или недостаточно обоснованные, см. обсуждение проблемы Котовым и Цапом (2005). Демидов и др. (2002, 2005), например, отметили существенную асимметрию профиля параметра Стокса V внутри контура линии, усиливающуюся

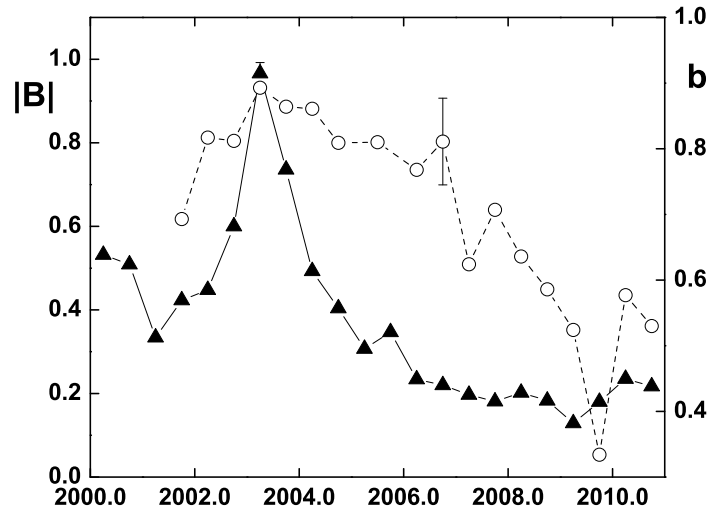


Рис. 3. Изменение с фазой цикла наклона b , определенного по линиям 524.7 и 525.0 (b – для данных за полгода или за год: кружки и пунктир, правая вертикальная ось), и ход полугодовой средней напряженности $|B|$ в гауссах (треугольники и отрезки сплошной линии, левая ось). По горизонтали – годы, вертикальными черточками показаны средние стандартные ошибки b и $|B|$

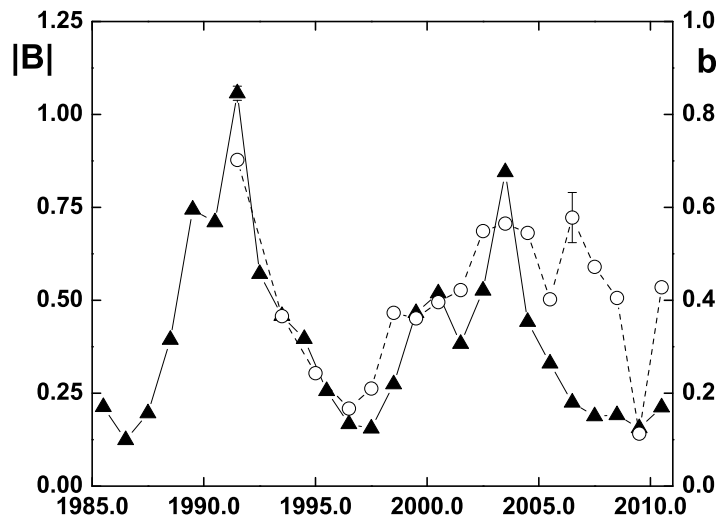


Рис. 4. То же, что на рис. 3, для измерений ОМП по линии 525.0 в КраО (x) и СОУ (y)

с *уменьшением* $|B|$. Такое поведение асимметрии нельзя связать с относительным ростом шумов при слабых полях, и реальная причина остается загадочной: в модели тонких жгутов асимметрия должна расти с *увеличением* $|B|$. Поведение b на рис. 3 и 4 говорит о том, что проблема более принципиального характера, нежели просто расхождение напряженностей, измеренных по разным линиям.

5 Вариации наклона b : роль цикла?

Особый интерес вызывает то, что максимальный наклон на рис. 3 имел место в год максимальной напряженности $|B|$ (по полугодовым значениям), а минимум b совпал с затянувшимся минимумом (пятен) 2007–2010 гг. Этот минимум оказался рекордным по продолжительности за последние 150 лет, приведя к увеличению длительности цикла № 23 примерно до 12.8 лет (впервые за последние 210 лет; средняя длительность цикла Вольфа в XX в., от минимума до минимума, составляла 10.5 лет; см. Абдусаматов, 2009).

Эти особенности поведения b и $|B|$ в ходе цикла мы связываем с изменением структуры крупномасштабных фоновых полей. А именно с тем, что мощная 2-секторная структура, характерная для годов максимума цикла и для годов наибольших полугодичных $|B|$, в минимуме практически исчезла, уступив место хаотическим флуктуациям ОМП около среднего значения, см. рис. 5 и 6. Обратим внимание и на систематические различия ОМП, измеренного в КраО и СОУ: в 2003 г. крымские значения, по абсолютной величине, были примерно в 1.8 раз больше, чем стэнфордские. Особенно заметно различие в 2009 г. на рис. 6, когда отношение напряженностей было близким к 9: для данных всего 2009 г. наклон $b = 0.11(2)$. Подобная ситуация имела место и в другие годы минимума, когда коэффициенты регрессии b (отношения напряженностей КраО и СОУ) имели следующие значения:

1976 г.: $n = 105$, $b = 0.09(3)$, $r = 0.35$,

1996–1997 гг.: $n = 41$, $b = 0.18(7)$, $r = 0.44$.

Это надо сравнить с другими годами, в частности с годами максимума $|B|$, когда наклон b составлял примерно 0.6–0.7.

Также примечательны отличия *среднегодовых* значений ОМП двух обсерваторий. Если для 2009 г. СОУ дала, например, среднегодовое $\langle B \rangle = -0.012(3)$ Гс ($N = 314$), то для Крыма среднее $\langle B \rangle = -0.206(14)$ Гс по линии 525.0 ($N = 144$) и $\langle B \rangle = -0.316(18)$ Гс по линии 524.7 ($N = 139$; среднегодовые значения – в “собственной” шкале калибровки). Все три *отрицательные* значения $\langle B \rangle$ статистически высоко значимы, но при этом крымские сильно отличаются от стэнфордских. Мы не видим каких-либо причин инструментальной природы, чтобы вызвать такое отличие средних значений ОМП двух магнитографов. Пока можно указать только на одну возможную причину – эффект *сцепления* (*перепутанности, неразличимости*) фотонов, описанный Котовым (2003, 2008). Речь идет о недооцениваемой до сих пор роли квантовой природы света – влиянии самого *акта измерения* на поляризацию фотонов. Эффект ведет к тому, что стэнфордское распределение суточных значений ОМП близко к экспоненциальному, тогда как при нормальной регистрации распределение должно быть нормальным (таким, как у данных Крыма и, по-видимому, Саян).

Обычно принимается, что конкретный фотон идет из фотосферы и детектируется прибором независимо от других фотонов, причем его поляризация *заранее* определена физическими условиями данного участка фотосферы и независима от состояния других фотонов. Световой же поток, регистрируемый прибором, есть сумма всех фотонов, входящих в апертуру телескопа и магнитографа в данный момент, измеренная же поляризация есть средний эффект фотонов с аддитивным суммированием. Но современная квантовая механика (см., например, Белинский, 1997; Кадомцев, 2003; Алберт и Галчен, 2009) учит, что любая элементарная частица, фотон в том числе, до измерения никакими определенными свойствами не обладает, она (он) находится в суперпозиции всех возможных состояний (поляризаций для фотона), а конкретное состояние (поляризация) возникает в момент наблюдения и в результате регистрации.

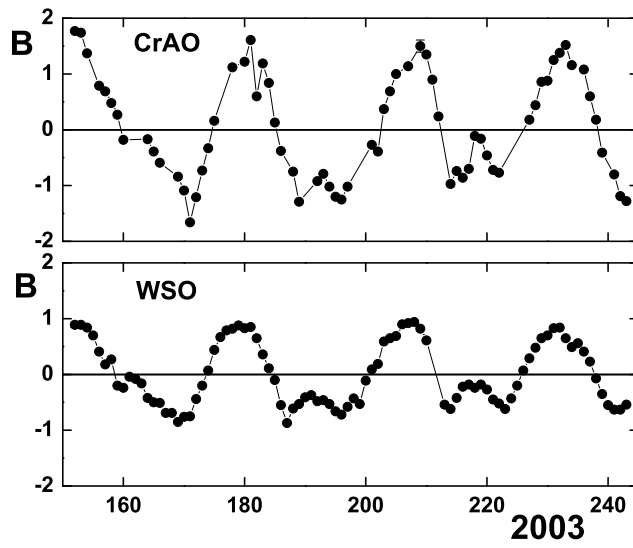


Рис. 5. Суточные значения ОМП (точки) с 1 июня по 31 августа 2003 г. согласно измерениям по линии 525.0 в КраО (вверху, $N = 68$) и Стэнфорде (внизу, $N = 90$). Вертикальными черточками показаны типичные ошибки измерений (для СОУ они сравнимы с размером точки); по горизонтали – номер дня года, по вертикали – напряженность B в Гс

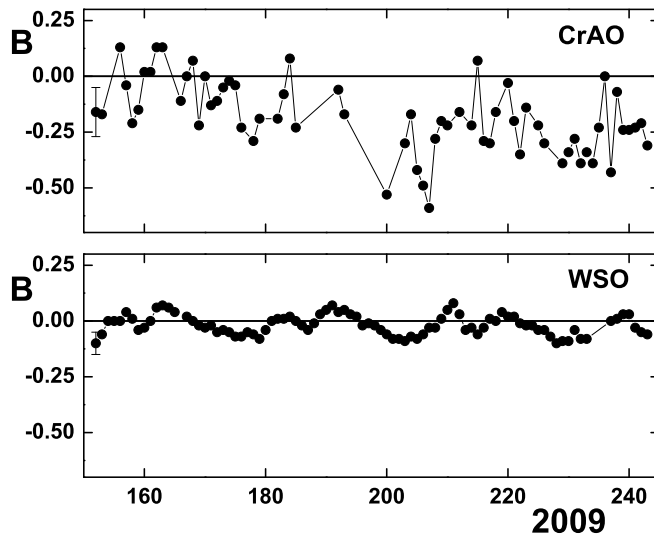


Рис. 6. То же, что на рис. 5, для лета 2009 г.; для КраО $N = 65$, для Стэнфорда $N = 88$

При измерениях Солнца-как-звезды на детектор падает поток от всего видимого солнечного диска (с некоторой весовой функцией, определяемой потемнением диска к краю и техническими особенностями инструмента). Поэтому, согласно квантовой механике, поляризация каждого фотона зависит не только от условий его генерации в атмосфере Солнца, но и от поляризации всех фотонов светового пучка в СГ, а также от условий детектирования, т. е. от технических свойств прибора. Потому что конкретное состояние (поляризация) фотона возникает в момент регистрации. А точнее, по законам квантовой механики и статистики: с вероятностями, соответствующими не только условиям генерации, но и инструментальным особенностям. И при активной реализации квантовых принципов – *неразличимости, перепутывания, сцепления* фотонов, их состояний.

В КраО применяется простой способ регистрации света: входная щель СГ освещается светом от всего солнечного диска, в фокальной плоскости СГ помещены фотодетекторы (фотоумножители), так что только *один* пучок формируется потоком от всего диска. (На деле в КраО двухлучевой СГ с применением призмы Рошона, расщепляющей свет на два пучка; но их поляризации регистрируются двумя независимыми детекторами.) В Стэнфорде изображение Солнца строится *перед* входной щелью СГ. А сразу за щелью установлен светоделитель (имидж-слайсер), расщепляющий свет примерно на десять одинаковых пучков, поэтому там поляризация фотонов определяется вкладом света от десяти отдельных изображений диска. Это и вызывает *сцепление* фотонов, т. е. существенную зависимость между пучками; а конкретнее – зависимость как от распределения поля в фотосфере, так и от особенностей формирования световых пучков, причем по вероятностным законам. Естественно полагать, что чем выше поляризация, тем сильнее должен сказываться эффект взаимозависимости пучков (квантовые эффекты) на результирующую поляризацию, а в итоге – на измеряемое ОМП. Следует ожидать, что эффект сцепления должен сильнее сказываться на линии 525.0, чем на линии 524.7 ввиду различия, в 1.5 раза, их g -факторов. И особенно при хаотическом распределении элементов крупномасштабного поля в годы минимума: измеренное $|B|$ по линии 525.0 должно быть систематически меньше, чем поле по линии 524.7. То же самое следует для соотношения напряженностей КраО и СОУ в годы минимума по одной и той же линии 525.0: при сильном перемешивании элементов поля и, соответственно, при наименьших напряженностях $|B|$, сигнал СОУ должен, по этой логике, максимально приближаться к нулю. Как раз это и наблюдается в обоих случаях, и особенно в 2009–2010 гг., см. рис. 4–6.

6 Загадка распределений ОМП

В большинстве физических опытов, если отсутствует аномальность прибора, ошибки измерений и отклонения от среднего распределяются нормально. Так должно быть и для истинного ОМП, что вытекает из биномиального распределения при большом числе “испытаний” и центральной предельной теоремы статистики. На деле же некоторые магнитографы показывают аномальные распределения *измеренного* ОМП, близкие к экспоненциальному (см. Котов, 2003).

На рис. 7 показано распределение 3043 крымских измерений, близкое к нормальному:

$$f_1(B) \sim e^{-\frac{(B+d)^2}{2\sigma_0^2}} \quad (2)$$

со стандартом $\sigma_0 = 0.43$ Гс. На рисунке гауссовская кривая сдвинута влево на $d = 0.10$ Гс в соответствии с перевесом отрицательного поля: $\langle B \rangle = -0.060(11)$ Гс для 3043 значений ОМП. (Заметны отклонения от нормальности для $B \lesssim -1.0$ Гс и $B \gtrsim 0.5$ Гс; их причина неизвестна)

Распределение измерений СОУ на рис. 8 далеко от нормального, хорошо представляясь экспоненциальной кривой

$$f_2(B) \sim e^{-\frac{|B|}{\tau}} \quad (3)$$

с параметром “затухания” $\tau = 0.27$ Гс в шкале СОУ. Разногласие распределений мы связываем с квантовыми свойствами света и техническими различиями приборов (Котов, 2003, 2008).

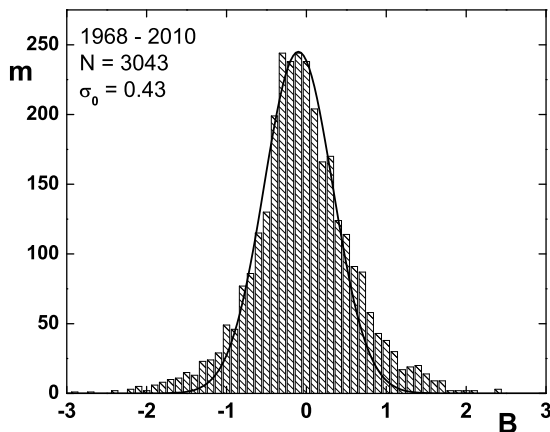


Рис. 7. Гистограмма $m(B)$ по данным КраО за 1968–2010 гг. (в крымской шкале калибровки, линия 525.0; B – в гауссах, $N = 3043$). Гладкой линией показана гауссовская кривая со стандартом $\sigma_0 = 0.43$ Гс

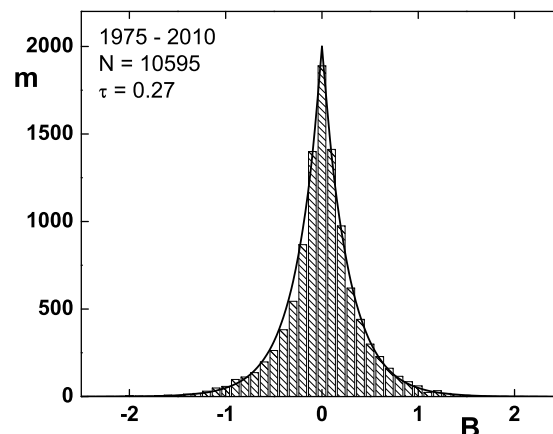


Рис. 8. То же, что на рис. 7, для данных СОУ (в шкале СОУ, 1975–2010 гг., $N = 10595$). Гладкой линией показана экспоненциальная кривая с параметром $\tau = 0.27$ Гс

7 Проявление свойств фотонов?

Годичные массивы ОМП (Котов, 2003, 2008; Чаплин и др., 2003) показывают, что наклоны b могут существенно меняться от года к году и от сезона к сезону; см. также рис. 1–4. Это обостряет проблему *количественной* интерпретации эффекта Зеемана фотосферы.

Можно предположить, например, что причина разброса ОМП кроется в изменениях самого “магнитного” Солнца, ведущих к флуктуациям $|B|$, b и r ; например, в изменении плотности распределения магнитных жгутов (фактора заполнения) в спокойной фотосфере и характерной напряженности поля жгутов. Но это “не работает” потому, что феномен жгутов, или δ -эффект, должен сказываться *одинаково* на оба сравниваемых инструмента и потому не может приводить к существенному различию b . Против такого объяснения говорит и хорошая корреляция b с $|B|$ на рис. 3 и 4.

Заслуживает внимание и такое “экстравагантное” мнение (Котов, 2003): причиной может быть само *измерение*, а точнее, комплекс “свет-инструмент”. Дело, по-видимому, в квантовых свойствах света и действии на фотоны самого *акта измерения*. А именно: природа “беспорядка” в измерениях магнитного поля Солнца может быть связана с явлением сцепления/слияния/нелокальности фотонов и влиянием самого приемного тракта на формирование светового поля. При рассмотрении процесса образования линии в замагниченной атмосфере Солнца и последующего акта регистрации игнорируется квантовая природа света, кроме, конечно, факта зеемановского расщепления уровней атома и поляризации фотонов. На деле, наверное, определенными квантовыми эффектами пренебрегать нельзя. В частности, явлениями сцепления (“нелокальности”, “запутанности”, “взаимозависимости”, или entanglement) и неразличимости, слияния (coalescence) фотонов, доказанными в конце XX в. экспериментально (см. п. 5, а также, например, Бувместер, 1997; Сантори и др., 2002).

Искажение сигнала магнитографа – неизбежное следствие и важная черта квантово-механического подхода: нельзя делать конкретных выводов об измерении электромагнитного поля без учета инструмента, который взаимодействует с полем (фотонами). Сама квантовая природа света, таким образом, становится главным источником собственных шумов системы “свет-инструмент” и статистических искажений сигнала (о теоретических аспектах проблемы см., например, Белинский, 1997). Вследствие сцепления/слияния само *измерение* существенно влияет на фотоны-близнецы в

телескопе и спектрографе, с коэффициентом влияния (сцепления, “запутанности”), зависящем от конкретного устройства инструмента, метода детектирования, а также от поляризации света, т. е. в нашем случае от фактической напряженности и распределения поля на видимой полусфере Солнца.

8 Заключение

Из анализа годовых регрессий ОМП следует, что коэффициент b ($\approx \delta$), характеризующий отношение напряженностей $|B|$, измеренных по двум фотосферным линиям, значительно меняется от года к году. С аналогичной ситуацией встречаемся и при сравнении измерений ОМП, сделанных по одной и той же линии разными магнитографами. Разброс наклонов b часто намного превосходит ошибку, и его надо объяснять.

Существенное “сезонное” изменение b заметили Чаплин и др. (2003), сопоставив суточные ОМП-измерения СОУ (линия 525.0) и *BiSON* (линия 769.9). Оказалось, что в среднем напряженности СОУ занижены по сравнению с напряженностями *BiSON* в 2.06 раза (данные 1992–2001 гг., число пар $n = 1519$). Авторы приписали различие результатов “насыщению” данных СОУ (уменьшение $|B|$ примерно в 1.8 раз согласно Свалгаарду и др., 1978). Детальное моделирование ОМП, однако, не помогло Чаплину и др. определить истинный источник “сезонных”, или “около-годовых”, изменений ОМП и b . Наш анализ показывает, что принципиальный источник таких изменений – не ошибки измерений, а *реальный* эффект, обусловленный (а) вариациями самого ОМП с 11-летним циклом, (б) физикой фотонов, а также, по-видимому, (в) окологодичным периодом ОМП неизвестной природы (Котов и др., 1998; Котов, 2009). Мы полагаем, что большие расхождения одновременных значений ОМП, измеренных по разным линиям, могут быть обусловлены не только погрешностями инструмента, но в значительной мере квантовой природой самого света. То же относится и к измерениям локальных полей фотосферы с помощью разных инструментов, с разным пространственным разрешением, в разных линиях и с разными g -факторами.

Определенный вклад в расхождения, конечно, может вносить и эффект насыщения, вызванный сверхтонкой, жгутовой структурой поля. Однако, учитывая “новую” физику фотонов, вывод прошлого века (см. также Демидов и др., 2005; Демидов и Балтазар, 2009) об исключительной роли сверхтонкой структуры поля фотосферы и особенно роли тонких трубок с сильным полем должен быть пересмотрен на основе новых измерений; в частности, измерений ОМП.

Мы, конечно, не отрицаем существование у фотосферы Солнца объективной реальности (ОМП), независимой от наблюдателя. Но наше понимание ее и конечный результат ограничены типом измерения, инструментом и применяемой теорией. Различные эксперименты могут приводить к различной картине реальности, что следует также из физики света и современной интерпретации квантовой механики (см. Алберт и Галчен, 2009).

Автор благодарен Н.П. Русаку и А.Р. Пулатову за техническое обеспечение работы магнитографа и телескопа БСТ-1, Т.Т. Цапу (покинувшему недавно наш мир) и В.И. Ханейчуку за активное участие в наблюдениях Солнца, а также М.Ю. Скульскому (рецензенту) за ряд полезных замечаний. Особая признательность – коллегам других обсерваторий за возможность анализа данных ОМП, размещенных на сайтах *WSO.Stanford.edu* и *SOLIS.NSO.edu/vsm*.

Литература

- Абдусаматов Х. // Наука и жизнь. 2009. № 1. С. 34.
 Алберт Д., Галчен Р. // В мире науки. 2009. № 5. С. 18.
 Белинский А.В. // Успехи физ. наук. 1997. Т. 167. С. 323.
 Бувместер и др. (Bouwmeester D., Pan J.-W., Mattle K., Eibl M., Weinfurter H., Zeilinger A.) // Nature. 1997. V. 390. P. 575.
 Говард и Стенфло (Howard R., Stenflo J.O.) // Solar Phys. 1972. V. 22. P. 402.
 Гопасюк С.И., Гопасюк О.С., Залесов И.П., Каркач Д.В., Свистельников В.В. // Астрон. журн. 2000. Т. 77. С. 547.

- Гопасюк и др. (Gopasyuk S.I., Kotov V.A., Severny A.B., Tsap T.T.) // *Solar Phys.* 1973. V. 31. P. 307.
- Демидов М.Л., Григорьев В.М., Пещеров В.С. // *Астрон. журн.* 2005. Т. 82. С. 628.
- Демидов и Балтазар (Demidov M.L., Balthasar H.) // *Solar Phys.* 2009. V. 260. P. 261.
- Демидов и др. (Demidov M.L., Zhigalov V.V., Peshcherov V.S., Grigoryev V.M.) // *Solar Phys.* 2002. V. 209. P. 217.
- Кадомцев Б.Б. // *Успехи физ. наук.* 2003. Т. 173. С. 1221.
- Котов В.А. // *Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв.* 2008. Т. 104. № 1. С. 109.
- Котов В.А. // *Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв.* 2009. Т. 105. № 1. С. 75.
- Котов В.А., Северный А.Б. // *Общее магнитное поле Солнца как звезды. Каталог 1968–1976. М.: АН СССР, 1983.*
- Котов В.А., Цап Т.Т. // *Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв.* 2005. Т. 101. С. 82.
- Котов (Kotov V.A.) // *Astron. Astrophys.* 2003. V. 402. P. 1145.
- Котов и др. (Kotov V.A., Scherrer P.H., Howard R.F., Haneychuk V.I.) // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 1998. V. 116. P. 103.
- Сантори и др. (Santori C., Fattal D., Vučković J., Solomon G.S., Yamamoto Y.) // *Nature.* 2002. V. 419. P. 594.
- Свалгаард и др. (Svalgaard L., Duvall T.L., Jr., Scherrer P.H.) // *Solar Phys.* 1978. V. 58. P. 225.
- Северный (Severny A.) // *Nature.* 1969. V. 224. P. 53.
- Стенфло (Stenflo J.O.) // *Solar Phys.* 1973. V. 32. P. 41.
- Уанг и Шили (Wang Y.-M., Sheeley N.R., Jr.) // *Astrophys. J.* 1995. V. 447. P. L143.
- Харви и Ливингстон (Harvey J., Livingston W.) // *Solar Phys.* 1969. V. 10. P. 283.
- Чаплин и др. (Chaplin W.J., Dumbill A.M., Elsworth Y., et al.) // *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* 2003. V. 343. P. 813.
- Шерпер и др. (Scherrer P.H., Wilcox J.M., Kotov V., Severny A.B., Howard R.) // *Solar Phys.* 1977. V. 52. P. 3.
- Шрёнер и Шерпер (Shrauner J.A., Scherrer P.H.) // *Solar Phys.* 1994. V. 153. P. 131.