

особенностей мелкомасштабных полей при переходе от фотосферы к хромосфере. В частности, здесь нет явных указаний в пользу того, что мелкомасштабное поле в хромосфере исчезает, образуя из расширившихся (с высотой) мелкомасштабных структур некое сплошное поле типа «магнитного покрывала».

ЛИТЕРАТУРА

1. Гельфрейх Г.Б. Наблюдения солнечных затмений в радиодиапазоне // «Физика Солнца и звезд», 3-й Международный научный семинар, Тезисы докл., 29 мая–2 июня 2006 г, Элиста, Калмыцкий гос. Университет. С.8–9.
2. Гуртовенко Э.А., Костык Р.И. Фраунгоферов спектр и система солнечных сил осцилляторов // Киев: Наук. думка, 1989. 200с.
3. Коваль А.Н., Степанян Н.Н. Изменения магнитных полей пятен на двух уровнях в связи с развитием активных областей // Солн. данные. 1972. № 1. С. 83–91.
4. Курочка Е.В., Курочка Л.Н., Лозицкий В.Г., Лозицкая Н.И., Остапенко В.А., Полупан П.Н., Романчук П.Р., Россада В.М. Горизонтальный солнечный телескоп Астрономической обсерватории Киевского университета // Вестник Киев. ун-та. Астрономия. 1980. Вып. 22. С.48–56.
5. Лозицкий В.Г. Сильні магнітні поля в маломасштабних структурах та спалахах на Сонці // Автореферат дис. доктора ф.-м. наук: 01.03.03. Київ, 2003. 28 с.
6. Лозицкий В.Г., Цан Т.Т. Эмпирическая модель мелкомасштабного магнитного элемента спокойной области Солнца // Кинематика и физика небес. тел. 1989. Т.5, № 1. С.50–58.
7. Цан Т.Т., Лозицкий В.Г., Шеминова В.А., Гладушина Н.О., Лейко У.М. Диагностика мелкомасштабных магнитных полей в солнечной атмосфере: основные методы, результаты и проблемы // Известия Крым. астрофиз. обсерватории. 1998. Т.94. С.170–172.
8. Abramenko V.I., Baranovsky E.A. Flare-related changes in the profiles of six photospheric spectral lines // Solar Physics. 2004. V.220, №1. P.81–91.
9. Kosovichev A.G., Zharkova V.V. Variations of photospheric magnetic field associated with flares and CMEs // Solar Phys. 1999. Vol.190, No.2. P. 459–466.
10. Lozitsky V.G., Baranovsky E.A., Lozitska N.I., Leiko U.M. Observations of magnetic field evolution in a solar flare // Solar Phys. 2000. Vol.191, № 1. P.171–183.
11. Zirin H., Tanaka K. Magnetic transient in flares // Astrophys. J. 1981. Vol. 250, No. 2. P. 791–795.

**В.Г.Лозицкий¹, Е.В.Курочка¹, О.Б.Осыка¹,
В.А.Шеминова², Г.А.Порфирьева³**

ПРОБЛЕМЫ ИНТЕРПРЕТАЦИИ НАБЛЮДЕНИЙ МЕЛКОМАСШТАБНЫХ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ В СПОКОЙНЫХ И АКТИВНЫХ ОБЛАСТЯХ НА СОЛНЦЕ

ВВЕДЕНИЕ

Характерной особенностью солнечных магнитных полей является их тонкая структура, обнаруженная впервые акад. Северным А.Б. [33, 34]. Об этом он писал в своей монографии [32] так: «В работе [33] мы предположили, что одновременное, удивительное появление обеих, временами широких, σ -компонент, а также π -компоненты магнитнорасщепленной линии в ядре пятен может быть связано с тонкой структурой магнитного поля пятен: возможно, что поле сосредоточено в отдельных трубках сечения, малого по сравнению с пятном, с различной напряженностью и, возможно, и полярностью».

Еще в конце 50-х годов XX ст. в КрАО было зарегистрировано появление в активных областях мелкомасштабных элементов с усиленным магнитным полем, которые проявлялись на регистрируемых как узкие «пички» или «складки», нарушающие плавный ход распределения напряженностей при сканировании активных обла-

¹ Астрономическая обсерватория
Киевского национального университета имени Тараса Шевченко
Киев, Украина

² Главная астрономическая обсерватория
Национальной Академии Наук Украины,
Киев, Украина

³ Астрономический институт им. П.К.Штернберга,
Москва, Россия

тей и пятен. Именно эти «пички» указывали на тонкую структуру магнитного поля пятна [32].

В 60-х годах XX ст. Стешенко Н.В. [39] впервые нашел (на основе прямых спектральных наблюдений) единичные случаи, когда величина магнитного поля в тонкоструктурных элементах вне пятен достигала 1400 Гс. Им также выявлено, что в солнечных порах величина магнитного поля не бывает ниже 1000 Гс – как правило, 1100–2000 Гс (в среднем 1400 Гс), почти не меняясь с диаметром пор. Это было косвенным указанием на то, что в еще более мелких структурах (предельно мелкомасштабных, не разрешаемых при прямых наблюдениях) действительная величина магнитного поля может быть также очень высокой, порядка 1 кГс. Найдено также [38], что наиболее сильные поля в пятнах (до 5350 Гс) возникают в очень малых участках, менее 2 сек. дуги.

Что касается высотных изменений магнитного поля, то о сильной вертикальной неоднородности магнитного поля свидетельствовал обнаруженный в КрАО эффект вращения плоскости поляризации [29, 31]. Коваль и Степанян Н.Н. [5] нашли по данным спектральных наблюдений, что в так называемых «усах» (или как их часто называют западные исследователи, «бомбах» Эллермана – ярких точкообразных деталях, наблюдаемых в крыльях линий бальмеровской серии и имеющих размер d , как правило, менее $1''$) и порах ($d = 1–5''$) величина магнитного поля (вне вспышек) по линии CaI 6103 (верхняя фотосфера) в среднем на 300–500 Гс выше, чем по линии FeI 6302,5 (средняя фотосфера). В то же время, в пятнах средних размеров (без полутени) поля по обеим линиям хорошо совпадали.

Подобное превышение магнитного поля на верхнем уровне найдено этими исследователями и в области вспышек. Это свидетельствует о нетривиальной, по-видимому непотенциальной структуре магнитного поля в этих образованиях.

Эффект существенного расхождения измерений по разным спектральным линиям был отмечен ранее и по магнитографическим данным [29]. Оказалось, что продольные магнитные поля B_{\parallel} в активных областях (вне пятен) могут существенно отличаться даже по линиям с близкими глубинами формирования – в частности, по фотосферным линиям CaI 6103 и FeI 5250,2. Аналогичный результат по

линиям FeI 5233 и FeI 5250,2 получили позже Гарви и Ливингстон [49]. Учитывая, что две последние линии имеют различные потенциалы возбуждения нижнего терма, авторы [48] предположили, что это расхождение связано в основном с температурным эффектом, возникающим из-за различного ослабления спектральных линий в неразрешимых областях с повышенной температурой.

Стенфло [64], стажировавшийся в 60-е годы XX ст. в КрАО, показал, что подобные расхождения измерений наблюдаются даже у линий FeI 5247,1 и FeI 5250,2 (с факторами Ланде 2,0 и 3,0, соответственно), имеющих не только практически одинаковые глубины формирования, но и температурные чувствительности. Это еще больше заострило проблему калибровки магнитографических наблюдений и стимулировало поиск иных объяснений эффекта несоответствия данных измерений. Стенфло [63] предположил, что обнаруженное им расхождение измерений продольного поля B_{\parallel} в линиях FeI 5247,1 и FeI 5250,2 связано (в основном) с действием эффекта «зеemanовского насыщения» в каких-то очень мелких («субтелескопических») магнитных структурах с весьма высокой напряженностью – аналогично тому, как это происходит в солнечных пятнах. Причиной «насыщения» является то, что зависимость магнитографического сигнала δ от индукции B магнитного поля является нелинейной (из-за фиксированного расположения выходных щелей магнитографа). Для линий с меньшими факторами Ланде g сигнал магнитографа растет медленнее с ростом поля и «насыщение» происходит при более высоких напряженностях в мелкомасштабных элементах. Сравнивая измерения B_{\parallel} в линиях с различными факторами Ланде g , можно определить фактическую величину магнитного поля B в мелкомасштабных элементах. В этом – основная суть метода «отношения линий» (line ratio), предложенного Стенфло [37, 64]. Таким путем было сделано заключение, что в спокойных областях величина поля в мелкомасштабных структурах равна 1,1–2,3 кГс [19, 26, 27, 37, 41, 63, 65].

Идея Стенфло [64] была очень смелой – высказанной в то время, когда в проблеме калибровки магнитографических наблюдений было много неясного. Так, несколькими годами раньше Северный [30] получил существенное расхождение между теоретическими и

эмпирическими калибровочными зависимостями солнечного магнитографа, используя солнечные пятна как объекты с хорошо измеряемыми (визуальным и фотографическим методами) магнитными полями. Оказалось, что калибровочная кривая магнитографа существенно отличается для теории и наблюдений. По теории [24, 25], сигнал магнитографа в линии FeI 5250,2 сначала растет линейно с полем до 500 Гс, далее при 1700–1800 Гс достигает максимальных значений, а затем постепенно уменьшается при дальнейшем росте поля. Построенная по пятнам эмпирическая зависимость оказалась совсем не такой, как теоретическая: во-первых, она была очень рассеянной, неоднозначной, а во-вторых, характеризовалась в общем монотонным увеличением сигнала магнитографа при переходе от наименьших полей (<500 Гс) до очень сильных, около 2500–3000 Гс. Совершенно очевидно, что из-за таких особенностей калибровочных кривых должна возникать весьма существенная неопределенность (в 200–300%!) при измерениях с магнитографом. Не прибавила ясности и калибровка магнитографа по лабораторному источнику света (ртутной лампе низкого давления) в магнитном поле лабораторного магнита, т.е. по записям сигналов от хорошо известного и практически однородного магнитного поля: оказалось, что соответствующие эмпирические кривые в общем согласуются с кривыми для пятен, но сильно отличаются от теоретических для однородного магнитного поля. Драматизм возникшей тогда ситуации в солнечной магнитометрии можно было передать так: если нельзя надежно мерить магнитографом даже *однородные лабораторные магнитные поля*, то как можно надеяться правильно измерять *неоднородные солнечные поля*?!

Учитывая, что магнитограф измеряет магнитное поле не непосредственно по зеемановскому расщеплению, а по усредненной в крыльях линии интенсивности круговой или линейной поляризации, предпочтительными в анализе проблемы являлись прямые данные о величине зеемановского расщепления в спектральной линии. Такие данные были получены со Стокс-метром [50] а также из анализа фотографических наблюдений [11, 54]. Была подтверждена фотографическим методом [13, 14] зависимость измеренной величины магнитного поля от фактора магнитной чувствительности $g\lambda^2$ линий

(рост B_{\parallel} при уменьшении $g\lambda^2$), полученная ранее в КрАО [48] из магнитографических измерений. Это делало более вероятным предположение, что эта важная зависимость не является чисто инструментальной, а обусловлена каким-то источником солнечного происхождения. Кроме того, в работе [9] было показано, что отличие лабораторной калибровки магнитографа от теории [30] можно объяснить тем, что не учитывались два основных эффекта: меньшая ширина линии ртути Hg I в лабораторном спектре по сравнению с солнечной линией и увеличение ширины линии Hg I при увеличении суммарного давления (газового + магнитного) при повышении напряженности магнитного поля в лабораторном эксперименте. Найденное объяснение косвенно реабилитировало метод Стенфло [37], придавая больший вес его предположению о реальности субтелескопических магнитных структур с килогауссовой напряженностью.

Сложность интерпретации соответствующих наблюдательных данных связана с тем, что магнитографический сигнал δ или любой другой параметр, характеризующий спектральные проявления тонкоструктурных магнитных полей, при двухкомпонентной структуре магнитного поля (мелкомасштабные структуры + фоновое поле) должен быть функцией очень многих параметров

$$\delta = f(B_0, B(x), \gamma, \alpha, B_i, \Delta\lambda_D, \eta_0, a, v, I_{эл} / I_{фон}),$$

где B_0 – величина магнитного поля на оси мелкомасштабных элементов, $B(x)$ – боковой профиль поля в этих элементах (x – расстояние от оси магнитного элемента при осесимметричном распределении поля), γ – угол между силовой линией магнитного поля и лучом зрения, α – фактор заполнения площади мелкомасштабными элементами, B_i – величина фонового поля, $\Delta\lambda_D$ – доплеровская ширина спектральной линии в местах локализации мелкомасштабных элементов, η_0 – коэффициент поглощения в этих же местах, a – постоянная затухания, v – относительная лучевая скорость «элемент–фоновое поле», $I_{эл} / I_{фон}$ – относительная яркость в континууме (контраст) участков локализации мелкомасштабных элементов относительно «фона». Вследствие зависимости исходных данных от столь многих параметров, результаты интерпретации получаются весьма неоднозначными [12]. В этом

основная причина того, что и в настоящее время проблема диагностики предельно мелкомасштабных полей почти так же далека от своего решения, как и три десятилетия назад, когда были выполнены первые оценочные измерения напряженностей в субтелескопических структурах.

Дополнительные сложности возникают при измерениях магнитных полей в активных областях и вспышках, где профили спектральных линий довольно быстро и значительно меняются из-за изменений термодинамических условий в атмосфере. Поскольку при магнитографических измерениях, как правило, не фиксируются эти «немагнитные» изменения профилей, а меряется некий суммарный сигнал (зависящий как от магнитных, так и немагнитных изменений), могут возникать существенные ошибки в определении не только величины, но и полярности магнитного поля [8].

Ниже мы попытаемся детально проанализировать методические аспекты проблемы мелкомасштабных полей, сопоставить и проанализировать наиболее важные, на наш взгляд, результаты разных авторов и наметить перспективы дальнейших исследований.

ДААННЫЕ МЕТОДА «ОТНОШЕНИЯ В ЛИНИЯХ»

Несмотря на то, что в последнее время предложены новые методы измерений мелкомасштабных полей [40, 44–46, 51, 53, 55, 56, 62, 63], классический метод отношения напряженностей в линиях FeI 5247,1 и 5250,2 все еще остается привлекательным для диагностики субтелескопических структур. Это связано с тем, что к настоящему времени имеются лишь отрывочные данные о мелкомасштабных полях, полученные одним и тем же методом. По таким данным невозможно проследить, например, возможные эволюционные изменения характеристик мелкомасштабных полей в течение солнечного 11-летнего цикла. Для солнечных пятен такие изменения действительно существуют [17], и вполне возможно, что они имеют место и для магнитных полей более мелких масштабов. Но чтобы эти изменения выявить, следует измерять напряженности по неизменной методике, в противном случае возможные эволюционные эффекты могут быть "смазаны" методическими различиями.

Можно надеяться, что данные по методу Стенфло [64] могут служить основой для соответствующего банка данных.

Основные результаты, полученные этим методом, представлены в табл. 1. Видно, что данные разных авторов сильно различаются; одна из основных причин этого – различные предположения о структуре магнитного поля в субтелескопических масштабах. Так, в пионерской работе Стенфло [64] получено удовлетворительное согласие наблюдений и теории при двух профилях поля: прямоугольном $B(x) = const$ и экспоненциальном $B(x) = B_0 \exp(-x^2)$. В обоих случаях предполагался нулевой вклад в сигнал магнитографа фонового поля ($\Phi_i = 0$). Существенно то, что при втором профиле получаются в 2,1 раза более высокие значения B_0 , чем при первом. Попытка Фразье и Стенфло [47] вывести этот профиль непосредственно из наблюдений, предполагая $\Phi_i = 0$, привела к результату $B_0 = 2,0$ кГс. Заметим, что названные авторы, основываясь на своих данных, не очень уверенно делали вывод о килогауссовых полях в мелкомасштабных структурах: результаты их наблюдений допускали как гипотезу о таких полях, так и альтернативную гипотезу о полях субкилогауссового диапазона. Лишь на основании дополнительных данных других авторов они отдавали предпочтение все-таки первой гипотезе.

Близкие значения ($B_0 = 1,5–2,3$ кГс) получены Виером [66], но при использовании линий красной области спектра. Рачковский и Цап [26] обратили внимание на то, что теория лучше согласуется с наблюдениями, если предположить существование фонового поля (его поток $\Phi_i \neq 0$), а также непрямоугольность бокового распределения напряженности в пространственно неразрешимых элементах ($B(x) \neq const$). Заметим, что необходимость подобного предположения ($\Phi_i \neq 0$) аргументировалась ранее в работах Лозицкого [14] и Лозицкого и Долгополова [16], в которых была найдена очень простая связь между величиной фонового поля B_i фактором заполнения α :

$$B_i / \alpha \approx 1 \text{ кГс.} \quad (1)$$

Из соотношения (1) следует, что напряженность B_i магнитного поля в промежутках между мелкомасштабными магнитными эле-

ментами (по-видимому, некими очень тонкими силовыми трубками) должна быть тем выше, чем больше фактор заполнения α поверхности Солнца этими силовыми трубками. Если $\alpha \approx 1$, то имеем $B_i \approx 1$ кГс, т.е. при тесном смыкании стенок силовых трубок (т.е. при переходе к случаю однородного магнитного поля) мы должны получить поле килогауссовой величины.

Таблица 1

Сопоставление результатов разных авторов, полученных методом отношения линий

Авторы, год публ.	Область	Параметры мелкомасштабного и фонового поля	B_0 , кГс
Stenflo, 1973	Сетка	$B(x) = const,$ $B(x) = B_0 \exp(-x^2),$ $\Phi_i = 0$	1,1 2,3
Frazier & Stenflo, 1978	Факелы	$B(x) = B_0 (1-x^2)^\beta$ $\Phi_i = 0$	2,0
Wiehr, 1978	Факелы, поры	$B(x) = const$ $\Phi_i = 0$	1,5–2,3
Рачковский и Цап, 1985	Сетка	$B(x) \neq const,$ $\Phi_i \neq 0,$ $B_i / \alpha = 0,86 \text{ кГс}$	1,5
Semel, 1986	Факелы	$B(x) = const,$ $\Phi_i \neq 0, B_i = -\beta B_0 (< 0)$	0,675
Лоцицкий и Цап, 1989	Сетка	$B(x) = B_0 (1-x^4),$ $\Phi_i \neq 0,$ $B_i / \alpha = 1,14 \text{ кГс}$	2,2
Keller et al., 1990	Сетка, факелы	$B(x) \neq const$ $\Phi_i = 0$	2,0
Keller et al., 1994 [52]	Межсеточные поля	$B(x) = const$ $\Phi_i = 0$	0,5–1,0
Zirin & Cameron, 2002	Сетка в спокойной области	$B(x) = const$ $\Phi_i = 0$	< 0,6
Рачковский и др., 2006	Сетка, факелы	Трехкомпонентная модель с $B_i(x) \neq const,$ $\Phi_i \neq 0$	1,9; 3,6

Этот логически непротиворечивый результат может неявно указывать на генетическую связь мелкомасштабного и фонового поля. Действительно, при независимой физической природе обеих полей величина фонового поля, по-видимому, напрямую не зависела бы от плотности заполнения поверхности Солнца мелкомасштабными трубками с высокой напряженностью. Напротив, если фоновые поля в действительности является, например, периферийными областями мелкомасштабных элементов, плотность магнитного потока фоновых полей должна быть тем выше, чем больше число элементов на единице площади, т.е. чем больше их фактор заполнения.

Из работы Рачковского и Цапа [26] получается $B_i/\alpha = 0,86 \text{ кГс}$, что близко к оценке, найденной ранее авторами [16]. Позже в работе [19] было получено достаточно близкое к этому значение $B_i/\alpha = 1,14 \text{ кГс}$. Кроме того, авторами [19] были сделаны следующие заключения.

1. Магнитное поле на оси мелкомасштабных элементов равно 2,2 кГс на уровне средней фотосферы ($h \approx 300 \text{ км}$), что примерно соответствует напряженностям в порах [38].

2. Боковой профиль поля в элементах «спокойного» Солнца можно аппроксимировать выражением $B(x) = B_0 (1-x^4), |x| \leq 1$, которое по виду очень близко к профилю напряженностей в порах согласно наблюдениям Стешенко [38].

3. Профили спектральных линий в мелкомасштабных элементах спокойных областей должны быть на 30–40 % уже обычно наблюдаемых.

4. В субтелескопических элементах невозмущенных областей профили линий типа Fe I $\lambda 5233 \text{ нм}$ отличаются от обычно наблюдаемых: они по форме ближе к доплеровским, т.е. более крутые, со слабыми крыльями. Вероятной физической причиной этого эффекта, а также указанного выше сужения профилей (п. 3) является понижение газового давления в силовых трубках; в таком случае число соударений атомов меньше, поэтому энергетические термы атомов менее размыты, чем при более высоком давлении. Такое предположение хорошо согласуется с общеизвестными МГД соображениями о том, что для равновесия магнитной трубки газовое давление внутри нее должно быть меньше, чем снаружи.

5. В модели [19] магнитный поток неразрешимых трубок в 1,56 раза превышает магнитный поток фонового поля.

6. Для оценки верхнего предела диаметров d неразрешимых силовых трубок принималось, что если на входную щель с эквивалентной площадью $S_0=10^6$ км² попадает всего одна трубка, то регистрируется измеренное поле $B_{\min}=4$ Гс. Считая, что магнитограф правильно измеряет магнитные потоки, имеем [19]

$$B_{\min}=(1-\alpha) B_i + \alpha k B_0, \quad (2)$$

где $k=2/3$ - коэффициент, характеризующий для профиля $B(x) \sim 1-x^4$ отношение средней по сечению трубки напряженности к напряженности на оси B_0 . Преобразуя выражение (2) с учетом того, что $B_i \ll kB_0$, получаем

$$\alpha \approx B_{\min} / (B_i/\alpha + kB_0); \quad (3)$$

тогда

$$d = 2 (\alpha S_0/\pi)^{1/2} \approx 2 \{B_{\min}S_0 / [\pi (B_i/\alpha + kB_0)]\}^{1/2}. \quad (4)$$

Подставив в (4) значения $B_{\min}=4$ Гс, $B_i/\alpha=1140$ Гс и $B_0=2200$ Гс, находим $d=44$ км, что хорошо согласуется с результатами работ [26, 66].

Таким образом, диаметр трубок d оказывается примерно на два порядка меньше размеров тех непосредственно наблюдаемых магнитных «холмов» на магнитограммах, которые чаще всего имеют диаметр $d_x=6-7''$, т. е. около 5000 км. С другой стороны, согласно (3) для $B_{\parallel} < 250$ Гс получается $\alpha < 0,1$, т.е. в спокойных областях между соседними субтелескопическими трубками должны быть большие промежутки. Ввиду того, что $d_x/d \sim 10^2$ и $\alpha < 0,1$, даже при значительном высотном градиенте магнитного поля в трубках, порядка 10 Гс/км, поперечное сечение d_x непосредственно наблюдаемых магнитных «холмов» должно быть практически одинаковым на разных высотах, что и отмечалось при наблюдениях.

7. Одной силовой трубке соответствует магнитный поток $\Phi_0 \leq 2 \times 10^8$ Вб $= 2 \times 10^{16}$ Мкс. Если считать, что общее магнитное поле Солнца с полным потоком 10^{15} Вб [37] сплошь состоит из аналогич-

ных силовых трубок, то общее их число $N \geq 5 \times 10^6$, что не менее чем в 10 раз превышает число всех спикул.

МОДЕЛИ С СУБКИЛОГАУССОВЫМИ ПОЛЯМИ

Семель [61] проанализировал магнитографические наблюдения солнечных факелов, выполненные Фразье и Стенфло [47], и показал, что эти наблюдения можно объяснить в предположении не слишком сильного магнитного поля, менее 1 кГс, в субтелескопических структурах. Магнитное поле предполагалось двухкомпонентным, состоящим из мелкомасштабной компоненты с более сильным полем и более слабой фоновой компоненты противоположной полярности. Допплеровские ширины $\Delta\lambda_D$ линий FeI 5250 и FeI 5247 в фоновой компоненте считались равными 31,9 мÅ, тогда как в сильной компоненте – 50 мÅ (таким образом, Семель сделал предположение, противоположное [19] – о том, что в силовых трубках профили линий значительно шире, а не уже обычно наблюдаемых). Постоянная затухания в обеих компонентах принималась равной $a=0,2$ при коэффициенте поглощения $\eta_0=2,2$ в фоновой компоненте и $\eta_0=0,5$ в сильной компоненте. Считалось, что напряженность фонового поля (по модулю) пропорциональна магнитному полю в сильной компоненте: $B_i = -bB_0$. Заметим, что здесь также существенное отличие от модели [19]: фоновое поле предполагается тем сильнее, чем сильнее мелкомасштабное поле, тогда как в моделях [19, 28] фоновое поле тем сильнее, чем выше фактор заполнения.

Семель [61] показал, что если $b=0$ (т.е. отсутствует вклад фонового поля), то рассчитанные зависимости заметно отличаются от наблюдаемых. Однако при $b=0,2$ теоретические значения отношения $k=H_{\parallel}(525,02)/H_{\parallel}(524,71)$ достаточно хорошо соответствуют наблюдаемым. При этом напряженность магнитного поля в сильной компоненте оказывается равной $B_0=675$ Гс, т.е. является «субкилогуссовой».

Поскольку в работе Семеля значения k даны лишь для четырех значений расстояния от центра линии $\Delta\lambda$, авторами [28] были выполнены дополнительные расчеты также для промежуточных расстояний. Оказалось, что модель Семеля [60] дает зависимость $k =$

$k(\Delta\lambda)$, которая хотя и проходит весьма близко от четырех точек, полученных Фразье и Стенфло [47], но имеет слишком волнистый, несколько неустойчивый ход. Для лучшего согласования теоретических зависимостей с наблюдаемыми, авторами [28] был произведен расчет в предположении трехкомпонентной структуры магнитного поля. Оказалось, что можно получить практически идеальное согласие теории и наблюдений, если считать, что кроме фонового поля напряженности B_i имеются мелкомасштабные силовые трубки двух типов: с полем $B_1 = 1,9$ кГс и полем $B_2 = 3,6$ кГс. Как и в работе Лоцицкого и Цапа [19], напряженность фонового поля пропорциональна здесь фактору заполнения, а боковой профиль поля близок к профилю поля в порах.

Отметим, что использованное здесь предположение о двух типах (модах) силовых трубок не противоречит данным спектральных наблюдений [13, 15, 36], согласно которым в мелкомасштабных полях может существовать дискретность напряженностей на осях соответствующих силовых трубок.

Авторами [28] были рассчитаны также профили параметра Стокса V . Оказалось, что модель Семеля [61] дает весьма своеобразную картину этого параметра – типа «двойной волны», с депрессией на $\Delta\lambda \approx 40$ мÅ, чего не видно ни у наблюдаемых профилей [65], ни у теоретических, рассчитанных авторами [28] в предположении трехкомпонентной модели. В целом, таким образом, модель Семеля [60] не согласуется со всеми имеющимися в настоящее время наблюдательными данными, и поэтому основной ее вывод – о субкилогауссовом диапазоне напряженностей мелкомасштабных полей – нельзя считать достаточно обоснованным.

Сомнение в реальности субтелескопических магнитных полей с килогауссовыми напряженностями высказано также Зириным и Камероном [68]. Авторы анализируют наблюдения спектровидеомагнитнографа обсерватории Биг Бэр, снабженного видеокамерой и узкополосным фильтром, позволяющим наблюдать солнечные магнитные поля с высоким пространственным и временным разрешением. Применяя методику измерений и анализа данных, подобную методу отношения линий, авторы на основании своих наблюдений заключают, что в спокойных областях на Солнце отношение амплитуд

параметра V в линиях FeI 524,71 и 525,02 нм соответствуют их факторам Ланде g и поэтому нет указаний относительно насыщения измеренных потоков в диапазоне полей свыше 500 Гс. Они считают, что “...невидимые поля килогауссовой величины, постулированные Стенфло, не существуют в этих слабых элементах поля” [68].

Детальный анализ работы Зирина и Камерона содержится в работе [27]. По-видимому, основная причина такого заключения авторов – чисто методическая. Напомним, что основоположная идея всех методов диагностики пространственно неразрешимых (субтелескопических) магнитных структур состоит в том, что если такие структуры нельзя разрешить пространственно, то можно попытаться «разрешить» их спектрально – выявляя тонкие детали, соответствующие парциальному вкладу этих структур в суммарные наблюдаемые профили интенсивности и поляризации. Иными словами, недостаток пространственного разрешения можно скомпенсировать достаточно высоким спектральным разрешением. Это предполагает получение *распределений* поляризации в спектре для анализируемых магниточувствительных линий, позволяющих «нащупать» истинную величину зеемановского расщепления. Если же, не имея таких данных, анализировать лишь усредненную поляризацию и интенсивность по широким интервалах расстояний от центра магниточувствительных линий, то необходимая информация *усредняется и теряется*, а полученные данные отражают уже не величину магнитного поля, а некие другие характеристики – как магнитные, так и немагнитные.

В спектровидеомагнитнографе Биг Бэр усреднение сигналов производится на довольно широком интервале длин волн, соответствующем ширине пропускания фильтра (150 мÅ). Но при магнитном поле в 1000 Гс соответствующее зеемановское расщепление для линии FeI 525,02 равно лишь 39 мÅ, т.е. намного меньше 150 мÅ. Поэтому в общем неудивительно, что Зирин и Камерон [67] «не заметили» килогауссовые поля. Иными словами, альтернативная работа Зирина и Камерона [68] недостаточно адаптирована методически на случай вероятного объекта исследования и, по-видимому, именно в том состоит основная причина отрицательного вывода ее авторов о существовании тонкоструктурных килогауссовых полей вне пятен.

МОЖНО ЛИ НАБЛЮДАТЬ ЭВОЛЮЦИОННЫЕ ИЗМЕНЕНИЯ СИЛОВЫХ ТРУБОК?

Даже если напряженности в пространственно неразрешимых силовых трубках достигают килогауссовых значений, маловероятно, чтобы эти напряженности оставались там все время на одном и том же уровне. На примере солнечных пятен мы знаем, что с развитием каждого солнечного пятна напряженность в нем сначала растет, затем на достаточно продолжительное время стабилизируется на каком-то одном уровне (в общем, тем более высоком, чем больше диаметр пятна), а затем постепенно уменьшается. Из самых общих соображений можно ожидать, что аналогичным образом ведут себя и магнитные поля в предельно мелкомасштабных силовых трубках.

Стенфлю [37] высказал иную точку зрения. Он обратил внимание на то, что отношение измеренных напряженностей продольного магнитного поля B_{\parallel} получается по линиям FeI 5247,1 и 5250,2 с довольно небольшим разбросом, едва превосходящим инструментальный «шум». Это может указывать на то, что для интерпретации наблюдений достаточно одной модели – с одним магнитным полем B_0 на оси мелкомасштабных элементов, с одинаковым боковым профилем поля $B(x)$ и т.д.

Но значит ли это, что в субтелескопических магнитных элементах действительно всегда одинаковые напряженности? Если это не так (что вполне естественно ожидать), то почему мы «не видим» эволюционных изменений?

В этом отношении интересно, что по наблюдениям Т.Т.Цапа, выполненным на двойном магнитографе КрАО [6], некоторые единичные точки все-таки ложатся на прямую с наклоном 45° (рис. 1) [28].

Это может означать, что а) либо щель магнитографа подала в места, где вообще не было мелкомасштабных структур с килогауссовыми полями, либо б) это были места, где мелкомасштабные структуры только-только начали образовываться, и напряженность в них еще не достигла килогауссовых значений. Если последнее верно, то могут быть справедливы некоторые теоретические модели, согласно которым тонкие силовые трубки образуются движениями

плазмы непосредственно в поверхностных слоях атмосферы Солнца [1]. Исследование одной из таких моделей методами Стокс-диагностики показало, что найденные динамические характеристики мелкомасштабных магнитных элементов удовлетворительно согласуются с результатами FTS-наблюдений и с рядом других наблюдений, выполненных с более высоким пространственным разрешением [3, 40].

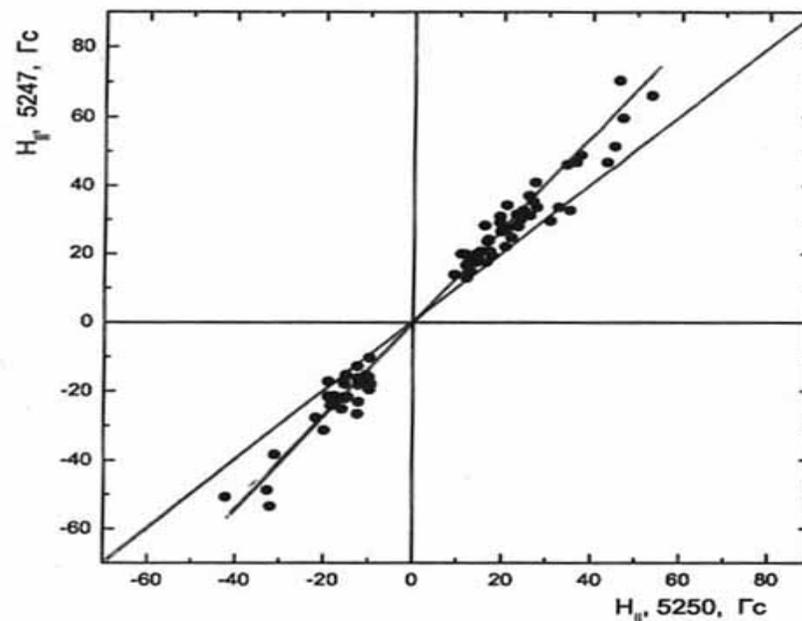


Рис. 1. Диаграмма «рассеяния» измеренных напряженностей продольного поля в линиях FeI 5247,1 и 5250,2, полученная Т.Т.Цапом для спокойной области (см. [28])

ДРУГИЕ ЛИНИИ ДЛЯ ИЗМЕРЕНИЙ МЕТОДОМ «ОТНОШЕНИЯ В ЛИНИЯХ»

Чтобы воссоздать из наблюдений действительную объемную (трехмерную) картину мелкомасштабного магнитного поля, необхо-

димо использовать пары спектральных линий, формирующиеся на различных высотах в атмосфере Солнца. Такие линии должны удовлетворять следующим условиям.

Они должны принадлежать одному мультиплету одного и того же химического элемента, иметь близкие длины волн и потенциалы возбуждения нижнего терма.

Их силы осцилляторов и центральные глубины должны быть практически одинаковыми. Иными словами, линии должны формироваться на одинаковых уровнях в атмосфере Солнца.

Их факторы Ланде должны существенно отличаться.

Кроме этих условий, сформулированных впервые Стенфло [64], являются очевидными (и необходимыми) также следующие условия.

У таких линий не должно быть интенсивных бленд.

Линии должны иметь небольшую, не более 100–150 мÅ, собственную полуширину.

Центральные глубины линий должны быть достаточно большими, не менее 30% от уровня континуума.

Заметим, что условия 5 и 6 диктуются необходимостью получения максимального отношения сигнал/шум при спектрополяриметрических измерениях. Слишком слабые или слишком широкие линии имеют недостаточно большие амплитуды стоксовых параметров по сравнению с уровнем шума, и поэтому тонкие эффекты субтелескопической структуры магнитного поля могут быть по таким линиям найдены с большими ошибками.

В табл. 2 приведен список из 11 линий визуальной области спектра, которые, на наш взгляд, наиболее приемлемы для измерений методом «отношения линий». В эту таблицу включены как линии, использовавшиеся другими исследователями, так и линии, которые предлагаются для этой цели впервые (№№ 4, 5, 9–11).

Так, линии №№ 1 и 2 использовались Стенфло [64], №№ 3, 7 и 8 – Виером [66]. В таблице приведены такие параметры: χ – потенциал возбуждения нижнего терма, h – средняя по профилю линии высота ее формирования в невозмущенной фотосфере согласно монографии Гуртовенко и Костыка [4], g_1 – фактор Ланде для нижнего терма, g_2 – для верхнего и g_{eff} – эффективный фактор Ланде.

У каждой из четырех указанных групп линий все линии с наибольшими значениями g_{eff} являются триплетами. Это полезно для разделения эффектов, обусловленных непрямоугольностью бокового профиля поля и переналожением разнесенных по длинам волн зеемановских подкомпонент в случае аномального эффекта Зеемана. Оба эффекта спектроскопически проявляются почти одинаково – размывают профили параметров Стокса I, Q, U и V. Было бы, конечно, идеально, чтобы все линии каждой группы были триплетами, но это нереально – большая часть линий в солнечном спектре имеют аномальное магнитное расщепление. Однако для линий с невысокими значениями g_{eff} оба названные выше конкурирующие эффекты являются относительно слабыми (для полей $B_0 < 2\text{--}3$ кГс) и, в первом приближении, не требуют отдельного учета при интерпретации наблюдений.

Таблица 2
Спектральные линии, пригодные для измерений магнитных полей методом отношения линий

№ п/п	Элемент, мультиплет	λ , Å	χ , эВ	h , км	g_1	g_2	g_{eff}
1	FeI-1	5247,1	0,09	328	1,50	1,75	2,00
2	FeI-1	5250,2	0,12	324	0	3,00	3,00
3	FeI-62	6173,3	2,21	279	2,50	0	2,50
4	FeI-62	6213,4	2,21	306	1,50	1,50	1,50
5	FeI-62	6297,8	2,21	300	2,50	1,50	1,00
6	FeI-816	6301,5	3,64	286	1,83	1,50	1,67
7	FeI-816	6302,5	3,67	264	2,50	0	2,50
8	FeI-816	6408,0	3,67	?	2,50	1,50	1,00
9	CrI-18	5247,6	0,96	308	0	2,50	2,50
10	CrI-18	5296,7	0,98	330	1,50	2,50	1,00
11	CrI-18	5348,3	1,00	338	1,50	1,67	1,58

МОЛЕКУЛЯРНЫЕ БЛЕНДЫ FeH

На точность измерений в указанных выше линиях могут, в принципе, влиять спектральные бленды других линий, особенно в спектре солнечных пятен. Весьма изменчивые по интенсивности

бленды FeH для некоторых линий представлены в табл. 3 [67]. Отметим, что влияние этих бленд должно зависеть не только от их интенсивности, но и от их эффективного фактора Ланде g_{eff} . Авторам настоящей статьи неизвестны эмпирические свидетельства того, что эти бленды существенно влияют на спектрополяриметрические измерения *вне пятен*. Например, наиболее интенсивная бленда из списка табл. 3 с длиной волны 5250,30 Å попадает на “красное” линии FeI 5250,2. Но по результатам наблюдений этой линии в солнечных факелах, полученных с Фурье-спектрометром обсерватории Китт Пик с уровнем шума менее 0,1%, не видно никаких проявлений присутствия этой бленды в картине V параметра [65]. Аналогичный результат можно ожидать и для линий, блендирующих линии CrI, поскольку у них еще меньшие интенсивности, чем у бленды 5250,30.

Таблица 3
Бленды FeH в избранных магниточувствительных линиях

№ п/п	Линия	Близкие линии FeH	Интенсивность
1	FeI 5247,1	5246,60 5247,33	1,0 0,5
2	FeI 5250,2	5249,89 5250,30	0,5 2,0
9	CrI 5247,6	5247,50 5247,57 5247,68	0,5 0,8 0,5
10	CrI 5296,7	5296,56 5296,76	0,5 1,0
11	CrI 5348,3	5348,13 5348,42	0,5 1,5

Как показал визуальный просмотр эшельных Зееман-спектрограмм, полученных на горизонтальном солнечном телескопе Астрономической обсерватории Киевского национального университета имени Тараса Шевченко, в спектрах солнечных пятен возникает ряд интенсивных молекулярных бленд в окрестности линии FeI

6173,3. Поэтому можно ожидать, что при наблюдениях (методом отношения линий) магнитных полей в пятнах и порах с использованием линии FeI 6173,3 могут возникнуть дополнительные эффекты, связанные именно с блендами, а не со сверхтонкой структурой магнитного поля.

Напомним, что линия FeI 6173,3 использовалась Виером [66] для диагностики магнитных полей как в факелах, так и порах. Насколько это могло повлиять на результаты измерений, оценить довольно трудно – измерений методом отношения напряженностей в линиях было выполнено совсем немного, притом результаты разных авторов, как правило, не повторяют друг друга ни в деталях методики измерений, ни по исходным предположениям.

В частности, Виер [66] использовал предположение о прямоугольном профиле поля. В работе [12] было показано, что если использовать при этом более размытые «колоколообразные» профили, похожие на профили поля в солнечных пятнах, амплитуда поля B_0 должна возрасти примерно в 1,5–3 раза и превысить те 2–2,3 кГс, которые получены Стенфло по линиям зеленой области спектра. Чем обусловлено это различие оценок B_0 по линиям различных областей спектра – остается неясным и требующим дополнительных исследований.

ВЫСОТНАЯ НЕОДНОРОДНОСТЬ МАГНИТНОГО ПОЛЯ ВО ВСПЫШКАХ

Из табл. 2 следует, что все представленные в ней линии формируются в области средней фотосферы, в довольно узком диапазоне высот, примерно 265–340 км, что соответствует лишь 10% геометрической протяженности высоты спокойной фотосферы.

Возникает вопрос: имеют ли значение для построения трехмерных моделей эмпирические данные, полученные в столь узком высотном интервале? Можно ли все эти линии рассматривать как линии одного и того же диапазона высот в атмосфере?

Полученные к настоящему времени данные говорят о том, что последнее предположение, возможно, применимо для спокойных областей, но никак – для солнечных вспышек.

Из спектрально-поляризационных наблюдений вспышек следует, что области сильной концентрации магнитного поля во вспышках должны быть весьма мелкомасштабными (≤ 100 км) не только в горизонтальном направлении, но и по высоте [10,15,57–59]. Для иллюстрации на *рис. 2* показано вертикальное распределение магнитного поля во вспышке 5 ноября 2004 г. балла M4.1/1B по данным работы [7]. При расчетах использовалась программа Барановского [43]. Мы видим, что в максимуме вспышки (кривая 1) в высотном распределении магнитного поля существует очень острый пик в области средней фотосферы (его высота около 300 км). Через 10 мин. после максимума (кривая 2) этот пик исчез, распределение магнитного поля стало обычным, практически монотонным.

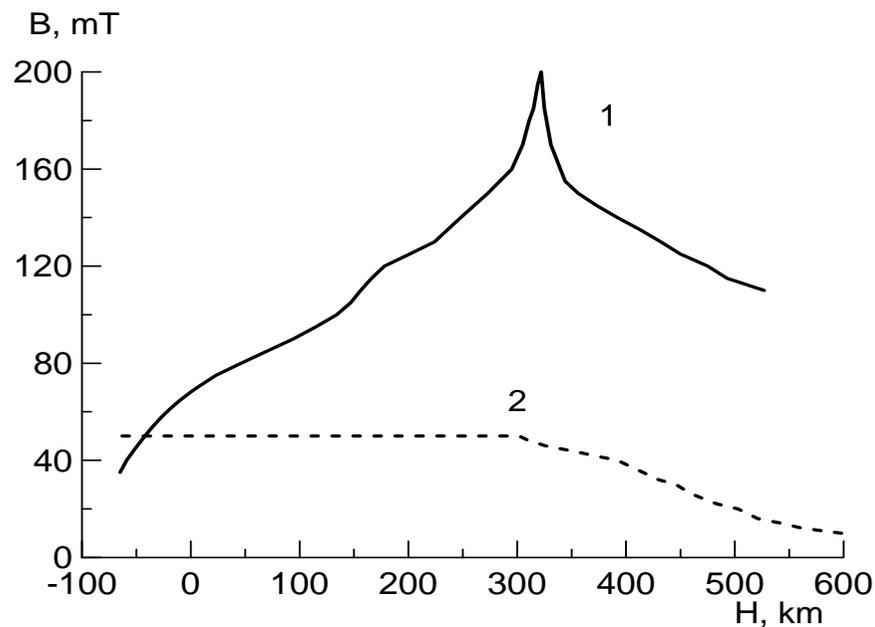


Рис. 2. Вертикальное распределение магнитного поля во вспышке 5 ноября 2004г.: 1 – в максимуме вспышки, 2 – через 10 мин после максимума [7]

В данном случае не может не удивлять узость этого пика в распределении магнитного поля. Более того, следует учесть, что результат получен по 10 спектральным линиям металлов, каждая из которых имеет эффективную толщину функции вклада порядка 50–100 км. Иными словами, этот результат получен при пространственном разрешении по глубине, которое по величине примерно соответствует наблюдаемой ширине пика. Но в таком случае найденное распределение поля должно быть сильно сглажено – действительное распределение поля должно быть еще более узким, а высота пика – значительно выше. В центре этой особенности может быть тогда не 200 мТл (2 кГс), а например, 5 кГс или даже 10 кГс! Точное значение указать здесь нельзя ввиду сложности задачи по восстановлению истинного распределения магнитного поля с высотой.

Суммируя наблюдательные данные, приходится предполагать, что магнитное поле в области яркой оптической эмиссии вспышек едва ли может представлять собой какие-то длинные силовые трубки (как в невозмущенной атмосфере), пронизывающие всю фотосферу. Условие мелкомасштабности поля одновременно в двух сечениях (в горизонтальном и по высоте) оставляет как более вероятную иную возможность: конфигурацию типа магнитного шара или клубка силовых линий. Следует учесть, что в этом клубке должны быть поля противоположной полярности. Величина поля в конфигурации за время порядка 5–10 мин усиливается в несколько раз, достигая, возможно, значений в 2–9 Тл (20–90 кГс) [11, 15, 20]. Суммируя эти признаки, можно предположить, что наиболее приемлемой МГД моделью таких полей является модель магнитного вихря, впервые предложенная и исследованная А.А.Соловьевым [35]. Она интересна тем, что не только вполне удовлетворительно соответствует наблюдениям, но и предсказывает сингулярные состояния, при которых напряженность магнитного поля возрастает практически до бесконечности. Очевидно, что дальнейшие экспериментальные и теоретические исследования таких структур – одна из наиболее интересных и актуальных проблем современной гелиофизики.

*СОПОСТАВЛЕНИЕ ДАННЫХ В ПАРАХ ЛИНИЙ
FeI 5247-5250 И 6301-6302*

Если напряженность магнитного поля измерять по смещению вдоль дисперсии всего профиля спектральной линии в стоксовых интенсивностях $I \pm V$, то из наблюдений получаем некую усредненную напряженность, точнее, средний по площади входной щели инструмента вклад круговой поляризации в смещение “центра тяжести” профиля магниточувствительной линии. Теоретически, при небольших измеряемых магнитных расщеплениях (заметно меньших полуширины профиля линии) измерения дают величину B_{\parallel} для однородного поля и гораздо более сложный в физическом смысле параметр – при неоднородном поле. Некоторые авторы ошибочно считают, что из таких наблюдений мы получаем фактически магнитный поток через апертуру, а не напряженность. Такое представление неточно: если бы интенсивность круговой поляризации росла линейно с напряженностью, а профили спектральных линий везде на Солнце были одинаковы, то тогда действительно мы измеряли бы значения магнитных потоков. Но так как при сильных полях (\sim кГс) интенсивность круговой поляризации зависит нелинейно от напряженности, а профили спектральных линий подвержены значительным изменениям в магнитных областях, данные метода “центров тяжести” просто ближе к значениям их фактических потоков, чем напряженностей, хотя фактически точно не совпадают ни с одной из названных характеристик.

Все-таки, данные метода “центров тяжести”, полученные спектрально-поляризационным методом, весьма полезны для общей оценки магнитного поля в области вспышки, особенно по спектральным линиям, которые не показывают значительных температурных изменений их профилей. Они вполне сопоставимы с магнитографическими данными, поскольку в самом магнитографе (типа Бибкока [42]) заложена идея измерения сдвига “центра тяжести” косвенным путем – по величине модулированного сигнала круговой поляризации в крыльях линии. При таких измерениях получается величина эффективной напряженности B_{eff} , которая фактически со-

падает с продольным магнитным полем B_{\parallel} при наблюдениях с анализатором круговой поляризации.

Линии FeI 6301,5 и 6302,5 удобны для измерений магнитных полей тем, что вблизи них в спектре имеются узкие теллурические линии O_2 с длинами волн 6302,000 и 6302,764 Å, которые можно использовать в качестве спектральных реперов. Кроме того, эти линии менее температурно чувствительные, чем линии FeI 5250,2 и 5247,1. В настоящее время большинство зарубежных исследователей используют для диагностики мелкомасштабных полей либо линии FeI 6301,5 и 6302,5, либо линии инфракрасной области спектра вблизи 1,56 мкм (см. напр. [63]).

Линии FeI 6301,5 и 6302,5 были использованы авторами работ [18, 22, 23] для исследования магнитных полей в солнечных вспышках. Были выявлены два новых эффекта: а) нетипичное соотношение измеренных напряженностей по этим линиям [18, 22] и локальные минимумы расщепления бисекторов для профилей $I \pm V$ [23]. В частности, было найдено, что в области ярких узлов вспышек $B_{\text{eff}}(6301)/B_{\text{eff}}(6302) = 0,6 \div 1,1$, тогда как в невоспыхечных областях это отношение равно в среднем 1,2–1,3.

Поскольку линии FeI 6301,5 и 6302,5 в отношении возможностей диагностики пространственно неразрешимых магнитных полей подобны линиям FeI 5247,1 и 5250,2, теоретически можно ожидать следующие соотношения. При слабом и умеренном однородном поле, не превышающем 1 кГс, должно быть $B_{\text{eff}}(6301) \approx B_{\text{eff}}(6302)$ и $B_{\text{eff}}(5247) \approx B_{\text{eff}}(5250)$. Если же магнитное поле неоднородно и состоит из двух компонент, а именно слабой фоновой ($\ll 1$ кГс) и сильной (> 1 кГс) мелкомасштабной, то соотношение будет иным. При одинаковой полярности фоновой и мелкомасштабной (пространственно неразрешимого) поля можно ожидать $B_{\text{eff}}(6301)/B_{\text{eff}}(6302) > 1$, а также $B_{\text{eff}}(5247)/B_{\text{eff}}(5250) > 1$. Если же магнитные полярности фоновой и мелкомасштабной компоненты являются различными, соотношения измеренных полей будут обратными: $B_{\text{eff}}(6301)/B_{\text{eff}}(6302) < 1$, $B_{\text{eff}}(5247)/B_{\text{eff}}(5250) < 1$. Таким образом, найденные по линиям FeI 6301,5 и 6302,5 эффекты могли быть связаны с тем, что в ярких узлах вспышек присутствовали на уровне средней фотосферы (примерно на высоте 250–300 км) сильные мел-

комасштабные поля противоположной полярности, тогда как в спокойных областях таких полей не было. Было интересно проверить этот вывод также по линиям FeI 5250,2 и 5247,1.

Было выполнено дополнительное исследование на наблюдательном материале для трех вспышек средней мощности, от рентгеновского балла C8.4 до M4.1 (табл. 4). Оказалось, что для исследованных вспышек $V_{\text{eff}}(6301)/V_{\text{eff}}(6302) = 0.75 \pm 0.62$, т.е. достоверно меньше единицы, если учесть ошибки измерений ($\pm 0,1$). Напротив, отношение $V_{\text{eff}}(5247)/V_{\text{eff}}(5250) \approx 1$. Из табл.4 следует, что намечается тенденция уменьшения обеих отношений при возрастании рентгеновского балла вспышки.

Здесь, конечно, следует учесть, что эти две пары линий несколько отличаются глубиной формирования в атмосфере [4]. Хотя все четыре линии залегают в области средней фотосферы (на высоте около 300 км), линии FeI 6301,5 и 6302,5 формируются на 50-60 км глубже, чем линии FeI 5247,1 и 5250,2. Наиболее правдоподобным объяснением здесь может быть то, что во вспышке на протяжении всего 50–60 км (это 1/10 общей толщи фотосферы!) произошло изменение полярности магнитного поля в мелкомасштабных пространственно неразрешимых структурах. Если это действительно так, эти мелкомасштабные структуры едва ли можно представить себе как некие длинные квазивертикальные силовые трубки, пронизывающие, как обычно предполагается, всю толщу фотосферы (и которые только на границе фотосферы и хромосферы, в области температурного минимума, смыкаются своими стенками, образуя сплошное поле типа «магнитного покрывала»).

Таблица 4

**Сравнение отношений напряженностей в линиях
для солнечных вспышек**

№ п/п	Дата	Балл	$V_{\parallel}(5247,1) / V_{\parallel}(525,2)$	$V_{\parallel}(6301,5) / V_{\parallel}(6302,5)$
1	04.08.2005	C8.4/1N	1,09	0,75
2	25.10.2003	M1.8/2N	0,93	0,64
3	05.11.2004	M4.1/1B	0,97	0,62

Не исключен, однако, и иной вариант: поскольку линии 5247 и 5250 более температурно-чувствительны, чем линии 6301 и 6302, полярность магнитного поля могла и не поменяться на разных высотах, но просто в линиях 5247 и 5250 соответствующие спектральные вклады сильных мелкомасштабных полей были эмиссионными, а в линиях 6301 и 6302 – абсорбционными.

В этом отношении, весьма полезными являются данные по спокойным областям на Солнце, в которых, по-видимому, менее вероятны резкие температурные изменения на протяжении всего ~50 км. Удивительно, но именно в спокойных областях за последние год-два обнаружены эффекты, не позволяющие «примирить» данные по этим двум парам линий. В частности, было отмечено [60], что если сравнивать интенсивность круговой поляризации (параметр Стокса V) в этих линиях, то оказывается, что отношение амплитуд A круговой поляризации различно для линий красной и зеленой областей спектра. При высоком пространственном разрешении (близким к 100 км) найдено, что картина распределения отношения амплитуд $A(5247)/A(5250)$ хорошо согласуется с линиями инфракрасной области, т.е. отношением $A(15652)/A(15648)$, но заметно отличается от картины распределения отношения $A(6301)/A(6302)$. Это говорит о том, что более вероятным является все-таки первое предположение: магнитное поле резко изменяет и величину, и даже полярность на интервалах высот всего в несколько десятков километров.

ИЗМЕНЕНИЕ ВЫСОТ ФОРМИРОВАНИЯ ЛИНИЙ

На изменение величин отношений напряженностей, измеренных в разных линиях при переходе от фотосферы к активной области, должно влиять также изменение высот формирований этих линий. Поскольку солнечные вспышки имеют большой диапазон изменений физических условий, притом с быстрыми изменениями их во времени, полезно в качестве первого шага найти изменение высот формирований линий при переходе от спокойных областей к пятнам. Одним из авторов (В.А.Шеминовой) были выполнены соответствующие расчеты с помощью программы SPANSAT [2], и их результаты представлены на *рис. 3*.

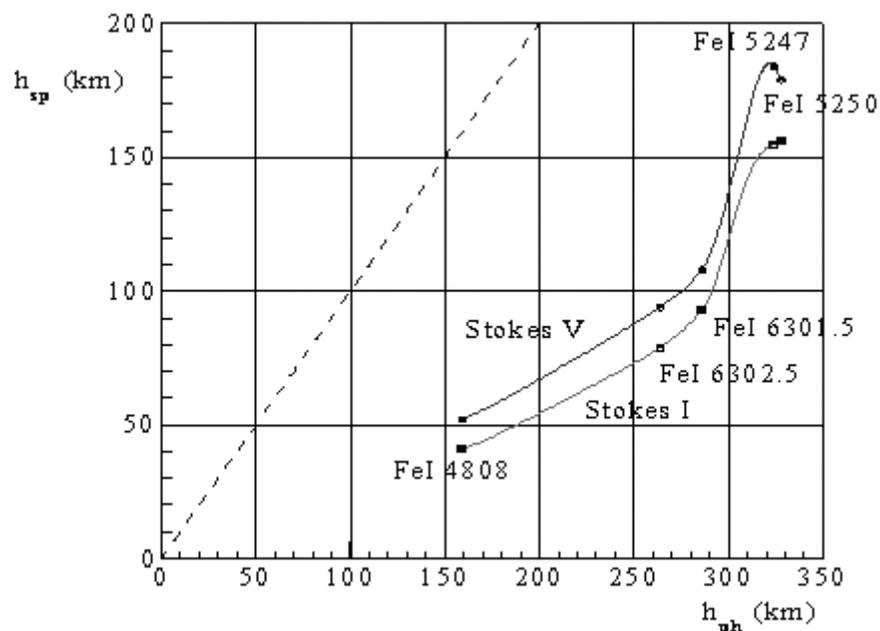


Рис. 3. Зависимости между высотами формирований линий для спокойной фотосферы h_{ph} [4] и пятна h_{sp} . Отдельно показаны данные для стоксовых профилей I и V

Из рис.3 видно, что уровень формирования линий в пятне понижен на 100–190 км по сравнению со спокойной фотосферой, причем этот эффект более значителен для стоксового параметра I (т.е. для интегральной интенсивности), чем для параметра V (круговой поляризации). Заметим, здесь уровень формирования линий показан относительно «нулевой» высоты в атмосфере, соответствующей $\tau_5 = 1$. Именно поэтому для наиболее глубоко образующихся линий (глубина образования которых приближается к уровню формирования континуума), высоты формирования в фотосфере и пятне становятся практически одинаковыми, т.е. как бы выравниваются. Однако они выравниваются только относительно уровня $\tau_5 = 1$, но не в единой геометрической шкале высот в атмосфере. Из-за вилсоновской депрессии уровень $\tau_5 = 1$ опущен в пятне на значительную величину относительно фотосферы: согласно расчетам В.А.Шеминовой, вил-

соновская депрессия равна 390 км в модели HOLMU, 344 км в HSRA и 400 км в FALC. Чтобы получить из рис. 3 высоты линий в пятне в единой (для всей атмосферы) линейной шкале высот, необходимо из указанных по оси ординат значений вычесть величину вилсоновской депрессии, т.е. значения в пределах 344–400 км.

В отношении методики и практики поляриметрических измерений важно также заметить, что различие между высотами формирований профилей I и V меняется в пределах 10–50 км. Для фотосферы это различие максимально (≈ 50 км) для наиболее глубоко образующихся линий типа FeI 4808 ($g = 1,33$), тогда как в пятне оно существенно меньше, около 15 км. Видно также, что высоты формирования линий FeI 5247,1 и 5250,2 отличаются всего на несколько километров, так что эти линии действительно удовлетворяют сформулированному выше критерию метода «отношения линий». Напротив, различие высот формирований для линий FeI 6301,5 и 6302,5 значительно больше, ≈ 22 км для спокойной фотосферы, что сравнимо с шириной высотного пика на рис. 2. В этом отношении, линии FeI 6301,5 и 6302,5 не столь удачны для измерений методом отношения линий, как линии FeI 5247,1 и 5250,2.

ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Три десятилетия исследований предельно мелкомасштабных (пространственно неразрешимых) магнитных полей не привели к какой-то одной, общей их картине. В настоящее время еще продолжаются дискуссии о том, есть ли вообще килогауссовы магнитные поля в субтелескопических элементах. В эти дискуссии вовлечены не только исследователи, работающие с не очень высоким пространственным разрешением, но и те, кто имеют в своем распоряжении лучшие на данное время инструменты, в частности шведский 1-метровый солнечный телескоп обсерватории Ла Пальма, дающий пространственное разрешение в $0,1''$ (≈ 70 км).

В недавно появившейся работе Бергера и др. [45], выполненной именно на этом телескопе, подробно анализируются такие данные:

а) интенсивности в линии CaII H, б) интенсивности в спектральной полосе около 4305 \AA , в) интенсивности в континууме око-

ло 4364 Å, г) магнитное поле в линии FeI 6302,5 Å, и д) лучевые скорости в линии NiI 6768 Å.

Основные выводы авторов статьи [45] такие.

1) Магнитные потоки в факельных полях остатка старой активной области, как видно по магнитограммам и наблюдениям яркостей в G-полосе, структурированы, типично, в длинных, аморфных лентах в межгранульных промежутках, которые не разрешаются на индивидуальные силовые трубки; 2) Измеренный магнитный поток в ленточных структурах – в пределах от 300 до 1500 Мкс/см², наибольшие значения возникают в локализованных концентрациях, погруженных внутрь этих лент; 3) Допплерограмма указывает на относительное опускание вещества вниз, которое ассоциируется со всеми магнитными элементами с некоторым указанием на то, что наибольшие опускания возникают по соседству с максимальными концентрациями магнитного потока; типичная величина скорости около 0,2 км/сек; 4) Средняя плотность магнитного потока в сетке остаточного факела равна по абсолютной величине примерно 130 Мкс/см²; в области наименьших потоков изученной области средняя абсолютная плотность потока близка к 60 Мкс/см²; 5) Внутри этой спокойной области не найдены указания на существование распространенных (встречающихся везде) магнитных элементов с килогауссовой напряженностью, как это видно из последних исследований межсеточных структур, выполненных с высоким пространственным разрешением. В общем, наблюдения подтверждают последние трехмерные расчеты, которые показывают, что магнитное поле в таких областях с высокой плотностью потока, как факелы, сконцентрировано в сложных структурах, которые в общем не состоят из дискретных магнитных силовых трубок.

В порядке дискуссии здесь необходимо отметить следующее:

А) Авторы использовали для измерений линию FeI 6302,5, сигнал круговой поляризации в которой растет линейно с напряженностью лишь до ~ 500 Гс, а затем «насыщается». Между тем, авторы работы использовали линейную калибровку во всем диапазоне измеренных поляризацій. Можно ожидать, что измеренные магнитные потоки, с учетом нелинейности калибровочной кривой, в действ-

тельности в 1,5–2 раза выше, т.е. как раз соответствуют «килогауссовому» диапазону.

Поскольку мельчайшие структурные детали не были полностью разрешены даже при столь высоком разрешении, было бы более оправдано полагаться здесь не на измерения в одной линии, а хотя бы в двух, с разными факторами Ланде, т.е. использовать все тот же метод «отношения линий». И действительно, измерения, выполненные этим методом авторами работы [46] на Германском вакуумном телескопе (Тенерифе) в линиях FeI 6302,5 и FeI 6301,5 показали, что в силовых трубках спокойных областей величина поля $B_0 = 1,3–1,5$ кГс, причем результаты интерпретации практически не зависят от принятой модели атмосферы.

В) Магнитограммы в работе Бергер и др. [45] получены простым вычитанием карт интенсивностей в левокруговой и правокруговой поляризациях, измеренных только в одном («синем») крыле FeI 6302,5, на расстоянии 50 mÅ от центра линии. Каждая карта получена не одновременно с другой, а последовательно с промежутком времени 7 сек. Учитывая эти два обстоятельства, можно ожидать существенного влияния инструментальных эффектов [31]. Заметим, что магнитограф Бибкока [42] с двумя щелями в обеих крыльях линии и с практически одновременным ($\Delta t \sim 0,001$ сек) получением сигналов в правокруговой и левокруговой поляризациях дает, в этом отношении, гораздо более надежные результаты измерений.

С) Авторы работы все-таки отмечают, что карты магнитного поля содержат больше структур типа дискретных точек, чем карты распределения яркостей (т.е. фильтрограммы). Во введении к своей статье авторы отмечают, что по данным других авторов имеются указания в пользу «микроструктур» с килогауссовыми полями, которые могут иметь размеры вплоть до 10 км. Таким образом, разрешение в ~ 70 км не является достаточным для окончательных выводов о мелкомасштабных полях – необходимо и дальше повышать пространственное разрешение прямых наблюдений.

Можно надеяться, что дальнейшие исследования предельно мелкомасштабных магнитных полей с использованием методов, в достаточной мере адаптированных к специфике этих полей, приведут к действительному прогрессу в этом направлении гелиофизики.

ЛИТЕРАТУРА

1. Гадун А.С. Двумерная нестационарная магнитоградуляция // Кинематика и физика небес. тел. 2000. Т. 16, № 2. С. 99–102.
2. Гадун А.С., Шеминова В.А. SPANSAT: Программа расчета профилей спектральных линий поглощения в звездных атмосферах в ЛТР приближении // Препринт. АН УССР. Институт теоретической физики, ИТФ-88-87Р. Киев. 1998. 37с.
3. Гадун А.С., Шеминова В.А., Соланки С.К. Формирование мелкомасштабных магнитных структур: поверхностный механизм // Кинематика и физика небес. тел. 1999. Т. 15, № 5. С. 387–397.
4. Гуртовенко Э.А., Костык Р.И. Фраунгоферов спектр и система солнечных сил осцилляторов // Киев: Наук. думка, 1989. 200с.
5. Коваль А.Н., Степанян Н.Н. Изменения магнитных полей пятен на двух уровнях в связи с развитием активных областей // Солн. данные. 1972. № 1. С. 83–91.
6. Котов В.А., Северный А.Б., Цап Т.Т. Исследование глобальных колебаний Солнца. I. Метод и инструмент // Изв.Крым. астрофиз. обсерватории. 1982. Т.65. С.3–34.
7. Курочка Е., Осика О., Лозицкий В. Магнітні поля та турбулентні швидкості на різних фазах розвитку сонячного спалаху // Вісник Київського національного університету ім. Т.Шевченка. Астрономія. 2006. Вип. 43. С. 7–12.
8. Лозицкая Н.И., Лозицкий В.Г. Существуют ли «магнитные транзиенты» в солнечных вспышках? // Письма в Астрон. журн. 1982. Т.8, № 8. С.500–505.
9. Лозицкая Н.И., Чеснок Ю.А., Лозицкий В.Г. Об источниках расхождений между теоретическими и лабораторными калибровочными зависимостями солнечного магнитографа // Вестник Киев. ун-та. Астрономия. 1982. Вып.24. С.45–50.
10. Лозицкий В.Г. Мелкомасштабная структура солнечных магнитных полей // Кинематика и физика небес. тел. 1986. Т.2, № 1. С.28–35.
11. Лозицкий В.Г. Наблюдения магнитных полей напряженностью в несколько тесла в солнечных вспышках // Кинематика и физика небес. тел. 1998. Т.14, № 5. С.401–414.
12. Лозицкий В.Г. Неоднозначность магнитографических измерений при существующих методах их калибровки // Вестник Киев. ун-та. Астрономия. 1981. Вып.23. С.89–98.
13. Лозицкий В.Г. О калибровке магнитографических измерений с учетом пространственно неразрешимых неоднородностей // Physica Solariter., Potsdam. 1980. No. 14. P.88–94.
14. Лозицкий В.Г. О контурах магниточувствительных линий в активных областях Солнца // Астрометрия и астрофизика. 1979. Вып.38. С.13–28.
15. Лозицкий В.Г. Сильные магнитные поля в мелкомасштабных структурах и вспышках на Солнце. Дисс. доктора ф.-м. наук: 01.03.03. Киев, 2003. 299с.
16. Лозицкий В.Г., Долгополов В.И. К вопросу о калибровке измерений солнечного магнитографа, II // Солнечные данные. 1983. № 5. С.71–76.

17. Лозицкий В.Г., Лозицкая Н.И., Гордовский Н.Ю. Сравнение напряженностей магнитных полей солнечных пятен для различных циклов солнечной активности // Modern Problems of Physics and Dynamics of Solar System, Proc. Intern. Astron. Conf. Fourth Vsekhsvyatsky Readings, Oct 4–10, 2000, Kyiv. 2001. С. 283–287.
18. Лозицкий В.Г., Лозицкий В.В. Диагностика мелкомасштабных магнитных полей в солнечной вспышке 29 марта 2001 г. // Известия КрАО. 2002. Т. 98. С. 202.
19. Лозицкий В.Г., Цап Т.Т. Эмпирическая модель мелкомасштабного магнитного элемента спокойной области Солнца // Кинематика и физика небес. тел. 1989. Т.5, № 1. С.50–58.
20. Лозицкий В.Г. Диагностика маломасштабных магнитных полей у двух сонячних спалахах різної потужності // Вісник Київський ун-т ім. Т.Шевченка. Астрономія. 2001. Вип.37. С.38–43.
21. Лозицкий В.Г. Проблема надпотужних магнітних полів в атмосфері Сонця // Кинематика и физика небес. тел. 1993. Т.9, №3. С.23–32.
22. Лозицкий В.Г., Лозицкий В.В. Спектрально-поляризаційні вимірювання магнітних полів у сонячних спалахах методом відношення ліній // Вісник Київ. ун-ту, Астрономія. 2005. Вип. 41–42. С. 7–12.
23. Осика О.Б., Лозицкий В.Г. Спектральні прояви маломасштабної неоднорідності магнітного поля у сонячному спалаху 25 жовтня 2003 р. // Вісник Астрон. Школи. 2004. Т.5, № 1–2. С.198–206.
24. Рачковский Д.Н. Уравнения переноса излучения в сильном магнитном поле // Изв. Крым. астрофиз. обсерватории. 1974. Т. 49. С. 51–57.
25. Рачковский Д.Н. Учет аномальной дисперсии в теории образования линий в магнитном поле // Изв. Крым. астрофиз. обсерватории. 1967. Т. 37. С. 56–61.
26. Рачковский Д.Н., Цап Т.Т. Изучение магнитных полей методом отношения измеренных напряженностей в линиях вне активных областей // Изв. Крым. астрофиз. обсерватории. 1985. Т.71. С.79–87.
27. Рачковский Д.Н., Цап Т.Т., Лозицкий В.Г. Измерения мелкомасштабных магнитных полей в спокойных областях Солнца: методы Стенфло и Зирина-Камерона // Труды Уссурийской астрофизической обсерватории. 2006. Вып.9. С. 96–114.
28. Рачковский Д.Н., Цап Т.Т., Лозицкий В.Г., Лейко У.М. Проблемы диагностики мелкомасштабных магнитных полей на Солнце // Изв. Крым. астрофиз. обсерватории. 2006. Т. 103. Ч.2. С. 26–35.
29. Северный А.Б. О магнитных полях на разных глубинах солнечной атмосферы // Астрон. ж-л. 1966. Т. 43, Вып. 3. С. 465–479.
30. Северный А.Б. Калибровка сигналов магнитного поля солнечного магнитографа // Изв. Крым. астрофиз. обсерватории. 1967. Т. 36. С. 22–50.
31. Северный А.Б. Некоторые инструментальные вопросы измерения магнитных полей Солнца и звезд // Изв. Крым. астрофиз. обсерватории. 1977. Т. 56. С. 142–148.
32. Северный А.Б. Некоторые проблемы физики Солнца. М.: Наука, 1988. 224с.

33. Северный А.Б. Некоторые результаты исследований нестационарных процессов на Солнце // *Астрон. ж-л.* 1957. Т. 34., № 5. С.684–693.

34. Северный А.Б. О природе магнитных полей на Солнце (тонкая структура поля) // *Астрон. ж-л.* 1965. Т. 42, Вып. 2. С. 217–232.

35. Соловьев А.А. Сферический магнитный вихрь как один из элементов активности солнечной атмосферы // *Астрон. журн.* 1998. Т.75, № 5. С. 783–791.

36. Соловьев А.А., Лозицкий В.Г. Бессиловая модель тонкоструктурного магнитного элемента // *Кинематика и физика небес. тел.* 1986. Т.2, № 5. С.80–84.

37. Стенфло Дж.О. Мелкомасштабные магнитные поля на Солнце // В сб.: *Проблемы солнечной активности.* М., Мир, 1979. С. 75–120.

38. Стешенко Н.В. Магнитные поля мелких солнечных пятен и пор // *Известия Крым. астрофиз. обсерватории.* 1967. Т. 37. С. 21–28.

39. Стешенко Н.В. Магнитные поля солнечных факелов // *Изв. Крым. астрофиз. обсерватории.* 1968. Т. 38. С. 52–58.

40. Шеминова В.А. Двумерные МГД-модели солнечной магнитоградуляции // *Динамика магнитных элементов* // *Кинематика и физика небесных тел.* 2004. Т.20, № 1. С.3–26.

41. Keller C.U., Solanki S.K., Tarbel T.D., Title A.M., Stenflo J.O. Solar magnetic field strength determinations from high spatial resolution filtergrams // *Astron. and Astrophys.* 1990. Vol.236, N1. P.250–255

42. Babcock H. W. The solar magnetograph // *Astrophys. J.* 1953. Vol. 118. P. 387–396.

43. Baranovsky E.A. Semiempirical LTE modelling of solar photosphere layers. I. Theoretical background. *Contrib. Astron. Obs. Skalnaté Pleso.* 1993. Vol. 23. P.107–117.

44. Berdyugina S.V., Fluri D.M. Evidence for the Hanle effect in molecular lines // *Astronomy and Astrophysics.* 2004. Vol.417. P.775–784.

45. Berger T.E., Rouppe van der Voort L.H.M., Löfdahl M.G. et al. Solar magnetic elements at 0.1" resolution. General appearance and magnetic structure // *Astron. Astrophys.* 2004. V. 428. P. 613–628.

46. Dominguez Cerdena J., Sanches Almeida J., Kneer F. Inter-network magnetic fields observed with sub-arcsec resolution // *Astron. Astrophys.* 2003. Vol. 407. P. 741–757.

47. Frazier E.N., Stenflo J.O. Magnetic, velocity and brightness structure of solar faculae // *Astron. and Astrophys.* 1978. V. 70, No 6. P. 789–799.

48. Gopasyuk S.I., Kotov V.A., Severny A.B., Tsap T.T. The comparison of the magnetographic magnetic field measured in different spectral lines // *Solar Phys.* 1973. Vol. 31, No. 2. P. 307–316.

49. Harvey J., Livingston W. Magnetograph measurements with temperature-sensitive lines // *Solar Phys.* 1969. V. 10, No. 2. P. 283–293.

50. Harvey J., Livingston W., Slaughter C. A line-profile Stokesmeter: preliminary results on non-sunspots fields // *Line formation in magnetic field.* – Boulder: NCAR. 1972. P.227.

51. Keller C.U., Solanki S.K., Tarbel T.D., Title A.M., Stenflo J.O. Solar magnetic field strength determinations from high spatial resolution filtergrams // *Astron. and Astrophys.* 1990. Vol.236, N1. P.250–255.

52. Keller C.U., Deubner F.-L., Egger U., Fleck B., Povel H.P. On the strength of solar intranetwork fields // *Astron. And Astrophys.* 1994. V. 286. P. 626–634.

53. Khomenko E.V., Collados M., Solanki S.K., Lagg A., Trujillo Bueno J. Quiet-Sun inter-network magnetic fields observed in the infrared // *Astronomy and Astrophysics.* 2003. Vol. 408. P.1115–1135.

54. Koutchmy S., Stellmacher G. Photospheric faculae. II. Line profiles and magnetic field in the bright network of the quiet Sun // *Astron. and Astrophys.* 1978. Vol. 67, No.1. P. 93–102.

55. Leka K.D., Steiner O. Understanding small solar magnetic structures: comparing numerical simulations to observations fields // *Astrophys. J.* 2001. 552, N 1. P.354–371.

56. Lites B.W., Socas-Navarro H. Characterization of magnetic flux in the quiet Sun. II. The internetwork fields at high angular resolution // *The Astrophysical Journal.* 2004. Vol.613. P. 600–609.

57. Lozitska N., Lozitskij V. Small-scale magnetic fluxtube diagnostics in a solar flare // *Solar Physics.* 1994. Vol.151, № 2. P.319–331.

58. Lozitsky V.G., Baranovsky E.A., Lozitska N.I., Leiko U.M. Observations of magnetic field evolution in a solar flare // *Solar Physics.* 2000. Vol.191, № 1. P.171–183.

59. Lozitsky V.G., Staude J. Multi-component magnetic field structure in solar flares // *ASP conf. Ser. 307, Solar Polarization Workshop 3*, Eds. J.Trujillo-Bueno & J.Sanches Almeida (San Francisco: ASP), 2003. P.378–381.

60. Martinez Gonzalez M. J., Collados M., Ruiz Cobo B. On the validity of the 630 nm Fe I lines for magnetometry of the internetwork quiet Sun // *Astron. and Astrophys.* 2006. V. 456, N 3. P. 1159–1164.

61. Semel M. Unresolved magnetic structures in the Sun: observational results from analysis of faculae and network spectra // *Proc. Workshop held in Göttingen, 1-3 Oct 1985, Vandenhoeck and Ruprecht in Göttingen*, 1986. P. 39– 58.

62. Socas-Navarro H. and Lites B.W. Observational evidence for small-scale mixture of weak and strong fields in the quiet Sun // *The Astrophysical Journal.* 2004. Vol. 616. P.587–593.

63. Socas-Navarro H. Multiline Stokes analysis for the study of small-scale solar magnetic fields // *The Astrophysical Journal.* 2004. Vol. 613. P.610–614.

64. Stenflo J.O. Magnetic-field structure of the photospheric network // *Solar Physics.* 1973. Vol. 32, No 1. P. 41–63.

65. Stenflo J.O., Harvey J.W., Brault J.W., Solanki S. Diagnostics of solar magnetic fluxtubes using a Fourier transform spectrometer // *Astron. and Astrophys.* 1984. Vol. 131, No.2. P.333–346.

66. Wiehr E. A unique magnetic field range for non-spot solar magnetic regions // *Astron. and Astrophys.* 1978. Vol. 69, No 2. P. 279–284.

67. Wöhl H., Engvold O., Brault G.W. Absorption lines of FeH in a sunspot spectrum // Rep. Inst. Theor. Astrophys. 1983. No. 56. P. 11–14.

68. Zirin H., and Cameron R. Properties of the quiet Sun magnetic fields as revealed through the Spectrovideomagnetograph // IL Nuovo Cimento. 2002. 25C, No.5–6. P. 557–575.

Ф.А. Михалина, Г.П. Воробьева

**СОЛНЕЧНАЯ АКТИВНОСТЬ В 23 ЦИКЛЕ
ПО РЕЗУЛЬТАТАМ НАБЛЮДЕНИЙ В УАФО
РАДИОИЗЛУЧЕНИЯ СОЛНЦА НА ДЛИНЕ ВОЛНЫ 10,7 СМ
И ОТНОСИТЕЛЬНЫХ ЧИСЕЛ ПЯТЕН**

Радиоизлучение Солнца на длине волны 10,7 см и относительные числа пятен (числа Вольфа) используются для исследования цикличности солнечной активности и влияния солнечной активности на геофизические явления на Земле.

В настоящей работе использованы среднемесячные значения радиопотока на длине волны 10,7 см и среднемесячные значения чисел Вольфа за период с 1990 по 2006 год. Данный временной интервал охватывает вторую половину 22 цикла солнечной активности и практически полностью 23 цикл. Целью работы является анализ солнечной активности на основе полученного в УАФО наблюдательного материала.

ДАННЫЕ НАБЛЮДЕНИЙ

Регулярные наблюдения радиоизлучения Солнца на длине волны 10,7 см от всего диска Солнца в Уссурийской астрофизической обсерватории ведутся с 1990 года. Описание аппаратуры и первые результаты наблюдений обсуждались в работе [1]. Данные регистрируются в аналоговом виде на ленту самописца. Кроме этого с 2001 года осуществляется цифровая регистрация радиопотока на персональный компьютер. Программа обработки данных, записанных на ПК, разработана Кузьменко И.В. и описана в статье [2]. Наблюдения фотосферы Солнца в УАФО ведутся с 1954 года. До середины 2002 года изображения фотосферы получали на фотосферно-хромосферном телескопе АФР с использованием фотопластинок FU-5. Далее наблюдения выполняются на телескопе Кудэ – рефрактор с помощью цифровой камеры С-3000 фирмы «Olympus» [3].