

8. Wang Yu., Zhang J., Shen Ch. An analytical model probing the internal state of coronal mass ejections based on observations of their expansions and propagations // J. Geophys. Res., 2009. V. 114. P. A10104–A10129.

9. Warmuth A., Vršnak B., Magdalenic et al. A multiwavelength study of solar flare waves. II. Perturbation characteristics and physical interpretation // Astron. and Astrophys., 2004. V. 418. P. 1117–1129.

УДК 523.985

В. Г. Лозицкий, Е.В. Курочка*, О.Б. Осыка**

МАГНИТНЫЕ ПОЛЯ В СОЛНЕЧНЫХ ВСПЫШКАХ: ДАННЫЕ СПЕКТРАЛЬНО-ПОЛЯРИЗАЦИОННЫХ НАБЛЮ- ДЕНИЙ

Исследуется солнечная вспышка 5 ноября 2004г. балла M4.1/1B. Для 4-х моментов этой вспышки (11^h 35^m, 11^h 37^m, 11^h 39^m и 11^h 45^m UT) изучены стоксовы $I \pm V$ профили 10 фотосферных линий FeI, FeII, ScII и CrII. Магнитные поля во вспышке измерялись двояко: методом «центров тяжести» и инверсным методом – на основе сопоставления наблюдаемых и рассчитанных по программе Э.А.Барановского профилей линий. Данные обоих методов хорошо согласуются между собой и указывают на то, что в максимуме вспышки (11^h35^m) существовал острый пик магнитного поля в верхней фотосфере ($\lg\tau(500) = -2.7$), который в процессе развития размывался и смещался в более глубокие слои фотосферы со скоростью до 3 км/с. Полуэмпирическая модель вспышки имеет не один, а два слоя с повышенной температурой: в верхней и средней фотосфере, которые также смещались вглубь с угасанием вспышки. В целом, при угасании вспышки индукция магнитного поля уменьшалась, а турбулентная скорость – увеличивалась, что свидетельствует о трансформации магнитной энергии в энергию турбулентных движений.

ВВЕДЕНИЕ

Магнитные поля в солнечных вспышках изучены значительно меньше, чем в пятнах. Одна из причин этого – в том, что наблюдать вспышки намного сложнее, чем пятна или факелы. Пятна, например, можно наблюдать на диске непрерывно много дней подряд, тогда как вспышки возникают нечасто и внезапно, а развиваются

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

стремительно и непродолжительное время. Часто через несколько минут или десятков минут после начала вспышки наблюдается лишь послевспышечное свечение атмосферы, но не сама вспышка. Поскольку промежутки между вспышками на Солнце могут достигать многих часов и даже дней (а в минимуме активности – недель и месяцев), пронаблюдать все фазы вспышки (особенно мощной) – большая удача и награда для наблюдателя. Здесь необходима многочасовая готовность немедленно приступить к наблюдениям и действовать, как только появятся первые признаки начала вспышки. Раньше для этого требовалось постоянное пребывание наблюдателя на инструменте, в темноте спектрографа или на пульте управления солнечным телескопом и непрерывное слежение за хромосферной активностью Солнца (чаще всего – в H α). Но в последние годы, в связи с возможностью получения по интернету непрерывных данных о рентгеновском излучении Солнца с бортовой аппаратуры GOES (см. напр., http://www.swpc.noaa.gov/rt_plots/xray_1m.html), патрулировать вспышки можно иначе и проще. Для этого достаточно привести инструмент в частичную готовность (например, сдвинуть павильон телескопа, накрывающий целостатную группу, но оставить закрытыми зеркала целостата, и полностью приготовить к наблюдениям телескоп и спектрограф) и, работая за компьютером, регулярно и часто (скажем, через 3–5 мин.) следить за указанным выше сайтом. Как только в рентгеновском диапазоне на длинах волн 1–8 Å возникает резкий рост излучения, необходимо все бросить и бежать на инструмент, открыть на нем зеркала целостата, включить привод их ведения или фотогид. Затем при полностью включенной аппаратуре телескопа следует оценить местоположение и яркость вспышки в H α , а по визуальным наблюдениям спектра в камерной части спектрографа – фазу развития и выбрать наиболее интересное место вспышки. Не медля далее ни секунды, следует приступить к его фотографированию (или иной регистрации), не меняя расположения входной щели на изображении активной области.

Вот таким путем (как видим, непросто) можно получить спектр солнечной вспышки, а по нему – измерить магнитное поле. Использовать же для этой цели общедоступные магнитографические данные (типа SOHO/MDI) не всегда оправдано, поскольку во

вспышках профили многих магниточувствительных линий существенно меняются не только из-за магнитного поля, но и термодинамических условий, а эти последние изменения никак не учитываются при калибровке магнитографических измерений. Лишь спектрально-поляризационные наблюдения, позволяющие проследить и магнитные, и немагнитные изменения профилей линий, пригодны для надежных измерений магнитных полей во вспышках.

В настоящей работе анализируются результаты измерений магнитного поля во вспышке средней мощности (балл M4.1/1B), наблюдавшейся в Астрономической обсерватории Киевского национального университета имени Тараса Шевченко (ниже – АО КНУ). Напомним, что для оптических вспышек таковыми являются вспышки балла 1; вспышки балла S считаются слабыми (субвспышками), а баллов 2, 3 и 4 – сильными. По шкале рентгеновского излучения средними вспышками считаются вспышки баллов от C5 до M5, имеющие пиковые значения рентгеновского потока (на длинах волн 1–8 Å) от 5 до 50 микроватт/м². Поскольку корреляция между энергиями в рентгене и оптике не равна 100%, критерий «средней вспышки» несколько условен и не всегда соответствует одинаковым баллам в рентгене и оптике.

В предыдущих работах других исследователей [3–5, 11–14, 20, 24, 25] магнитные поля во вспышках измерялись спектральным методом либо по небольшому количеству спектральных линий (1–3), либо по стоксовым профилям I в один лишь момент вспышки (как правило, в ее максимуме). В настоящей работе исследуются около 10 спектральных линий, их стоксовы профили $I \pm V$, а также несколько моментов вспышки. Кроме того, ниже сопоставлены результаты двух методов: «центров тяжести» и инверсного, что обеспечивает большую обоснованность и достоверность полученных результатов.

Ниже изучаются фотосферные слои вспышки на основе анализа линий металлов, образующихся в фотосфере Солнца. Они являются основной составляющей в оптических спектрах вспышек, где число эмиссионных линий может достигать многих сотен (до 900), как следует из каталогов [7, 15, 16, 18, 22]. Хромосферные и фотосферные модели вспышек рассчитаны в работах [1–5, 9, 19, 20, 24, 26]. Модели фотосферной и хромосферной областей являются силь-

но неоднородными: имеются максимумы и минимумы в распределениях термодинамических параметров и магнитного поля.

Величина магнитного поля во вспышках получалась в общем разной. В работе [5] найден максимум поля в 1000 Гс, в работе [24] – 4000 Гс; в обоих случаях экстремальные значения поля совпадали с областями максимумов температуры в верхней фотосфере. В большой солнечной вспышке 28 октября 2003г. балла X17.2/4B выявлены характерные особенности в профилях $I \pm V$ линий FeI, которые указывали на три компонента магнитного поля: с индукциями ≈ 300 Гс, 1300–3100 Гс и 8000-10000 Гс [13]. В последней компоненте отмечено красное смещение (опускание вещества) со скоростью 1 км/с. Полуэмпирическая модель этой вспышки [4] имеет интересную особенность: очень горячие и яркие ядра эмиссии, занимающие только 6% площади, а также субтелескопические участки с полями смешанной полярности. Изучение эволюции магнитного поля в 26 активных областях было проведено в [27] для получения связи между вспышками и фотосферными магнитными полями. Найдено, что наиболее интенсивные фазы активности совпадают с увеличением магнитного поля в 15 областях, уменьшением – в пяти, а градиент при возникновении вспышки должен превышать 3 Гс км⁻¹.

В целом, таким образом, общая картина магнитных полей в области солнечных вспышек весьма многообразна и часто противоречива, что и указывает на необходимость дальнейших исследований в этом направлении.

НАБЛЮДЕНИЯ И ИЗБРАННЫЕ СПЕКТРАЛЬНЫЕ ЛИНИИ

Была дополнительно исследована вспышка 5 ноября 2004г. балла M4.1/1B, которая возникла в активной области NOAA 10696. Согласно данным GOES (см. указанный выше сайт), она началась в 11^h 30^m UT, достигла максимума в 11^h 33^m UT и практически закончилась в 12^h 00^m UT. Было получено 5 зееман-спектрограмм, ниже анализируются 4 из них, для моментов 11^h 35^m, 11^h 37^m, 11^h 39^m, 11^h 45^m. Все спектрограммы относятся к одному и тому же положению щели на изображении Солнца. Спектр вспышки наблюдался и фотографировался В.Г.Лозицким на ГСТ АО КНУ. При наблюдениях использо-

вался анализатор круговой поляризации и фотопластинки ORWO WP3 при экспозициях от 5 до 30 сек.

Для изучения физических условий во вспышках использовались 10 спектральных линий (табл. 1).

Таблица 1

Основные параметры изученных спектральных линий

№ п/п	Элемент номер мультиплета	λ , нм	E_{ex} , эВ	g_{eff}	h_w , км
1	FeI 816	630.251	3.69	2.49	264
2	FeI 816	630.151	3.65	1.67	286
3	FeII 48	526.480	3.22	0.10	152
4	FeI 66	525.065	2.19	1.50	330
5	FeI 1	525.021	0.12	3.00	324
6	FeI 1	524.705	0.09	2.00	328
7	FeII 49	523.462	3.21	0.92	246
8	FeII 42	492.392	2.88	1.70	-
9	ScII 26	523.982	1.45	1.00	195
10	CrII 43	523.734	4.07	1.66	147

В таблице 1 указаны: λ – длина волны, E_{ex} – потенциал возбуждения нижнего уровня, g_{eff} – эффективный фактор Ланде, h_w – высота образования линии в спокойной атмосфере согласно [6]. Из таблицы видно, что линии имеют различную магнитную и температурную чувствительность, что важно для разделения эффектов магнитного поля и термодинамических условий.

ДАННЫЕ МЕТОДА «ЦЕНТРОВ ТЯЖЕСТИ»

Это простейший метод измерения магнитных полей по зеемановскому расщеплению спектральных линий. Он наиболее сопоставим с обычными магнитографическими измерениями с магнитографами Бибкока или фильтровыми магнитографами того типа, который установлен на SOHO. При измерениях этим методом фиксируется положение в спектре «центров тяжести» зеемановских σ -компонент и по их взаимному расщеплению измеряется величина магнитного поля B :

$$\Delta\lambda_H = 4.67 \times 10^{-13} g_{eff} \lambda^2 B, \quad (1)$$

где $\Delta\lambda_H$ и λ выражено в ангстремах (\AA), а B – в гауссах (Гс).

Если σ -компоненты в спектре полностью расщеплены и не перекрываются с центральной π -компонентой, то таким путем из измерений получаем модуль индукции магнитного поля $|B|$. Если же зеемановское расщепление слабо и σ -компоненты перекрываются в спектре с π -компонентой, то для однородного поля находим (по профилям $I \pm V$) величину, по физическому смыслу близкую к продольной компоненте поля B_{\parallel} .

Методом «центров тяжести» было найдено, что во время вспышки 5 ноября 2004г. высотный градиент поля быстро менял свой знак (рис. 1). Из рисунка видно, что в максимуме вспышки имела место важная особенность: магнитное поле усиливалось с высотой, хотя из теоретических соображений оно должно уменьшаться (из-за резкого падения газового давления с высотой, поддерживающего силовые трубки в равновесии). Но через 4 минуты этот эффект сменился обычной картиной – ослаблением поля с высотой. Для последующего сравнения этих результатов с полуэмпирическими моделями вспышки (см. ниже) на рис. 2 представлены те же измерения, но в зависимости от логарифма оптической толщины $\log \tau(5000)$ в континууме вблизи 5000\AA .

Таким образом, непосредственно в месте ярчайшей эмиссии вспышки балла M4.1/1В найден кратковременный (≤ 4 мин) инверсный ход магнитного поля с высотой. Результат получен очень про-

стым методом, свободным от каких-либо теоретических соображений о механизмах формирования линий в солнечной атмосфере. Полученные данные по физическому смыслу аналогичны измерениям магнитографа (в тех его модификациях, где имеются фиксированные выходные щели фотометра), однако имеют перед ними то преимущество, что не зависят от изменений профилей линий в течение вспышки.

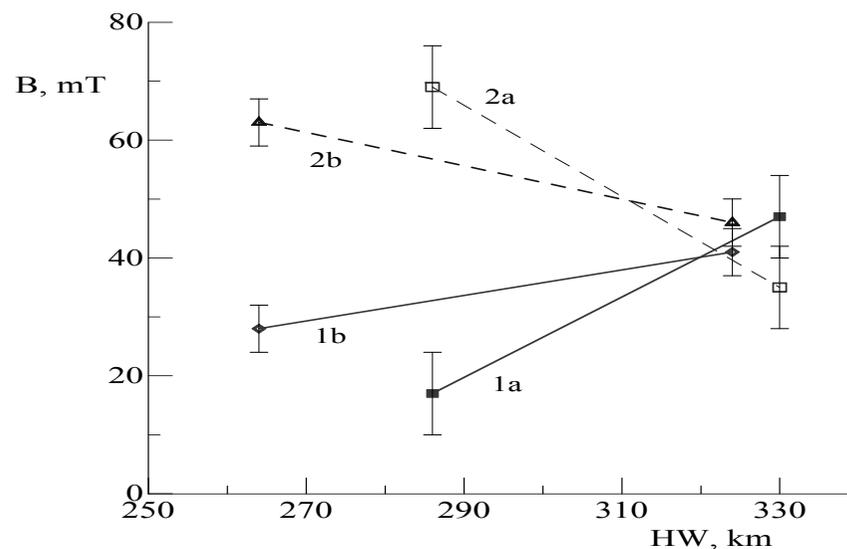


Рис.1. Сопоставление измерений магнитного поля B во вспышке 5.11.2004г. в зависимости от высоты формирования линии HW: 1a – данные для максимума вспышки ($11^h 35^m$), полученные по линиям с факторами Ланде g в диапазоне $1.5 \div 1.67$, 1b – данные для этого же момента по линиям с $g = 2.5 \div 3.0$, 2a – измерения для момента $11^h 39^m$ по линиям с $g = 1.5 \div 1.67$ и 2b – измерения для этого же момента по линиям с $g = 2.5 \div 3.0$. Величина магнитного поля по оси ординат дана в миллитесла ($1 \text{ мТл} = 10 \text{ Гс}$)

Если говорить о ближайших аналогах этого результата у других авторов, то это, по-видимому, наблюдения А.Н.Коваль и Н.Н.Степанян [8], которые также использовали метод «центров тяжести», но измеряли поле в близлежащих к вспышкам пятнах (а не в местах ярчайшей эмиссии вспышек). Ими измерялись магнитные

поля в линиях Ca I 6103 и FeI 6302.5, которые имеют большие факторы Ланде ($g = 2.0$ и 2.5 , соответственно). Первая линия формируется в области верхней фотосферы, тогда как вторая – в средней фотосфере; разность их высот около 200 км. Поскольку магнитное поле в пятнах должно ослабевать с высотой H , можно ожидать, что разность $\Delta H = H(610.3) - H(630.25)$ будет отрицательной.

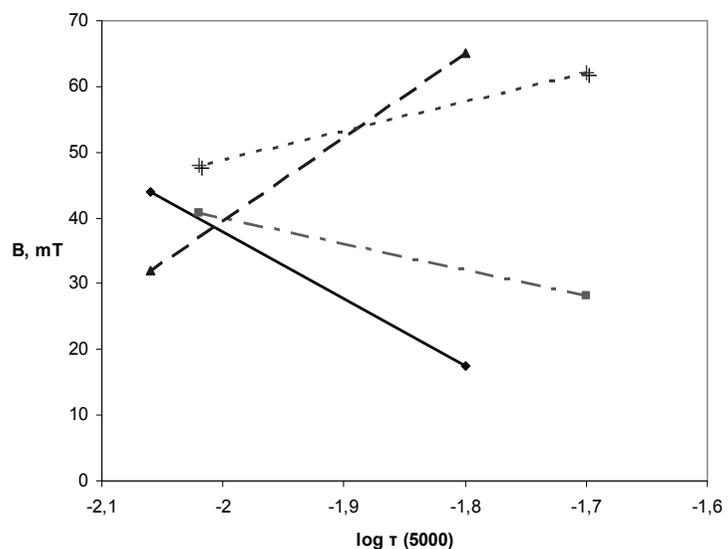


Рис. 2. То же, что и на рис. 1, но на зависимости от $\log \tau(5000)$ – логарифма оптической толщины в континууме вблизи 5000 Å

Однако названными авторами найден другой результат: если рассматривать ближайšie к вспышкам пятна, то во время вспышек $\Delta H > 0$, в промежутках между вспышками $\Delta H \approx 0$, и лишь после вспышек $\Delta H < 0$. То есть, наши данные и наблюдения А.Н.Коваль и Н.Н.Степанян в сущности хорошо согласуются между собой, дополняют друг друга и позволяют заключить, что необычное распределение поля с высотой (с положительным его градиентом в области средней фотосферы) возникает не только в месте ярчайшей эмиссии вспышки, но и на некотором отдалении от этого места, включая и ближайšie пятна. Такая особенность в высотном распределении

поля недолговечна – она исчезает на протяжении нескольких минут.

Подобные быстрые изменения магнитного поля во вспышках названы Г.Зириным в 1981г. «магнитными транзиентами» [29]. Он использовал для наблюдений видеоманитограф обсерватории Биг Бэр и линию FeI 5324. В мощных вспышках в этой линии возникают узкие расщепленные пики, приводящие к фиктивному обращению полярности сигнала магнитографа. Было показано [11], что магнитографические измерения в этой линии не позволяют с уверенностью заключить, существуют или нет быстрые изменения магнитного поля во вспышках типа «магнитных транзиентов».

Позже (в 2001г.) Косовичев и Жаркова [23] по данным SOHO/MDI в линии NiI 6767 заключили, что «магнитные транзиенты» во вспышках все-таки существуют. Поскольку и в случае линии NiI 6767 не совсем ясна роль немагнитных эффектов, для окончательных суждений необходимы были спектрально-поляризационные данные. Такие данные были получены и проанализированы в работе [12]; соответствующие изменения магнитного поля и интенсивности в центре $H\alpha$ представлены на рис. 3.

Обращает на себя внимание тесная корреляция флуктуаций яркости в $H\alpha$ и магнитных полей как на фотосферном (линия FeI 6302.5), так и на хромосферном (линия $D_1 NaI$) уровнях. В изменениях магнитных полей видны два эффекта: а) резкий всплеск поля в максимуме вспышки и б) дефицит магнитной энергии после ее максимальной фазы. Поскольку, в отличие от магнитографических данных, эти результаты получены непосредственно по измерениям зеемановских сдвигов и не зависят от яркости вспышечной эмиссии, они отражают реальные изменения магнитного поля во вспышке.

В целом, таким образом, приведенные выше данные, полученные методом «центров тяжести», подтверждают возможность существования во вспышках быстрых изменений магнитного поля типа «магнитных транзиентов». Наблюдения (рис. 1 и 2) показывают также, что эффект «магнитного транзиента» должен быть локальным, возникая в ограниченном диапазоне высот в атмосфере. В каком конкретно диапазоне высот – сложно установить методом «центров тяжести», поскольку этот метод сильно интегрирует вклады

магнитного поля по большой толще атмосферы. Более рафинированные выводы можно получить при использовании инверсного метода.

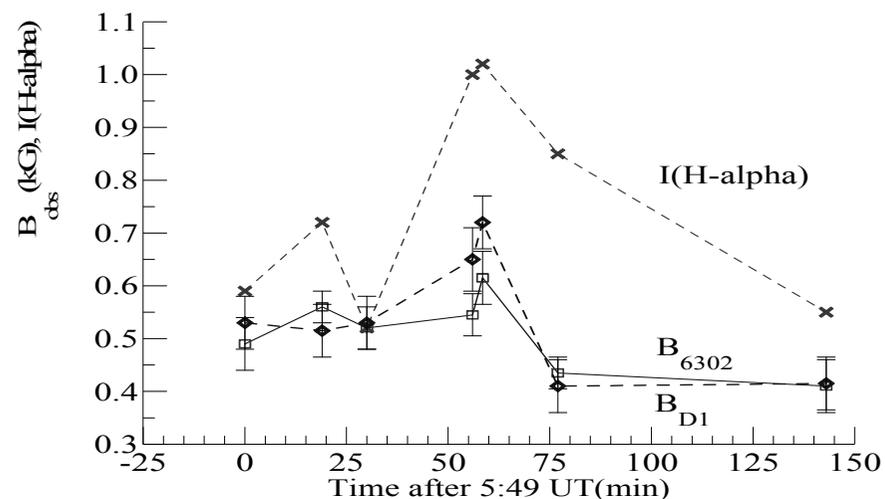


Рис. 3. Эволюция магнитного поля $B_{||}$ и яркости I в линии H α во вспышке 26 июня 1981г. [12]. Сопоставлены данные для фотосферной линии FeI 6302.5 и хромосферной линии D_1 NaI

ПОЛУЭМПИРИЧЕСКИЕ МОДЕЛИ ВСПЫШКИ

Полуэмпирические модели вспышки 5 ноября 2004г были рассчитаны, используя инверсный метод на основе программы Э.А. Барановского [21]. Программа применялась для интерпретации профилей Стокса I , т.е. интегральной интенсивности. Рассчитывались распределения таких параметров вспышки: температуры T , плотности N , турбулентной скорости V_t и величины магнитного поля B вдоль оптической глубины $\tau(5000)$ в непрерывном спектре на длине волны $\lambda=5000 \text{ \AA}$. Были получены теоретические профили линий, перечисленных в табл. 1. Путем вариации физических параметров,

методом проб и ошибок достигалось наилучшее согласие рассчитанных и наблюдаемых профилей.

Полученные результаты представлены на рис. 4–8. Используются следующие обозначения: 1 – момент вспышки 11^h 35^m, 2 – 11^h 37^m, 3 – 11^h 39^m, 4 – 11^h 45^m. Данные для невозмущенной атмосферы брались из [28].

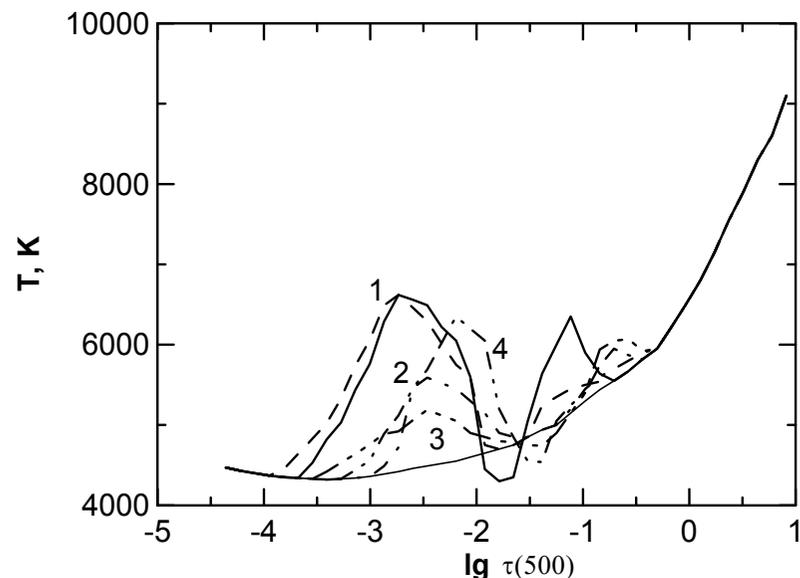


Рис. 4. Распределение температуры T вдоль оптической глубины $\tau(500)$: 1(непрерывная линия – первый компонент, длинные штрихи – второй компонент) – 11^h 35^m момент, 2 (короткие штрихи с одной точкой) – 11^h 37^m, 3 (штрих с тремя точками) – 11^h 39^m, 4 (два штриха с двумя точками) – 11^h 45^m. Тонкая непрерывная линия – распределение температуры в невозмущенной фотосфере

Как следует из рис. 4, для всех моментов вспышки существовали два слоя повышенной температуры, расположенные на разных оптических глубинах. Для разных моментов они имеют разную протяженность и расположены на разных высотах. При расчетах задается оптическая глубина, а соответствующая ей высота определяется в процессе счета. Максимумы температуры для слоя в верхней фо-

тосфере расположены на таких высотах: 377км, 255км, 276км и 295км для моментов вспышки от первого до четвертого, соответственно. Протяженность этих слоев такова: 140 км, 155 км, 150 км, 169 км (указана в том же порядке).

Слой в средней и нижней фотосфере имеет соответственно максимумы температуры на 169км, 109км, 86км и 108км, соответствующие протяженности 42км, 70км, 85км и 107км.

Заметим, что указанные высоты не совпадают для одних и тех же оптических глубин в невозмущенной фотосфере и во вспышке. Для верхней фотосферы различие составляет от 200км до 50км, для нижней – около 10км. То есть, данная вспышка (средней мощности) несущественно изменила высоты формирования линий в нижней фотосфере, но весьма заметно – в верхней.

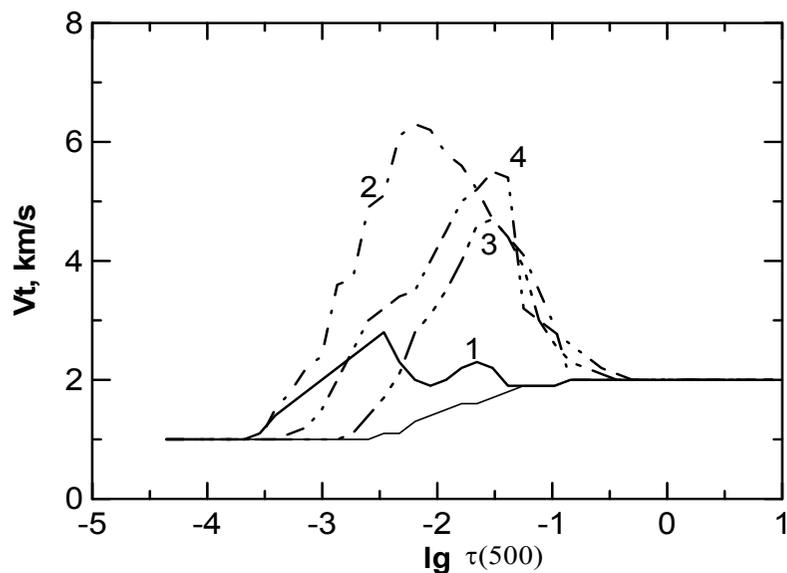


Рис. 5. Распределение турбулентной скорости V_t вдоль оптической глубины $\tau(500)$: 1 (непрерывная линия – первый компонент) – $11^h 35^m$, 2 (короткие штрихи с точкой) – $11^h 37^m$, 3 (штрих с тремя точками) – $11^h 39^m$, 4 (два штриха с двумя точками) – $11^h 45^m$. Тонкая непрерывная линия – распределение скоростей в невозмущенной фотосфере

Интересно отметить, что резкое падение температуры после максимума и последующий рост для 4-го момента сопровождались колебаниями всех остальных параметров, что следует из рисунков 5–8. Для 1-го момента не удалось получить однокомпонентную модель, так как не удавалось согласовать ширины рассчитанных и наблюдаемых профилей линий FeII 4923.9, FeI 6302.5, 6301.5, 5250.6, 5250.2 Å. Вклады (факторы заполнения) компонент соотносятся как 0.6:0.4. Первый компонент имеет магнитное поле, второй – не имеет, но температура и турбулентные скорости в обоих примерно одинаковы.

Распределение турбулентных скоростей вдоль оптической глубины представлено на рис.5. В 1-й момент вспышки скорость минимальна и составляет 2.8 км с^{-1} в максимуме распределения, а в последующие моменты возрастает до 6.3 км с^{-1} , 4.7 км с^{-1} и 5.2 км с^{-1} соответственно. Изменяется не только величина максимума параметра V_t , но и его высота: 360км в 1-й момент вспышки, затем 140км, 200км и 150км, соответственно. В целом, таким образом, с развитием вспышки максимум турбулентной скорости смещался в более глубокие слои фотосферы.

Подобный дрейф максимума отмечен и для другого параметра – магнитного поля (рис. 6). Видно, что в максимуме вспышки существовал острый пик поля, локализованный в верхней фотосфере. Но с развитием вспышки этот пик не только смещался в более глубокие слои (со скоростью около 3 км с^{-1}), но и размывался, переходя постепенно в обычное монотонное ослабление магнитного поля с высотой.

Таким образом, здесь налицо признаки перехода в течение вспышки одной формы энергии (магнитной) в другую – энергию турбулентных движений.

Что касается деталей, то в первый момент вспышки максимум величины поля был равен 2000 Гс и располагался на высоте 377км. Наклон линий поля к лучу зрения составлял $\gamma=70^\circ$ и поле, вероятно, было закрученным. На протяжении двух минут пиковое значение магнитного поля опускается до 820 Гс, а сам пик размывается и смещается в нижние слои фотосферы на высоту 109км, где угол наклона составляет уже $\gamma=0^\circ$. Еще через две минуты (третий момент

вспышки) высота максимума поля составляла 154 км, угол $\gamma=0^\circ$, амплитудное значение поля – 1000 Гс. К четвертому моменту ход магнитного поля с высотой стал плавным, с приближением к постоянному значению 500 Гс.

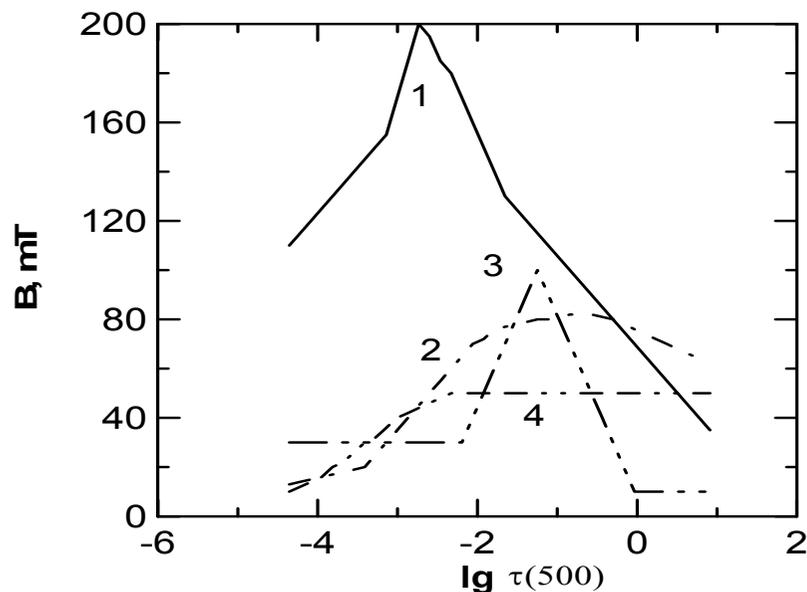


Рис. 6. Распределение величины магнитного поля B вдоль оптической глубины $\tau(500)$: 1 (непрерывная линия – первый компонент) – $11^{\text{h}} 35^{\text{m}}$, 2 (короткие штрихи с точкой) – $11^{\text{h}} 37^{\text{m}}$, 3 (штрих с тремя точками) – $11^{\text{h}} 39^{\text{m}}$, 4 (два штриха с двумя точками) – $11^{\text{h}} 45^{\text{m}}$

Заметим, что найденное при расчетах значение магнитного поля подтверждается прямыми измерениями зеемановского расщепления в линии FeII 4923.9. Эта линия имела во вспышке четкое эмиссионное обращение в ее ядре, имеющее вид острых и расщепленных эмиссионных пиков. По расщеплению этих пиков непосредственно определяется величина магнитного поля в верхней фотосфере; она оказалась равной также 2000 Гс.

Результаты расчетов хорошо согласуются также с данными метода «центров тяжести» (рис. 2). Из рис. 2 видно, что в максимуме

вспышки в диапазоне $\log \tau(5000) = -2.0 \div -1.8$ имеем рост магнитного поля с высотой в атмосфере. То же самое следует и из рис. 6, т.е. по данным инверсного метода. Аналогично, оба метода указывают на одинаковый эффект (ослабление магнитного поля с высотой в том же диапазоне $\log \tau(5000) = -2.0 \div 1.8$) для третьего момента вспышки ($11^{\text{h}} 39^{\text{m}}$).

Изменение плотности атомов водорода во вспышке приведено на рис. 7. Для первого момента вспышки, в первом компоненте плотность соответствует невозмущенной фотосфере, тогда как во втором компоненте существуют области пониженной (в три раза, в верхней фотосфере) и повышенной (нижняя фотосфера) плотности. Для второго момента вспышки область повышенной плотности располагается также в нижней фотосфере. Резкое падение температуры в третий момент вспышки сопровождается существенным повышением плотности (в 6 раз) почти во всей толще фотосферы. Наконец, в последний момент (4-й) плотность соответствует невозмущенной фотосфере.

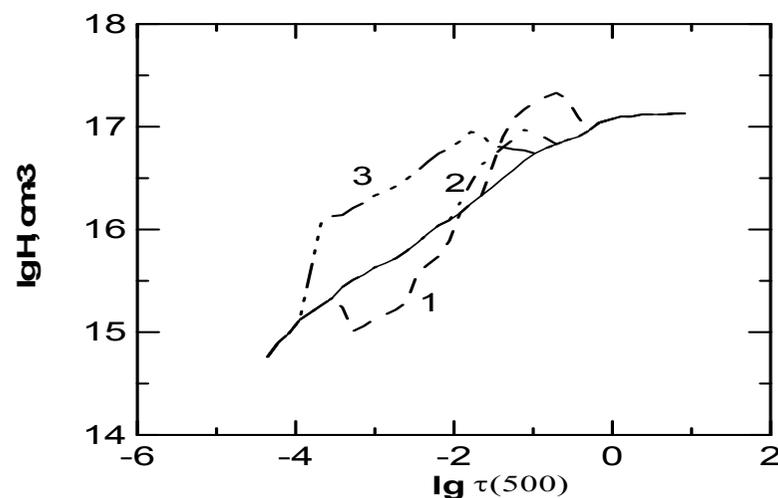


Рис. 7. Распределение плотности атомов водорода N вдоль оптической глубины $\tau(500)$: 1 (длинные штрихи – второй компонент) – $11^{\text{h}} 35^{\text{m}}$, 2 (короткие штрихи с точкой) – $11^{\text{h}} 37^{\text{m}}$, 3 (штрих с тремя точками) – $11^{\text{h}} 39^{\text{m}}$. Тонкая непрерывная линия – плотность в невозмущенной фотосфере

На рис. 8 представлена протяженность фотосферных слоев вспышки по лучу зрения по сравнению с протяженностью невозмущенной фотосферы. Для 1-го, 2-го и 4-го моментов их протяженности отличаются в пределах 100 км, тогда как для 3-го – падает почти в 2 раза. Это можно объяснить присутствием большой области повышенной плотности в модели вспышки.

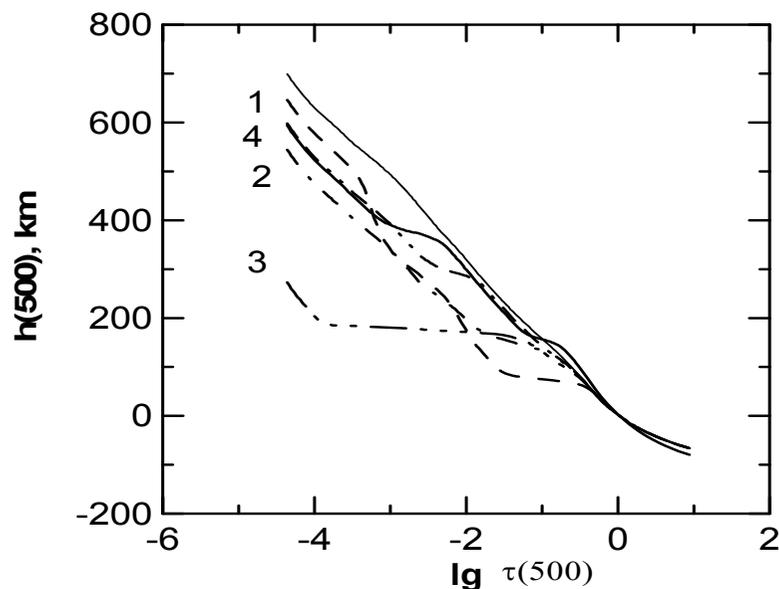


Рис. 8. Протяженность по лучу зрения $h(500)$ вдоль оптической толщины $\tau(500)$: 1 (толстая сплошная линия – первый компонент, длинные штрихи – второй компонент) – $11^{\text{h}} 35^{\text{m}}$, 2 (короткие штрихи с точкой) – $11^{\text{h}} 37^{\text{m}}$, 3 (штрих с тремя точками) – $11^{\text{h}} 39^{\text{m}}$, 4 (два штриха с двумя точками) – $11^{\text{h}} 45^{\text{m}}$. Тонкая непрерывная линия – протяженность невозмущенной фотосферы

ЗАКЛЮЧЕНИЕ И ДИСКУССИЯ

Настоящее исследование подтверждает вывод работ [12, 24] о том, что во вспышке возникает некая особая локальная конфигурация магнитного поля на фотосферном уровне, имеющая усиленное

поле и непродолжительное время существования – всего несколько минут. По высоте она охватывает 100–250 км, в ее области отмечается необычный высотный градиент магнитного поля: он может быть в одном диапазоне высот положительным, а в другом – отрицательным. В горизонтальной плоскости эта конфигурация, по-видимому, более протяженная (примерно на порядок) и может захватывать ближайшие к вспышке пятна. После исчезновения этой конфигурации устанавливается обычный отрицательный градиент магнитного поля. То есть, знак высотного градиента магнитного поля существенным образом зависит от фазы вспышки.

Это позволяет понять, почему в разных вспышках отмечалось как монотонное, так и немонотонное изменение поля с высотой. В частности, в работе [24] найдено немонотонное изменение магнитного поля, однако авторами [20] для другой вспышки получено, что там это изменение было монотонным. Возможно, здесь нет никакого противоречия, если учесть, что указанные особенности поля (типа «магнитных транзиентов») существуют всего несколько минут, тогда как вспышка может длиться и десятки минут, и даже 2–3 часа. Ясно, что в отдельные моменты вспышки может наблюдаться как знакопеременный высотный градиент поля, так и отрицательный.

Чем физически может быть эта особенность магнитного поля? Учитывая, что эта особенность весьма локальна и по высоте, и в горизонтальном направлении, представляется заманчивым отождествить ее со сферическим магнитным вихрем, предложенным А.А.Соловьевым [17]. Этот вихрь состоит из многих вложенных друг в друга магнитных тороидов, имеющих значительный сдвиг (шир) силовых линий. Это делает конфигурацию весьма взрывоопасной: в процессе эволюции она может дать огромное энерговыделение в виде солнечной вспышки.

Чтобы удостовериться в том, что найденные из наблюдений особенности поля действительно соответствуют магнитному вихрю, необходимо существенно повысить прямое разрешение магнитометрических измерений – с тем, чтобы разрешить отдельные тороиды в вихре. Пока что это по ряду причин невозможно. Однако наблюде-

ния указывают на другие важные особенности этой структуры, которые косвенным образом проливают свет на ее природу:

а) очевидно, что отмеченные экстремумы магнитного поля, температуры и турбулентной скорости как-то связаны со вспышкой – вне вспышки они не наблюдаются;

б) то, что в области наиболее сильного поля отмечается наиболее высокая температура, уже проводит линию раздела с другими магнитными образованиями типа солнечных пятен и протуберанцев: в них концентрированное магнитное поле охлаждает (а не разогревает) плазму;

в) почему имеется один дискретный слой усиленного магнитного поля, тогда как в температуре и турбулентных скоростях их два – конечно, остается загадкой. Но и здесь налицо существенное отличие от более спокойных образований типа солнечных пятен – в них таких особенностей не наблюдается вообще [10];

г) рост температуры и турбулентных скоростей параллельно с ослаблением магнитного поля явно указывает на то, что действительно энергия магнитного поля локальной конфигурации «перекачивается» в энергию тепловых и турбулентных движений. То есть, физика процесса в общих чертах здесь подтверждается: неустойчивое магнитное поле отдает энергию веществу, а само исчезает;

д) в процессе исчезновения конфигурации она в целом погружается вглубь фотосферы, с максимальной скоростью 3 км/с. Возможно, это связано с тем, что в процессе ее «горения» исчезает магнитное поле, уменьшается внутреннее магнитное давление, а с ним – и сила архимедовой плавучести;

у) не исключено, что за время порядка 10 мин в одном и том же месте на Солнце (точнее, на площади $\approx 1 \text{ Мм}^2$) может взорваться и исчезнуть не одна, а две конфигурации концентрированного поля. Из рис. 6 видно, что от первого момента вспышки ко второму (всего за 2 минуты !) острый высотный пик поля сильно ослабел и почти разрушился, но затем в третий момент (т.е. через 4 мин. после первого момента) возник еще один острый пик поля, который также бесследно исчез через 6 мин. Этот второй пик мог быть связан либо с еще одним вихрем магнитного поля, либо с подъемом новой магнитной арки, которая также почему-то исчезла (возможно, из-за

магнитных пересоединений в системе сблизившихся и сильно непараллельных силовых линий). Эти предположения необходимо проверить на новых наблюдательных данных.

Авторы искренне благодарны Э.А.Барановскому за разрешение использовать его программу для расчетов профилей спектральных линий.

ЛИТЕРАТУРА

1. Аликаева К.В., Кондрашова Н.Н. Возмущение фотосферы в процессе развития солнечной двухленточной вспышки // Кинематика и физика небесных тел – 2006. – Т.22. – № 3. – С.163–172.
2. Аликаева К.В., Черногор С.Н. Состояние хромосферного и фотосферного вещества слабой солнечной вспышки. I. Лучевые скорости // Кинематика и физика небесных тел – 2000. – Т.16. – № 6. – С.541–551.
3. Барановский Э.А., Кондрашова Н.Н., Пасечник М.Н. Фотосферные слои вспышки и флоккула. IV. Полуэмпирические модели // Кинематика и физика небесных тел. – 2000. – Т.16. – № 5. – С. 387–399.
4. Барановский Э.А., Лозицкий В.Г., Таращук В.П. Моделирование фотосферы и хромосферы двух мощных вспышек (28 октября 2003 г. и 1 сентября 1990 г.) // Кинематика и физика небесных тел. – 2009. – Т.25. – №5. – С.373–384.
5. Барановский Э.А., Лозицкая Н.И., Лозицкий В.Г. Магнитные поля и термодинамические условия в солнечной вспышке 8 июля 1989г. // Кинематика и физика небесных тел. – 1991. – Т.7. – № 3. – С. 52–58.
6. Гуртовенко Э.А., Костык Р.И. Фраунгоферов спектр и система солнечных сил осцилляторов // Киев: Наук. думка, 1989.- 200с.
7. Казанцев А.М., Полуван П.Н. Спектроскопическая обработка вспышки 18 августа 1959г. // Вестник КГУ, сер. Астрономии. – 1979. – № 21. – С.36– 43.
8. Коваль А.Н., Степанян Н.Н. Изменение магнитных полей солнечных пятен в связи со вспышками // Известия Крым. астрофиз. обсерватории.– 1983. – Т.68. – С.3–15.
9. Кондрашова Н.Н., Пасечник М.Н. Фотосферные слои вспышки. III. Поле скоростей // Кинематика и физика небесных тел. – 1999. – Т.15. – № 4. – С. 310–317.
10. Курочка Е.В., Лозицкий В.Г. Модель тени солнечного пятна на основе спектроскопических наблюдений в областях 6300 Å и 5250 Å // Солнечная активность и ее влияние на Землю. Труды Уссурийской астрофизической обсерватории. – 2009. – Т. 12. – С. 122–135.
11. Лозицкая Н.И., Лозицкий В.Г. Существуют ли «магнитные транзенты» в солнечных вспышках ? // Письма в Астрон. журн. – 1982. – Т.8, № 8. – С.500–505.
12. Лозицкий В.Г. Сильные магнитные поля в мелкомасштабных структурах и вспышках на Солнце. Дис. доктора ф.-м. наук: 01.03.03 – Киев, 2003.– 299с.

СОДЕРЖАНИЕ

13. *Лозицкий В.Г.* Магнитные поля и профили линий FeI в большой солнечной вспышке 28 октября 2003 г. // Письма в Астрономический журнал. – 2009. – Т.35, № 2. – С. 154–160.

14. *Лозицкий В.Г., Курочка Е.В., Осыка О.Б., Шеминова В.А., Порфирьева Г.А.* Проблемы интерпретации наблюдений мелкомасштабных магнитных полей в спокойных и активных образованиях на Солнце // Солнечная активность и ее влияние на Землю. Труды Уссурийской астрофизической обсерватории. – 2007. – Т. 10. – С.79–112.

15. *Полупан П.Н.* Спектрофотометрия хромосферной вспышки 12 июля 1961г. // Сб. «Солнечная активность». – 1968. – №3. – С.125–139.

16. *Северный А.Б., Стешенко Н.В., Хохлова В.Л.* Спектрофотометрия солнечных вспышек с эшеле // Астрон. ж. – 1960. – Т.37. – № 1. – С.23–31.

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

18. *Степанян Н.Н.* Свечение металлических линий во вспышках // Изв. КрАО. – 1963. – Т.29. – С.68–79.

19. *Черногор С.Н., Аликаева К.В.* Состояние хромосферного и фотосферного вещества слабой вспышки. II. Полуэмпирические фотосферные модели // Кинематика и физика небесных тел – 2001. – Т.17. – № 2. – С.113–120.

20. *Abramenko V.I., Baranovsky E.A.* Flare-related changes in the profiles of six photospheric lines // Solar Phys. – 2004. – V.220. – P.81–91.

21. *Baranovsky E.A.* Semiempirical LTE modeling of solar photosphere layers. I. Theoretical background // Contrib.Astron.Obs.Skalnate Pleso. – 1993. – V.23.– P.107–117.

22. *Blaha M., Kopecky M., Svestka Z.* Quantitative discussion of 244 flare spectra. III. Metal emission lines // Bul. Astr. Ins. Chezh. – 1962. – V.13. – № 3. – P.85-91.

23. *Kosovichev A.G., Zharkova V.V.* Magnetic energy release and transients in the solar flare of 2000 July 14 // Astrophys. Journ. – 2001. – Vol.550. – L105–L108.

24. *Lozitsky V.G., Baranovsky E.A., Lozitska N.I., Leiko U.M.* Observations of magnetic field evolution in a solar flare // Solar Phys. – 2000. – V.191. – P.171–183.

25. *Lozitsky V.G., Staude J.* Observational evidences for multi-component magnetic field structure in solar flares // Journal of Astrophysics and Astronomy.– 2008.– V.29, Nos. 3&4.– P. 387–404.

26. *Machado M.E., Avrett E.H., Vernazza J.E., Noyes R.W.* Semiempirical models of chromospheric flare regions // Ap. J. – 1980. – V.242. – P.336–351.

27. *Romano P., Zuccarello F.* Photospheric magnetic evolution of super active regions // Astron. Astroph. – 2007. – V. 474, № 2. – 633 –637.

28. *Vernazza J.E., Avrett E.H., Loeser R.* Structure of the solar chromosphere. III. Models of the EUV brightness components of the quiet Sun // Astrophys. J., Suppl. Ser. – 1981. – Vol. 45, N 4. – P. 635–725.

29. *Zirin H., Tanaka K.* Magnetic transient in flares // Astrophys. J. – 1981.- Vol. 250, No. 2.- P. 791 – 795.

<i>Баранов А.В., Баранова Н.Н., Можаровский С.Г.</i> Построение модели тонкоструктурного элемента солнечной фотосферы. Влияние на модель наблюдаемых напряженностей магнитного поля	5
<i>Баранов А.В., Ефремкин М.С.</i> Измерительный комплекс магнитной обсерватории «Владивосток».....	20
<i>Баранов А.В., Лазарева Л.Ф., Можаровский С.Г.</i> Инверсии профилей круговой поляризации в спектральных магнитоактивных линиях различных элементов.....	33
<i>Ерофеев Д.В.</i> Зависимость между скоростью и магнитным полем в солнечном ветре	49
<i>Ерофеев Д.В.</i> Локальная и крупномасштабная анизотропия турбулентности в солнечном ветре.....	69
<i>Крамынин А.П., Мордвинов А.В.</i> О модуляции амплитуды вековых циклов солнечной активности	81
<i>Крамынин А.П., Язев С.А., Расчетин С., Чванов Р.В.</i> Сравнение наблюдений солнечных пятен Уссурийской астрофизической обсерватории ДВО РАН и Астрономической обсерватории Иркутского государственного университета.....	86
<i>Кузьменко И.В., Гречнев В.В., Уралов А.М.</i> О характере возбуждения ударной волны в эруптивном событии 13 июля 2004 г.	94
<i>Курочка Е.В., Лозицкий В.Г., Осыка О.Б.</i> Магнитные поля в солнечных вспышках: данные спектрально-поляризационных наблюдений	100