

УДК 523.985

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

Научно-исследовательская лаборатория «Астрономическая обсерватория»
Киевского национального университета имени Тараса Шевченко
04053 Киев-53, ул. Обсерваторная 3

Временные изменения физических условий в фотосферных слоях солнечной вспышки

Исследуется солнечная вспышка 5 ноября 2004 г. балла M4.1/1B. Для трех моментов этой вспышки (11^h35^m , 11^h39^m и 11^h45^m UT) изучены стоксовы $I \pm V$ -профили девяти фотосферных линий Fe I, Fe II, Sc II и Cr II. Магнитные поля во вспышке измерялись двояко: методом «центров тяжести» и на основе сопоставления наблюдаемых профилей с теоретическими, рассчитанными по программе Э. А. Барановского. Из анализа профилей следует, что в максимуме вспышки (11^h35^m) наблюдался пик напряженности магнитного поля в верхней фотосфере ($\lg \tau_{500} = -2.7$), который с развитием вспышки размывался и смещался в более глубокие слои фотосферы. Полуэмпирическая модель вспышки имеет два слоя с повышенной температурой: в верхней и средней фотосфере. Эти слои также смещались вглубь с развитием процесса вспышки. Турбулентные скорости в максимуме распределения увеличивались почти в пять раз по сравнению со скоростями в невозмущенной фотосфере, тогда как плотность вещества изменялась в три—шесть раз как в сторону увеличения, так и уменьшения.

ПОЧАСОВІ ЗМІНИ ФІЗИЧНИХ УМОВ Е ФОТОСФЕРНИХ ШПАХ СОНЯЧНОГО СПАЛАХУ, Курочка Є. В., Лозицький В. Г., Осыка О. Б. — Досліджується сонячний спалах 5 листопада 2004 р. балу M4.1/1B. Для трьох моментів цього спалаху (11^h35^m , 11^h39^m і 11^h45^m UT) вивчені стоксові $I \pm V$ -профілі дев'яти фотосферних ліній Fe I, Fe II, Sc II та Cr II. Магнітні поля у спалаху вимірювалися двома методами: методом «центрів ваги» та на основі зіставлення спостережуваних профілів з теоретичними, розрахованими за програмою Е. О. Барановського. З аналізу профілів виходить, що у максимумі спалаху (11^h35^m) існував пік напруженості поля у верхній фотосфері ($\lg \tau_{500} = -2.7$), який з розвитком спалаху розмивався і зміщувався у глибші шари фотосфери. Напівемпірична модель спалаху має два шари з підвищеною температурою: у верхній та середній фотосфері. Ці шари також зміщувались вглиб з розвитком процесу спалаху. Турбулентні швидкості у максимумі розподілу

збільшилися при цьому майже у п'ять разів порівняно зі швидкостями в незбуреній фотосфері, тоді як густина змінювалась у три—шість разів у напрямку як її збільшення, так і зменшення.

TEMPORAL CHANGES OF THE PHYSICAL CONDITIONS IN THE SOLAR FLARE ON THE PHOTOSPHERIC LAYERS, by Kurochka E. V., Lozitsky V. G., Osyka O. B. — Solar flare of 5 November 2005 of importance M4.1/1B is investigated. For three moments of this flare (11^h35^m, 11^h39^m and 11^h45^m UT), the Stokes I±V profiles of nine lines of Fe I, Fe II, Sc II and Cr II are studied. Magnetic fields in the flare were measured using two methods: 'center of gravity' and on a base of comparison of observed profiles with theoretical ones calculated with Baranovsky's program. There are following from profile's analysis that magnetic field peak had existed in flare maximum (11^h35^m) and placed in the upper photosphere ($\lg\tau_{500} = -2.7$). During the flare evolution, this peak became blurred and shifted into deeper layers of the photosphere. Semi-empirical model of the flare has two layers with increased temperature: in upper and middle photosphere. These layers had shifted deeper during flare evolution as well. Turbulent velocities on the maximum of the distribution increased 5 times relatively undisturbed photosphere, whereas plasma density — changed to 3—6 times both to increasing and decreasing.

ВВЕДЕНИЕ

Эмиссионные линии в оптическом диапазоне спектра во вспышках являются достаточно многочисленными: от 500 до 900 линий приведено в каталогах [8, 15—17, 22]. Моделированию различных областей солнечных вспышек, от короны до фотосферы, посвящено много работ. Наиболее полная хромосферная модель представлена в работе [34]. Построение фотосферной модели вспышки для трех моментов выполнено, например, в работах [2, 19]. Модели хромосферных и фотосферных областей являются существенно неоднородными. В модели фотосферы получены минимумы и максимумы в распределениях температуры, скорости, плотности и электронной концентрации по оптической глубине. Для двухленточной вспышки моделирование [1] показало наличие слоистой структуры физических параметров по глубине, холодного слоя в глубине фотосферы в стадии предварительного нагрева, а также вероятность пересоединения силовых линий и образования токового слоя на низких высотах. Полученное при моделировании вспышки распределение магнитного поля с глубиной имеет максимум 400 мТл в верхней фотосфере [33], либо проявляется как неоднородное по крыльям фраунгоферовых линий [20]. Модели других активных образований демонстрируют также сложную магнитную структуру. Так, выполненный для усов не-ЛТР-анализ линий инфракрасного триплета ионизированного кальция показал наличие направленных вниз скоростей порядка 10 км/с в горячем слое между верхней фотосферой и нижней хромосферой [41]. По магнитограммам эти области ассоциируются с сильными токами в верхней фотосфере, а «усы» (бомбы Элдермана) являются результатом пересоединения магнитных силовых линий в верхней фотосфере или нижней хромосфере, где соответствующие напряженности равны 30—40 мТл. В работе [36] проведено численное моделирование факела, близкого к лимбу, для маломасштабной килогауссовой составляющей в окружении слабых полей. В результате сравнения модельных расчетов профилей Стокса для линий Fe I

λ 630.15, 630.25, Fe II λ 614.93 нм с наблюдаемыми получено, что наилучшее согласие показывает модель с диаметром трубки 100–150 км и индукцией в трубке 140 мТл на поверхности Солнца, при этом фактор заполнения объема трубками составляет 0.2. Оценки для спокойной атмосферы предполагают наличие магнитных трубок с напряженностью 110–150 мТл и диаметром 120 км, которые находятся внутри слабого внешнего поля [37]. Быстрые изменения магнитного поля во вспышках, увеличение его градиента при движениях к нейтральной линии и уменьшение градиента при противоположных движениях, а также пересоединение на уровне фотосферы рассмотрены в работе [46]. В работе [39] делается предположение, что показателем пересоединения петель на уровне фотосферы является жесткий рентгеновский предвестник вспышки — малый пик перед главным пиком излучения. В процессе появления вспышки большую роль играют движения пятен вдоль нейтральной линии и быстрые изменения магнитного поля в результате выхода нового магнитного потока [39, 46]. Наблюдения фраунгоферовых линий за 2 ч до появления вспышки показывают прогиб их бисекторов в фиолетовую сторону, что соответствует восходящим потокам вещества [9]. Во время вспышки этот прогиб исчезает, и бисектор превращается в прямую линию, что может свидетельствовать о подавлении движений усилившимся магнитным полем [10].

МАТЕРИАЛ НАБЛЮДЕНИЙ И ИЗБРАННЫЕ СПЕКТРАЛЬНЫЕ ЛИНИИ

Вспышка 5 ноября 2004 г. произошла в активной области AR 10696 и имела балл M4.1/1B. Согласно данным GOES о рентгеновском излучении в диапазоне 0.1–0.8 нм (<http://www.sel.noaa.gov>) она началась в 11^h30^m UT, достигла максимума в 11^h33^m и практически закончилась в 12^h00^m. Вспышка наблюдалась В. Г. Лозицким на эшелюном спектрографе горизонтального солнечного телескопа Астрономической обсерватории Киевского национального университета [12], начиная с 11^h35^m35^s UT, т. е. почти с самого максимума вспышки. Всего было получено пять зееман-спектрограмм; ниже анализируются три из них, полученные в 11^h35^m, 11^h39^m и 11^h45^m. Все спектрограммы относятся к одному и тому же положению на Солнце в картинной плоскости.

Некоторые характеристики использованных спектральных линий

Номер п/п	Элемент, номер мультиплета	λ , нм	E_{ion} , эВ	$g_{эф}$	h_W , км	r_0
1	Fe I 816	630.251	7.90	2.49	264	0.34
2	Fe I 816	630.151	7.90	1.67	286	0.28
3	Fe II 48	526.480	16.18	0.10	152	0.51
4	Fe I 66	525.065	7.90	1.50	330	0.20
5	Fe I 1	525.021	7.90	3.00	324	0.28
6	Fe II 49	523.462	16.18	0.92	246	0.27
7	Fe II 42	492.392	16.18	1.70	—	0.16
8	Sc II 26	523.982	12.80	1.00	195	0.47
9	Cr II 43	523.734	16.49	1.66	147	0.48

При фотографировании спектров перед входной щелью спектрографа ставилась четвертьволновая пластинка, а за щелью — призма-расщепитель из исландского шпата, что позволяло регистрировать $I \pm V$ -профили Стокса.

Спектральные линии, которые использовались для изучения физических условий во вспышке, приведены в таблице. В ней указаны длина волны λ спектральной линии, потенциал ионизации E_{ion} , эффективный фактор Ланде $g_{эф}$, высота h_W образования линии согласно [7], остаточная интенсивность r_0 в центре линии по отношению к интенсивности ближайшего континуума согласно [25].

ДАННЫЕ МЕТОДА «ЦЕНТРОВ ТЯЖЕСТИ»

Измерения магнитных полей этим методом являются традиционными и наиболее простыми: измеряется относительный сдвиг вдоль длин волн профиля линии $I + V$ относительно профиля $I - V$, и этот сдвиг, трактуемый как результат действия зеемановского расщепления, выражается в величинах напряженностей или индукций магнитного поля. Такие измерения можно сравнивать с магнитографическими данными, основанными на том же принципе измерений. Однако спектральные измерения более надежны, чем магнитографические, так как в классическом магнитографе Беккока, а также в фильтровом магнитографе того типа, который работает на SOHO, магнитное поле измеряется не напрямую по сдвигу профиля линии (как при спектральных измерениях), а по величине круговой или линейной поляризации в ее крыльях. Величина этой поляризации зависит не только от магнитного расщепления, но и от модели атмосферы, т. е. термодинамических параметров, а они могут существенно изменяться в течение вспышки.

На рис. 1 сопоставлены измерения в линиях, имеющих наибольшие значения фактора Ланде (т. е. дающие наивысшую точность измерений) и формирующихся в диапазоне высот 264—330 км.

Видно, что в максимуме вспышки магнитное поле увеличивается с высотой, а не уменьшается, как можно было ожидать из теоретических представлений. Но уже через 4 мин (штриховые линии) этот эффект сменился обычной картиной — ослаблением поля с высотой. Аналогичные последним зависимости получены и для момента 11^h45^m , т. е. через 10 мин после максимума вспышки.

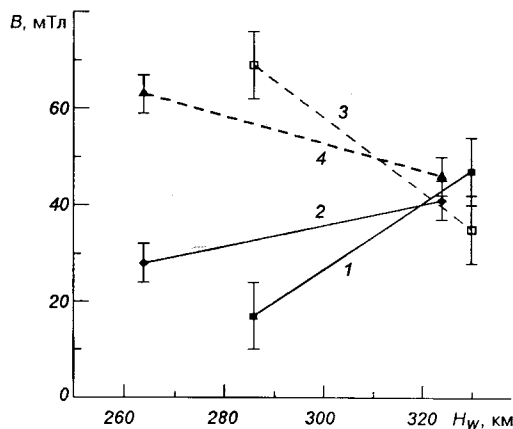


Рис. 1. Значения B магнитного поля во вспышке в зависимости от глубины формирования линий H_W : 1 — данные для максимума вспышки (11^h35^m), полученные по линиям с факторами Ланде g в диапазоне 1.5—1.67, 2 — данные для этого же момента по линиям с $g = 2.5-3.0$, 3 — измерения для момента 11^h39^m по линиям с $g = 1.5-1.67$, 4 — измерения для этого же момента по линиям с $g = 2.5-3.0$

Еще одним интересным моментом есть то, что в диапазоне высот 324—330 км измерения по всем линиям как в максимуме вспышки, так и в послемаксимальной фазе хорошо согласуются между собой. Заметим, что именно в этом диапазоне формируются линии Fe I $\lambda\lambda$ 524.71 и 525.02 нм, наиболее часто используемые для диагностики «сверхтонкой» (пространственно неразрешимой) структуры магнитного поля по методу Стенфло [42]. Простейший критерий диагностики субтелескопических полей по этим линиям сводится к тому, что при наличии в площади апертуры сильных (100—300 мТл) полей, линия Fe I λ 524.71 нм, имеющая меньший фактор Ланде ($g = 2.0$), должна показывать большее измеренное поле, чем линия Fe I λ 525.02 нм ($g = 3.0$).

Однако в работе [14] для трех солнечных вспышек разных баллов было найдено, что данные по этим линиям были одинаковыми с точностью до ошибок измерений (5—10 %), тогда как данные по аналогичной (по критерию Стенфло) паре Fe I $\lambda\lambda$ 630.15—630.25 нм отличались на 25—40 %. Отсюда следует, что во всех трех вспышках линии Fe I $\lambda\lambda$ 524.71 и 525.02 нм «не чувствовали» сильных субтелескопических полей, тогда как линии Fe I $\lambda\lambda$ 630.15 и 630.25 нм — наоборот, показывали сильную чувствительность к полю.

Представленные на рис. 1 результаты прекрасно согласуются с данными работы [14], хотя и не проясняют суть проблемы. Действительно, из рис. 1 следует, что в диапазоне высот 264—290 км (именно там, где формируются линии Fe I $\lambda\lambda$ 630.15 и 630.25 нм) в исследованной вспышке было значительное расхождение измерений по разным линиям, включая и линии с разными значениями фактора Ланде. Возможно, это связано с существенной перестройкой тонкой структуры магнитного поля на протяжении всего 60 км по глубине в фотосфере. В работе [18], касающейся спокойной атмосферы, показано, что данные в линиях Fe I $\lambda\lambda$ 524.71 и 525.02 нм и инфракрасных линиях Fe I $\lambda\lambda$ 1564.8—1565.2 нм хорошо согласуются между собой, тогда как в этих линиях и в паре Fe I $\lambda\lambda$ 630.15 и 630.25 нм — сильно отличаются. По мнению авторов здесь может играть роль заметное различие высот формирования линий Fe I $\lambda\lambda$ 630.15 и 630.25 нм.

ПОЛУЭМПИРИЧЕСКАЯ МОДЕЛЬ ВСПЫШКИ

При построении этой модели использовалась программа Э. А. Барановского [21]. С ее помощью рассчитывались теоретические профили линий при различных наборах физических параметров: распределении температуры T , концентрации N атомарного водорода, турбулентной скорости V_t и величины магнитного поля B в зависимости от оптической глубины в непрерывном спектре на длине волны 500 нм. Путем вариации этих параметров методом проб и ошибок достигалось наилучшее согласие теоретических профилей с наблюдаемыми. Результаты расчетов приведены на рис. 2—6. Здесь цифрами 1—3 обозначены моменты времени 11^h35^m , 11^h39^m , 11^h45^m .

Для 2-го и 3-го моментов оказалось возможным построить однокомпонентные модели, тогда как для 1-го — модель двухкомпонентная, соотношения компонентов 0.6 : 0.4, первый компонент имеет значительное магнитное поле с углом наклона к лучу зрения 70° , во втором компоненте поле нулевое.

Как следует из рис. 2, для всех моментов вспышки наблюдаются два слоя с резко повышенной температурой, сдвинутые по оптической глубине.

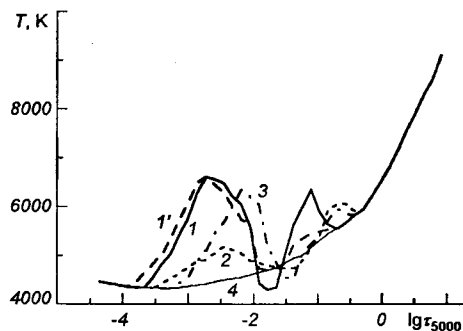


Рис. 2. Зависимость температуры от оптической глубины τ_{500} : 1 и 1' — момент вспышки 11^h35^m (1-й и 2-й компоненты соответственно), 2 — 11^h39^m , 3 — 11^h45^m , 4 — ход температуры в невозмущенной атмосфере [44]

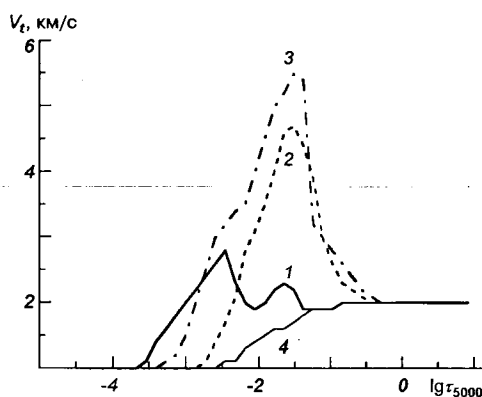
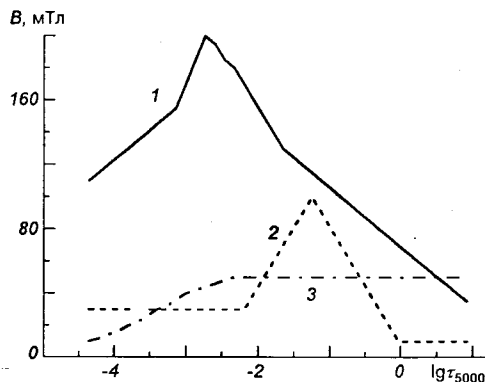


Рис. 3. Зависимость макротурбулентной скорости от оптической глубины τ_{500} : 1 — момент вспышки 11^h35^m , 2 — 11^h39^m , 3 — 11^h45^m , 4 — ход макротурбулентной скорости в невозмущенной атмосфере

Несмотря на примерно одинаковую их протяженность, они имеют разную толщину и находятся на разных высотах. Так, максимумы температуры для слоя в верхней фотосфере расположены на высотах 377, 176 и 295 км, а его толщина для трех моментов составляет 140, 15 и 169 км. Для максимума в средней фотосфере высоты равны 169, 86 и 108 км, а толщины — 42, 85 и 107 км соответственно. Приведенные высоты не совпадают для одних и тех же оптических глубин в невозмущенной фотосфере и во вспышке в пределах 200—50 км для верхней фотосферы и 10 км для средней. Резкое уменьшение температуры по величине после максимума и последующее увеличение для 3-го момента сопровождались колебаниями всех остальных параметров. Для 1-го момента, соответствующего максимуму вспышки, не удалось построить однокомпонентную модель, так как не удалось согласовать ширины линий Fe II λ 492.39 нм и Fe I $\lambda\lambda$ 630.25, 630.15, 525.06, 525.02 нм.

На рис. 3 представлена зависимость макротурбулентной скорости от оптической глубины. В максимуме вспышки скорость минимальна, ход скорости с оптической глубиной не сильно отличается в 1-м и 2-м компонентах, поэтому представлен лишь для 1-го компонента. Для первого момента значение максимальной скорости составляет 2.8 км/с, и увеличивается для двух последующих моментов до 4.5 и 5.2 км/с [13]. Макротурбулентные скорости показывают увеличение от 1-го момента по величине в два раза, а также смещение в максимуме распределения по логарифму оптической глубины для 2-го — на порядок вглубь фотосферы, т. е. примерно 200 км по глубине, а для 3-го — на 150 км.

Рис. 4. Зависимость величины магнитного поля от оптической глубины τ_{500} : 1 — момент вспышки $11^h 35^m$, 2 — $11^h 39^m$, 3 — $11^h 45^m$. Для момента 1 во 2-м компоненте и невозмущенной атмосфере магнитное поле нулевое

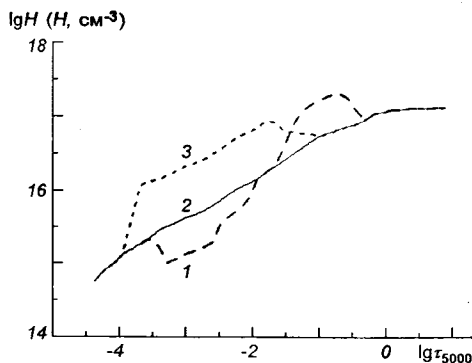


Представленное на рис. 4 изменение магнитного поля с глубиной показывает ее уменьшение после максимума вспышки, а также сдвиг максимального значения вглубь фотосферы со временем. Для 1-го и 2-го моментов видны максимумы магнитного поля, равные 200 и 100 мТл, причем с угасанием вспышки уровень максимума смещается в нижние слои фотосферы. Резкое падение на 100 мТл и смещение максимума с 377 до 154 км по высоте произошло на протяжении 4 мин. Для 3-го момента поле гладкое с плавным ходом и выходом на постоянное значение 50 мТл. Его увеличение для 1-го момента $11^h 35^m$ в интервале высот 260—330 км с градиентом $+0.3$ мТл/км с последующим ослаблением через 10 мин подтверждается измерениями расщепления эмиссионного пика линии Fe II $\lambda 492.4$ нм, который формируется в верхней части фотосферы.

Описанное выше поведение макротурбулентных скоростей, возможно, связано с перестройкой магнитного поля. Как следует из рис. 4, максимум магнитного поля в 1-й момент составлял 200 мТл и находился на высоте 377 км. При этом угол наклона к лучу зрения составлял 70° , поле было закрученным. Во 2-й момент он переместился на высоту 154 км, угол стал равным 0° , а величина максимума 100 мТл. К 3-му моменту резкий максимум расплылся, поле уменьшилось до 50 мТл, а макротурбулентные скорости увеличились. Возможно, к резкому росту скоростей привел процесс освобождения магнитной энергии [14].

Методики измерений магнитного поля во вспышках и спокойной фотосфере обсуждаются в работах [13, 14]. В работе [14] приведены доказа-

Рис. 5. Зависимость концентрации атомов водорода от оптической глубины τ_{500} : 1 — момент вспышки $11^h 35^m$ (2-й компонент), 2 — $11^h 39^m$, 3 — ход концентрации в невозмущенной атмосфере, в 1-м компоненте для момента $11^h 35^m$ и для момента $11^h 45^m$



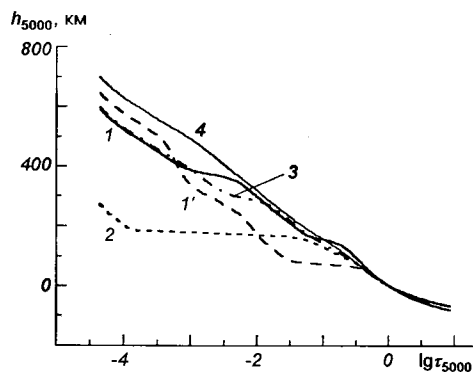


Рис. 6. Связь между высотой в атмосфере и значениями оптической глубины τ_{500} : 1 и 1' — момент вспышки $11^h 35^m$ (1-й и 2-й компоненты соответственно), 2 — $11^h 39^m$, 3 — $11^h 45^m$, 4 — для невозмущенной атмосферы

тельства тонкой структуры магнитного поля в виде трубок: при диаметре трубки 44 км напряженность поля может составлять 220 мТл, а также во вспышках оно может существенно изменяться на протяжении 50 км по высоте.

Изменение с высотой концентрации атомарного водорода во вспышке приведено на рис. 5. Для 1-го момента в 1-м компоненте концентрация соответствует невозмущенной фотосфере, во 2-м есть участки повышенной и пониженной в три раза концентрации. Резкое уменьшение температуры для 2-го момента сопровождается значительным (в шесть раз) ее увеличением, а для 3-го момента концентрация снова соответствует невозмущенному значению.

На рис. 6 представлена протяженность вспышки вдоль высоты по сравнению с протяженностью невозмущенной фотосферы. Для 1-го и 3-го моментов протяженность не сильно отличается от невозмущенной, тогда как для 2-го — уменьшается почти в два раза. Этот эффект объясняется наличием большой области повышенной плотности в модели вспышки.

СРАВНЕНИЕ ФОТОСФЕРНЫХ МОДЕЛЕЙ ВСПЫШЕК И ОБСУЖДЕНИЕ РЕЗУЛЬТАТОВ

Модели вспышек представлены в работах [1, 2, 4, 5, 11, 19, 20, 33]. Основной их чертой является наличие одного, двух или более слоев с пониженной или повышенной температурой в отличие от случая невозмущенной фотосферы, где температурная кривая плавная. Один слой с повышенной температурой может быть в верхней фотосфере и зоне температурного минимума [5, 33], второй слой может быть в нижней фотосфере [4, 19]; возможен также случай нескольких чередующихся слоев [1]. Характер изменений концентрации такой же: она может уменьшаться или увеличиваться на 0.5—1.5 порядка [4, 19]. При этом наблюдается некоторая цикличность изменений температуры и концентрации: максимумы 1-го и 3-го моментов располагаются выше в фотосфере, чем соответствующие максимумы во втором моменте [1, 4, 19]. Похожее поведение температуры и концентрации можно проследить на рис. 2 и 5.

Как отмечено выше, изменение плотности сказывается на протяженности вспышки. Вопрос о глубине образования линий во вспышке требует особого рассмотрения, так как ее слоистая структура и резкие временные изменения физических параметров не дают такой надежной привязки к оптической глубине, как в спокойной фотосфере. В работе [1] рассмотрены

модели для разных моментов 1В/1С-вспышки, начиная моментом $t = 10$ мин до максимума H_{α} и заканчивая моментом $t = 35$ мин после него. На стадии предварительного нагрева отмечался узкий охлажденный слой в фотосфере на высоте -100 км, который за 5 мин сместился вверх до уровня высоты 0 км. Сама вспышка состояла из температурных слоев, количество которых изменялось со временем. Для заданной высоты скорость изменения температуры могла достигать 1000 К за 20—30 с, а панорамная картина вспышки для разных высот от -100 до 700 км напоминала волновой процесс с периодом порядка пяти минут.

В работе [1] получено, что макротурбулентные скорости на протяжении вспышки имеют меньшие значения, чем в невозмущенной фотосфере, тогда как в нашей работе — наоборот, во время вспышки они больше (рис. 3). Поведение лучевых скоростей исследовалось для разных высот в фотосфере [2, 4, 11, 19]. В работах [2, 19] максимальные скорости на всех высотах наблюдаются вблизи H_{α} -максимума, хотя во время вспышки они изменяются по величине в обе стороны. В работах [4, 11] выделен узкий слой 180—220 км, в котором лучевые скорости резко изменяются; при этом а у линий, образующихся выше слоя, появились красные компоненты, ниже — синие. Появление слоя объяснялось его совпадением с областью взаимодействия волнового и конвективного переноса вещества. В рамках трехкомпонентной модели вспышки (гранула, межгранульное пространство и магнитная трубка, в которой задана постоянная лучевая скорость -0.2 км/с) обнаруживается резкое увеличение скоростей в фотосфере ниже высот, соответствующих уровню $\tau_{500} = 1$ для гранулы, и $\tau_{500} = 0.1$ для межгранульного пространства.

Все рассмотренные модели представляют собой модель по лучу зрения для вспышки на диске. Из наблюдений дисковых вспышек [29, 30] в хромосфере (линии H_{α} , He I) и в переходной области (OV) плазма имела скорости, направленные вниз, до 87 км/с, тогда как в короне (Mg IX) увеличение скоростей не наблюдалось. Вспышка на диске 9 сентября 2001 г. балла 2В/М1.9 наблюдалась в линиях H_{α} , Ca II 854.2 нм, He I λ 1083 нм, в начальной фазе вспышки профили имели красный сдвиг, соответствовавший скоростям около 10 км/с. При наблюдениях дисковых вспышек определяется их пространственная структура в активной области, а высотная структура — по наблюдениям вспышек на лимбе.

Вспышка на лимбе 1 августа 2003 г. балла C5.6 исследовалась в линиях H_{α} , Ca II λ 854.2 нм, He I λ 1083 нм, самые широкие профили перечисленных линий были получены от средней яркой части вспышки, а не от вершины петли [31]. В работе [17] приведены около 500 эмиссионных линий для лимбовой вспышки 25 июля 1959 г. и прослежена ее высотная структура в отдельных линиях. Оказалось, что в наиболее сильных линиях водорода и металлов вспышка более структурирована — имеет четыре детали, среди которых выделяется яркое образование с сильным красным крылом на высоте 12000 км и немного ниже — более слабое с синим смещением. В линиях, образующихся глубже, видны 1-2 детали. Изучение спектров вспышки 26 сентября 1963 г., произошедшей вблизи лимба ($\rho = 0.97$) [3], показало похожую на [17] высотную структуру по характеру возгорания линий. Полученные скорости для расширенных в красную сторону линий изменялись от 100 км/с для H_{α} на высоте 12000 км до 4 км/с на высоте 1500 км. Одновременные наблюдения лимбовой вспышки 2N/X20 16 августа 1989 г. [28] в линиях He I λ 1083 нм, водорода H_{α} и в

микроволновом диапазоне показали, что в импульсной фазе линия гелия имеет синюю асимметрию со скоростями от нескольких единиц до 160 км/с. Это означает наличие сильных горизонтальных движений на различных высотах во вспышке, которые не объясняются доплеровским уширением. Более подходящим механизмом является быстрый локализованный нагрев в нижней и средней хромосфере. В работе [24] предложен следующий сценарий: перед началом вспышки корона была предварительно нагрета, поэтому на протяжении 2 мин импульсной фазы при нагреве хромосферы доминировала теплопроводность. Во время импульсной фазы появление широкой (до 3 нм) линии 1083 нм и одновременно микроволнового излучения было вызвано нагревом электронными пучками. Существование электронных пучков под малыми углами к солнечной поверхности возможно при возникновении магнитогидродинамической волны, на внешнем фронте которой эти пучки ускоряются [45].

Величина магнитного поля во вспышках оценивалась ранее: в работе [5] получено максимальное значение 100 мТл, в работе [33] — 400 мТл, области которых совпадали с областями максимумов температуры в верхней фотосфере. Это совпадение также следует из сравнения рис. 2 и 4. В работе [4] была принята модель магнитной трубки с заданным падением магнитного поля от 150 до 50 мТл к верхней фотосфере, которое не изменялось на протяжении вспышки. Это позволило оценить фактор заполнения магнитными трубками, который уменьшился к концу вспышки от 0.1 до 0.07, но не изменилось величины магнитного поля в них. В работе [20] величина магнитного поля во вспышке определялась по наклону крыльев линий Fe I, Ca I и форме их ядра. Сделан вывод о неоднородности магнитного поля с высотой, при этом продольное магнитное поле увеличивается вглубь фотосферы от 0 мТл на высоте 400 км до 300 мТл на 0 км. Как следует из рис. 1 и 4, магнитное поле неоднородно с высотой, и его характер сильно изменяется на протяжении вспышки. Поскольку поле может претерпевать резкие изменения на протяжении нескольких минут, то каждому моменту наблюдений может соответствовать своя картина его изменения. Эта картина, возможно, определяется выходом нового потока и его взаимодействием со старым путем пересоединения магнитных трубок. Из теоретических оценок возможности возникновения маломасштабных килогауссовых трубок на уровне фотосферы следует, что из исходного поля 1—2 мТл можно получить конечное значение 150—180 мТл, при этом толщина трубок уменьшится от 2000—200 до 40—87 км [6].

По оценкам [23, 40] значения магнитных полей спокойного Солнца находятся в пределах от 0 до 180 мТл.

При этом поля $B > 50$ мТл занимают от 1 до 10 % поверхности Солнца, а килогауссовые поля ($B > 100$ мТл) — меньше 1 %. Но именно последние являются очень важной составляющей магнитной энергии, которая проявляется в активных областях. В них также большую роль играет скрученность (helicity) магнитного поля и соотношение между закрытыми и потенциальными полями [38]. Крутильные движения пятен и выходы полей противоположной полярности способствуют появлению вспышек: при медленном движении пятна возникает вспышка с пересоединением петель вблизи нейтральной линии, при быстром — только маломасштабное пересоединение. Анализ структуры и динамики активной области NOAA 9236 [35] до и после вспышки X4.0 26 ноября 2000 г. показал, что за 8 ч до вспышки наблюдались быстрые фотосферные потоки со сверхзвуковыми скоростями, которые распространяются вертикально, горизонтально или под углом к

поверхности Солнца. На основе магнитограмм, которые характеризуют изменения продольного фотосферного поля [43] при наблюдениях 15 рентгеновских вспышек отмечены изменения магнитного поля в каждой вспышке. Всего было отмечено 42 места, где наблюдались изменения магнитного поля, из которых в 75 % изменения происходили меньше чем за 10 мин. По величине поле изменялось на 3—30 мТл, в среднем на 9 мТл, причем уменьшение поля наблюдалось в два раза чаще, чем увеличение. Во всех случаях изменения возникали после начала вспышки, две трети из них — в полутени пятен.

Вспышка 14 июля 2000 г. в активной области NOAA 9077 балла 3В/Х5.7 получила название «День Бастилии» за большую яркость и сопровождавшее ее мощное корональное извержение [32]. Область имела магнитную классификацию $\beta\gamma\delta$, поле изменялось все время. Наблюдалась взаимосвязь между движениями пятен и изменениями во время вспышки: движение группы пятен было направлено к месту разрыва и активации волокна. Появление вспышки было обусловлено появлением нового магнитного потока из-под фотосферы.

Исследования небольшой солнечной вспышки в NOAA 6659 7 июня 1991 г. $H\alpha$, Ca II K, Si I λ 390.5 нм были выполнены в работе [27]: рассчитаны пять полуэмпирических моделей разных моментов по отношению к 1-му максимуму жесткого рентгеновского излучения, подбирая поле скоростей для согласования с наблюдениями. Получено, что в хромосфере происходит движение вверх со скоростью до 20 км/с на протяжении 1 с во время максимума рентгена, после чего температура и плотность резко уменьшаются, и через 6 с появляется поток вниз в нижней хромосфере примерно с теми же скоростями. В работе [26] на основе изображений BCS (YONKON) в мягком рентгеновском излучении и изображений TRACE с высоким пространственным разрешением рассмотрена начальная стадия хромосферного испарения во вспышках. Эволюция распределения интенсивности и доплеровских сдвигов лучше согласуется с моделью последовательного нагрева маломасштабных волокон, чем с моделью отдельной петли. К тому же яркие точки эмиссии и асимметрия распределения интенсивностей не согласуются с моделью хромосферного испарения.

Из приведенного обсуждения следует вывод, что при моделировании вспышек необходимо учитывать структурную неоднородность солнечной атмосферы, что позволит получить качественно новые результаты.

ВЫВОДЫ

Полученная в результате моделирования фотосферная область вспышки является резко неоднородной. В ней возникают два слоя повышенной на 1000—2000 К температуры в верхней и нижней фотосфере, которые в процессе развития вспышки смещаются вглубь фотосферы.

На одной и той же оптической глубине плотность резко изменяется в течение нескольких минут. В максимуме вспышки в переходной области образовался слой пониженной в три раза плотности, через 4 мин он был замещен слоем плотности, повышенной в шесть раз, а еще через 6 мин плотность вернулась к значениям для невозмущенной фотосферы.

Распределение турбулентной скорости имеет максимум, в отличие от распределения в невозмущенной фотосфере. Ее значение в максимуме увеличивается от 2.8 км/с для 1-го момента вспышки до 5.5 км/с через

10 мин, при этом положение максимума перемещается вглубь фотосферы.

Магнитное поле во вспышках имеет тонкую структуру, которая проявляется как в измерениях магнитного поля, так и в моделировании. Она проявляется не только в факторе заполнения объема вспышки магнитными трубками с килогауссовыми значениями, но и в резких изменениях магнитного поля по высоте на протяжении 100 км и меньше. Это может свидетельствовать о скрученности поля или разрывах в силовых линиях.

В связи с вышесказанным возникает вопрос о высотах формирования спектральных линий во вспышках. Как известно, они существенно ниже для пятен (на 100—150 км), чем для спокойной фотосферы. Для вспышек они будут зависеть от физических условий в конкретном объекте.

Авторы искренне благодарны Э. А. Барановскому за предоставление программы для расчетов.

1. Аликаева К. В., Кондрашова Н. Н. Возмущение фотосферы в процессе развития солнечной двухленточной вспышки // Кинематика и физика небес. тел.—2006.—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 небес. тел.—2000.—16, № 6.—С. 541—551.
3. Банин В. Г. Развитие спектров хромосферных вспышек во взрывной фазе на примере вспышки 23.IX.1963 // Изв. Крым. астрофиз. обсерватории.—1965.—33.—С. 118—137.
4. Барановский Э. А., Кондрашова Н. Н., Пасечник М. Н. Фотосферные слои вспышки и флоккула. VI. Полуэмпирические модели // Кинематика и физика небес. тел.—2000.—16, № 5.—С. 387—399.
5. Барановский Э. А., Лозицкая Н. И., Лозицкий В. Г. Магнитные поля и термодинамические условия в солнечной вспышке 8 июля 1980г. // Кинематика и физика небес. тел.—1991.—7, № 3.—С. 52—58.
6. Вайнштейн С. И., Быков А. М., Топтыгин И. Н. Турбулентность, токовые слои и ударные волны в космической плазме. — М.: Наука, 1989.—310 с.
7. Гуртовенко Э. А., Костык Р. И. Фраунгоферов спектр и система солнечных сил осцилляторов. — Киев: Наук. думка, 1989.—200 с.
8. Казанцев А. М., Полупан П. Н. Спектроскопическая обработка вспышки 18 августа 1959 г. // Вестн. Киев. ун-та. Астрономия.—1979.—Вып. 21.—С. 36—43.
9. Кондрашова Н. Н. Асимметрия фраунгоферовых линий по наблюдениям во время вспышек // Вестн. Киев. ун-та. Астрономия.—1987.—Вып. 29.—С. 27—33.
10. Кондрашова Н. Н. Изменение асимметрии линий в процессе солнечной вспышки 7 октября 1979 г. // Кинематика и физика небес. тел.—1988.—4, № 4.—С. 23—28.
11. Кондрашова Н. Н., Пасечник М. Н. Фотосферные слои вспышки. III. Поле скоростей // Кинематика и физика небес. тел.—1999.—15, № 4.—С. 310—317.
12. Курочка Е. В., Курочка Л. Н., Лозицкий В. Г. и др. Горизонтальный солнечный телескоп Астрономической обсерватории Киевского университета // Вестн. Киев. ун-та. Астрономия.—1980.—Вып. 22.—С. 48—56.
13. Курочка Е., Осыка О., Лозицкий В. Сопоставление измерений магнитного поля и турбулентных споростей для 2-х моментов солнечной вспышки 5 ноября 2004 г. // Солнечная активность как фактор космической погоды: Тр. IX Пулковской конференции по физике Солнца, С-Пб, 4—9 июля 2005 г. — С-Пб, 2005.—С. 539—544.
14. Лозицкий В. Г., Курочка Е. В., Осыка О. Б. и др. Проблемы интерпретации наблюдений мелкомасштабных магнитных полей в спокойных и активных образованиях на Солнце // Сб. Уссурийской обсерватории АН РАН.—2007.—10.—С. 79—112.
15. Полупан П. Н. Спектрофотометрия хромоферной вспышки 12 июля 1961 г. // Солнечная активность.—1968.—№ 3.—С. 125—139.
16. Северный А. Б., Стешенко Н. В., Хохлова В. Л. Спектрофотометрия солнечных вспышек с эшелю // Астрон. журн.—1960.—37, № 1.—С. 23—31.
17. Степанян Н. Н. Свечение металлических линий во вспышках // Изв. Крым. астрофиз. обсерватории.—1963.—29.—С. 68—79.
18. Хоменко О., Костык Р. Дослідження магнетизму спокійного Сонця: техніка вимірювань і результати // Журн. фіз. досліджень.—2006.—10, № 4.—С. 381—392.
19. Черногор С. Н., Аликаева К. В. Состояние хромосферного и фотосферного вещества

- слабой вспышки. II. Полуэмпирические фотосферные модели // Кинематика и физика небес. тел.—2001.—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.—220, N 1.—P. 81—91.
 21. *Baranovsky E. A.* Semiempirical LTE modeling of solar photosphere layers. 1. Theoretical background // *Contribs Astron. Obs. Skalnaté Pleso.*—1993.—23.—P. 107—117.
 22. *Blaha M., Kopecky M., Svestka Z.* Quantitative discussion of 244 flare spectra. III. Metal emission lines // *Bull. Astron. Inst. Chezh.*—1962.—13, N 3.—P. 85—91.
 23. *Cerdena I. D., Almeida J. S.* The distribution of the quiet Sun magnetic field strengths from 0 to 1800 G // *Astrophys. J.*—2006.—636.—P. 496—509.
 24. *Chen P. F., Wu S. T., Shibata K., Fang C.* Evidence of EIT and Moreton waves in numerical simulations // *Astrophys. J.*—2002.—572.—P. L99—L102.
 25. *Delbouille L., Neven L., Roland G.* Photometric atlas of the solar spectrum from λ 3000 to 10000 Å. — Liege: Univ. Press.—1973.
 26. *Doschek G. A., Warren H. P.* Chromospheric evaporation in solar flares revisited // *Astrophys. J.*—2005.—620.—P. 1150—1163.
 27. *Falshi A., Mauas P. J. D.* Chromospheric models of a solar flare including velocity fields // *Astron. and Astrophys.*—2002.—387.—P. 678—686.
 28. *Jianqi Y., Chuanjin W., Zhongyu F., Hui L.* Impulsive phase He I 10830 spectra of a large solar limb flare of 16 August 1989 // *Solar Phys.*—1998.—182, N 2.—P. 431—446.
 29. *Kamio S., Kurokava H., Brooks D. H., et al.* Transition region downflows in the impulsive phase of solar flares // *Astrophys. J.*—2005.—625.—P. 1027—1035.
 30. *Li H., You J., Du Q.* Spectroscopic properties of dynamical chromospheric processes in a confined solar flare // *Solar Phys.*—2006.—235, N 1.—P. 107—123.
 31. *Li H., You J., Du G., Yu X.* Multi-wavelength observation results of the C5.6 limb flare of 1 August 2003 // *Solar Phys.*—2004.—225, N 1.—P. 75—90.
 32. *Liu Y., Zhang H.* Relationship between magnetic field evolution and major flare event on July 14, 2000 // *Astron. and Astrophys.*—2001.—372.—P. 1019—1029.
 33. *Lozitsky V. G., Baranovsky E. A., Lozitska N. I., Leiko U. M.* Observations of magnetic field evolution in a solar flare // *Solar Phys.*—2000.—191.—P. 171—183.
 34. *Machado M. E., Avrett E. H., Vernazza J. E., Noyes R. W.* Semiempirical models of chromospheric flare regions // *Astrophys. J.*—1980.—242.—P. 336—351.
 35. *Meunier N., Kosovichev A.* Fast photospheric flows and magnetic fields in a flaring active region // *Astron. and Astrophys.*—2003.—412.—P. 541—553.
 36. *Okunev O. V., Kneer F.* Numerical modeling of solar faculae close to the limb // *Astron. and Astrophys.*—2005.—439.—P. 323—334.
 37. *Rachkovsky D. N., Tsap T. T., Lositsky V. G.* Small-scale magnetic field diagnostics outside sunspots: comparison of different methods // *J. Astrophys. Astron.*—2005.—26.—P. 435—445.
 38. *Regneir S., Canfield R. C.* Evolution of magnetic fields and energetics of flares in active region 8210 // *Astron. and Astrophys.*—2006.—451.—P. 319—330.
 39. *Romano P., Zuccarello F., Contarino L.* An M1.5 flare triggered by a multireconnection process // *Solar Phys.*—2007.—240, N 1.—P. 49—61.
 40. *Socas-Navarro H., Lites B. W.* Observational evidence for small-scale mixture of weak and strong fields in the quiet Sun // *Astrophys. J.*—2004.—616.—P. 587—593.
 41. *Socas-Navarro H., Martinez Pillet V., Elmore D., et al.* Spectro-polarimetric observations and non-LTE modeling of Ellerman bombs // *Solar Phys.*—2006.—235, N 1.—P. 75—86.
 42. *Stenflo J. O.* Magnetic-field structure of the photospheric network // *Solar Phys.*—1973.—32, N 1.—P. 41—63.
 43. *Sudol J. J., Harvey J. W.* Longitudinal magnetic field changes accompanying solar flares // *Astrophys. J.*—2005.—635.—P. 647—658.
 44. *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.—45, N 4.—P. 635—725.
 45. *Vrsnak B., Warmuth A., Brajsa R., Hanslmeier A.* Flare waves observed in Helium I 10830 Å. A link between H α Moreton and EIT waves // *Astron. and Astrophys.*—2002.—394.—P. 299—310.
 46. *Wang H.* Rapid changes of photospheric magnetic fields around flaring magnetic neutral lines // *Astrophys. J.*—2006.—649.—P. 490—497.