

УДК 523.985

Э. А. Барановский¹, В. Г. Лозицкий², В. П. Таращук¹¹Научно-исследовательский институт «Крымская астрофизическая обсерватория»
98409 Крым, п. Научный²Астрономическая обсерватория
Киевского национального университета имени Тараса Шевченко
04053 Киев-53, ул. Обсерваторная 3**Моделирование фотосферы и хромосферы
двух мощных вспышек на Солнце
(28 октября 2003 г. и 1 сентября 1990 г.)**

Изучаются спектры двух сильных вспышек, близких по интенсивности в оптическом диапазоне, но различных по спектральным особенностям и мощности в других диапазонах. Одна из них — уникальная вспышка 28 октября 2003 г., балл X17.2/4B, третья по величине среди зарегистрированных. Вторая — 1 сентября 1990 г., балл 3B. Вспышки различаются величиной бальмеровского декремента. Для вспышки 28 октября 2003 г. отношение $I(H\beta)/I(H\gamma) = 1.47$. Это наибольшее значение, наблюдавшееся у солнечных вспышек. Вспышки различаются также величиной эмиссии в линиях D Na I — эмиссия значительно больше у вспышки 28 октября 2003 г. По наблюдаемым профилям бальмеровских линий и линий D Na I рассчитаны модели хромосферы этих вспышек. Удовлетворительное согласие вычисленных и наблюдаемых профилей получено для двухкомпонентных моделей, в которых горячий компонент занимает 6 % площади. Горячий компонент модели хромосферы характеризуется наличием плотной конденсации в верхних слоях. Для вспышки 28 октября 2003 г. эта конденсация расположена на большей глубине и содержит больше вещества, чем для второй вспышки. Интенсивность линии H β отдельно для горячего компонента модели составляет около 30, а интенсивность непрерывного спектра — около 3 % от невозмущенного уровня. По наблюдаемым профилям фотосферных линий для вспышки 28 октября 2003 г. рассчитана модель фотосферы. Получено, что очень широкие наблюдаемые профили отдельных сигма-компонентов линии Fe I 525.0 нм можно объяснить только наличием магнитных полей различной на-

правленности. Обнаружено большое различие между величинами напряженности магнитного поля, полученными по расщеплению сигма-компонентов и посредством моделирования.

МОДЕЛЮВАННЯ ФОТОСФЕРИ І ХРОМОСФЕРИ ДВОХ ПОТУЖНИХ СПАЛАХІВ НА СОНЦІ (28 ЖОВТНЯ 2003 Р. І 1 ВЕРЕСНЯ 1990 Р.), Барановський Е. А., Лозицький В. Г., Таращук В. П. Вивчаються спектри двох сильних спалахів, близьких за інтенсивністю в оптичному діапазоні, але різних за спектральними особливостями і потужністю в інших діапазонах. Один з них — унікальний спалах 28 жовтня 2003 р., бал X17.2/4B, третій за величиною серед зареєстрованих. Другий — 1 вересня 1990 р., бал 3B. Спалахи розрізняються величиною бальмерівського декременту. Для спалаху 28 жовтня 2003 р. відношення $I(H\gamma)/I(H\beta) = 1.47$. Це найбільше із усіх спостережених значень. Спалахи розрізнялись також величиною емісії в лініях D Na I — емісія значно більша для спалаху 28 жовтня 2003 р. За профілями спостережених бальмерівських ліній і ліній D Na I розраховано моделі хромосфери цих спалахів. Задовільне узгодження обчислених і спостережених профілів отримано для двокомпонентних моделей, у яких гарячий компонент займає 6 % площі. Він характеризується наявністю щільної конденсації у верхніх шарах. Для спалаху 28 жовтня 2003 р. ця конденсація розташована на більшій глибині і містить більше речовини, ніж для другого спалаху. Інтенсивність лінії H окремо для гарячого компонента моделі складає близько 30 %, а інтенсивність неперервного спектру — близько 3 % від незбуреного рівня. За профілями фотосферних ліній для спалаху 28 жовтня 2003 р. розраховано модель фотосфери. Отримано, що дуже широкі профілі окремих спостережених сигма-компонентів лінії Fe I 525.0 нм можна пояснити тільки наявністю магнітних полів різних напрямків. Виявлено велике розходження між величинами напруженості магнітного поля, отриманими за даними розщеплення сигма-компонентів і за допомогою моделювання.

THE SIMULATION OF THE PHOTOSPHERE AND CHROMOSPHERE OF TWO BIG SOLAR FLARES (ON 28 OCTOBER 2003 AND 1 SEPTEMBER 1990), by Baranovsky E. A., Lozitsky V. G., Tarashchuk V. P. — We studied spectra of two flares very similar by power in the optical region, but very different by spectral features and the total energy. One of them is an unique flare of 28 October 2003, its importance is X17.2/4B, it is the third in size amongst the registered flares. The second flare took place on 1 September 1990, its importance is 3B. The flares are distinguished by the value of Balmer decrement. For the flare of 28 October 2003 the ratio $I(H\gamma)/I(H\beta) = 1.47$. This is the maximum value that was observed for solar flares. The flares are also different with regard to the intensity of the D Na I lines: the emission of these lines is much bigger for the flare of 28 October 2003. The model chromospheres of these flares are calculated by the use of

the observed profiles of Balmer lines and D Na I lines. The simultaneous interpretation of all observed profiles proved to be impossible. Much more better agreement between calculated and observed profiles was obtained with two-component model in which the hot component occupies 6 % of the area. Hot components of the models are characterized by the presence of thick condensations in the upper layers. This condensation is situated on greater depth and contains more substance for the flare of 28 October 2003 as compared with the second flare. The intensity of H line in the hot component separately is about 30 and the continuum intensity is 3 % of the undisturbed intensity. For the flare of 28 October 2003 the model photosphere is also calculated using the observed profiles of photospheric lines. It was concluded that very broad profiles of sigma-components of the line of Fe I 525.0 nm could be explained only by the suggestion that the magnetic field in the photospheric layers of the flare is very inhomogeneous — the magnetic fields of different directions are present. We obtained a large difference between the values of magnetic field obtained deduced by the separation of the sigma-components and by the simulation.

Исследование очень мощных вспышек на Солнце представляет значительный интерес, так как многие их параметры могут отличаться от параметров умеренных вспышек. В октябре — ноябре 2003 г. происходило значительное усиление солнечной активности. Увеличилось количество солнечных пятен, поток радиоизлучения на волне 10.7 см вырос почти в три раза. 26 и 28 октября 2003 г. произошли две протонные вспышки. Вспышка 28 октября 2003 г. (мощность в рентгене X17.2/4В) занимает третье место среди всех ранее наблюдавшихся. Большинство исследований этой вспышки касаются наблюдений в рентгеновском [20], гамма-диапазоне [10, 17], изучения H-фильтрограмм [4, 5], магнитного поля [7, 8], т. е. относятся в основном к процессам, происходившим в короне, и в меньшей степени — в фотосфере. Работ по изучению спектров хромосферных линий почти нет, вследствие чего хромосферные и фотосферные слои вспышки исследованы недостаточно.

Цель нашей работы — определение физических условий в хромосфере и фотосфере по профилям бальмеровских и нескольких фотосферных линий, а также линий D Na I, полученных из наблюдений. Для сравнения использованы результаты изучения другой сильной вспышки балла 3В по наблюдениям 1990 г.

НАБЛЮДАТЕЛЬНЫЙ МАТЕРИАЛ

Наблюдения вспышки 28 октября 2003 г. выполнялись с помощью эшелювого спектрографа с поляризационным устройством [3], установленного на горизонтальном солнечном телескопе Астрономической обсерватории Киевского национального университета. Профили

линий получены в результате обработки зееман-спектрограмм в ортогональных круговых поляризациях, позволивших проанализировать профили Стокса $I \pm V$. Спектры получены для нескольких моментов времени в разных узлах вспышки. Мы рассматриваем профили, полученные в $11^h 13^m$ UT. Максимум вспышки приходился на $11^h 00^m - 11^h 10^m$ UT [4, 5].

Для сравнения рассмотрена также вспышка балла 3В 1 сентября 1990 г., наблюдавшаяся на телескопе БСТ-2 НИИ «КрАО» с помощью эшельного спектрографа [2]. Дисперсия составляла 0.03 нм/мм в области 400 нм и 0.056 нм/мм в области 600 нм. Выбранные линии H_α , H_β и D_2 Na I профотометрированы на автоматизированном фотометре.

Рассмотрим полученные профили линий обеих вспышек, относящиеся к моментам вблизи максимумов их развития. На рис. 1 приведены профили линий H_α , H_β и D_2 Na I для этих двух вспышек. По интенсивности бальмеровских линий они похожи, но существенно различаются соотношением интенсивностей H_α и H_β . У вспышки 28 октября 2003 г. интенсивность H_α в 1.5 раза больше, чем интенсивность H_β . У второй вспышки (1 сентября 1990 г.) интенсивности H_α и H_β почти одинаковы для одного момента ($7^h 07^m$ UT), и $I(H_\alpha) > I(H_\beta)$ для второго момента ($7^h 04^m$ UT). Нужно отметить, что для солнечных вспышек чаще всего наблюдается соотношение $I(H_\alpha) > I(H_\beta)$. Обратное соотношение, когда $I(H_\alpha) < I(H_\beta)$, отмечено только для четырех вспышек. Это были сильные вспышки с $I(H_\alpha) > 2$, которые наблюдались в 1958, 1960, 1980 и 1990 гг. [1, 15, 16, 19].

Величина отношения $I(H_\alpha)/I(H_\beta)$ для этих вспышек составляла 1.1...1.37. Для вспышки 28 октября 2003 г. $I(H_\alpha)/I(H_\beta) = 1.47$. Это наибольшее значение, наблюдавшееся у солнечных вспышек. Обе

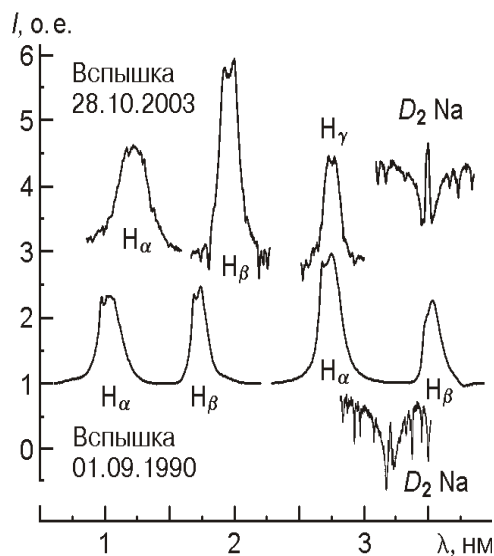


Рис. 1. Наблюдаемые профили бальмеровских линий и линии D_2 Na I для вспышек 28 октября 2003 г. (верхний ряд) и 1 сентября 1990 г. (нижний ряд)

вспышки различаются также по интенсивности эмиссии линии D_2 Na I. Вспышка с относительно низкой интенсивностью H имеет также более низкую интенсивность линии D_2 Na I.

РАСЧЕТ МОДЕЛЕЙ И ИХ СРАВНЕНИЕ

Моделирование хромосферы двух вспышек проведено по профилям линий H, H, H и D_2 Na. Модели рассчитываются путем подбора параметров хромосферы — температуры T , турбулентной скорости V_t , напряженности магнитного поля H таким образом, чтобы рассчитанные контуры линий как можно лучше совпадали с полученными из наблюдений. Для определения магнитного поля принималось во внимание расщепление наблюдаемых контуров линий. Лучевая скорость принималась равной нулю, так как наблюдаемая асимметрия профилей невелика. Вычисления профилей хромосферных линий сделаны по нашей не ЛТР-программе типа PANDORA [9].

После многих попыток воспроизвести ход температуры T и других параметров мы пришли к выводу, что профили линий вспышки 28 октября 2003 г. нельзя объяснить с помощью однородной модели хромосферы. Согласование вычисленных профилей с наблюдаемыми оказалось возможным только в предположении тонкой структуры вспышки. Вспышка содержит мелкие очень яркие детали, которые занимают лишь малую долю всей площади, они при наблюдении не разрешаются, поэтому в результате наблюдается усредненная картина. В окончательном варианте модели наилучшее согласие получено с фактором заполнения 0.06 (94 % площади вспышки занимают участки с низкой температурой хромосферы, и только 6 % занято яркими участками с высокой температурой). Горячий компонент модели дает профили линий очень большой интенсивности — порядка 30 в центре линии H. В то же время холодный компонент дает малую эмиссию, интенсивность которой чуть больше 1. Вычисленные усредненные профили показывают хорошее соответствие с наблюдениями бальмеровских линий D_2 Na I. На рис. 2 показаны вычисленные и наблюдаемые профили бальмеровских линий и линии натрия для вспышки 28 октября 2003 г.

Расчеты профилей делались с учетом магнитного поля в хромосферных слоях. Смещение вычисленных сигма-компонентов хромосферных линий относительно наблюдаемых соответствуют напряженности магнитного поля в хромосфере 60 мТл.

Аналогичные расчеты проведены также для второй вспышки 1 сентября 1990 г., когда $I(H) > I(H)$. Получено, что согласие вычисленных и наблюдаемых профилей линий H и H несколько хуже, чем в предыдущем случае (рис. 3).

На рис. 4 представлен модельный ход температуры с высотой. Слева от нуля — это область фотосферы, справа — хромосферы. Зна-

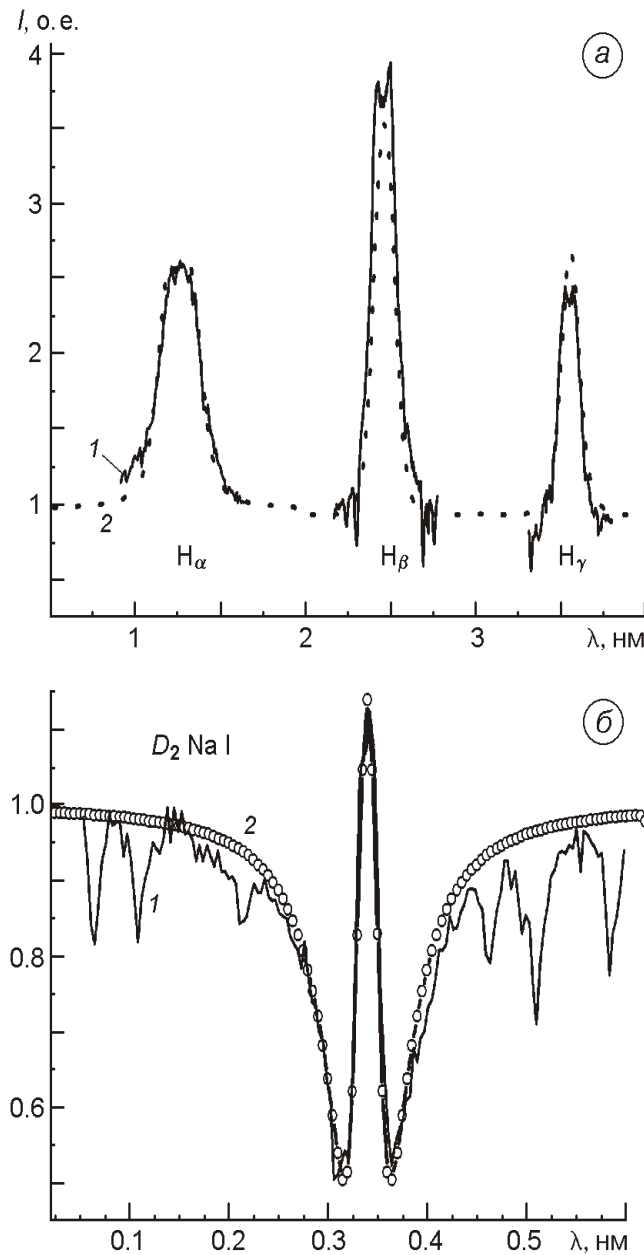


Рис. 2. Профили бальмеровских линий (а) и линии натрия (б) для вспышки 28 октября 2003 г.: 1 — наблюдения, 2 — расчет

чение $s = 1$ соответствует высоте $H = 580$ км. Собственно хромосфера простирается до уровня с резким подъемом температуры T . Из рис. 4 следует, что область хромосферы, где происходит вспышка, менее протяженная, чем невозмущенная хромосфера [18]. Для сравнения приведена модельная зависимость для вспышки F2 из работы [13]. Модель F2 соответствует вспышке большой интенсивности. Наши мо-

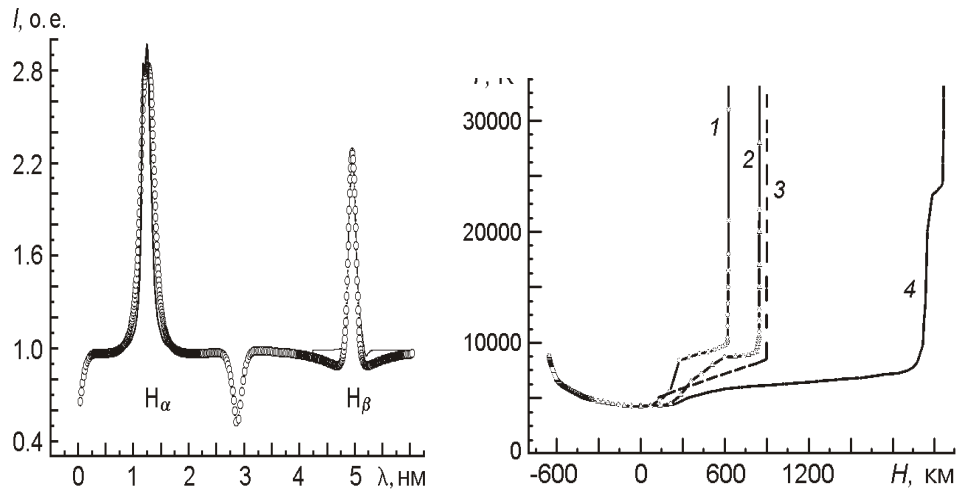


Рис. 3. Профили бальмеровских линий для вспышки 1 сентября 1990 г.: сплошная линия — наблюдения, кружки — расчет

Рис. 4. Высотные профили температуры в моделях: 1 — вспышка 28 октября 2003 г., 2 — вспышка 1 сентября 1990 г., 3 — вспышка F2 [13], 4 — невозмущенная область [18]

дели вспышек оказались менее протяженными и смещенными в более плотные слои.

Сравнение концентрации N_h атомов водорода в изучаемых вспышках и вспышке F2 приведено на рис. 5. Видно, что в наших моделях плотность верхних слоев выше на 1—1.5 порядка, чем во вспышке F2. В верхних слоях горячего компонента имеются уплотнения $N_h \sim 10^{14}—10^{15} \text{ см}^{-3}$, имеющие протяженность 15—20 км. Вспышка 28 октября 2003 г. имеет в 10 раз больше плотного вещества в верхних слоях хромосферы, чем вторая вспышка. Полученные модели очень похожи по структуре на теоретические гидродинамические модели [12].

Рассмотрим теперь фотосферные линии вспышки 28 октября 2003 г. Для моделирования были использованы линии Fe I 525.0 нм, Fe I 557.6 нм, Ca I 610.27 нм. Профили линий получены с поляридной оптикой, поэтому в магнитной линии Fe I 525.0 нм видны два сигма-компонента. Однако на рис. 6 видно, что отдельные компоненты существенно шире, чем невозмущенные профили линий. Так как для немагнитной линии $\lambda = 557.6$ нм такого уширения контура не наблюдается, то уширение нельзя объяснить влиянием турбулентной скорости V_t . Объяснить сильное уширение отдельных компонентов линии 525.0 нм можно тем, если предположить, что магнитное поле не является чисто продольным. При наличии участков с магнитным полем, направленным под различными углами к нормали и с различными значениями азимутов, невозможно выделить в чистом виде компоненты, смещенные влево или вправо от центра линии. Другими сло-

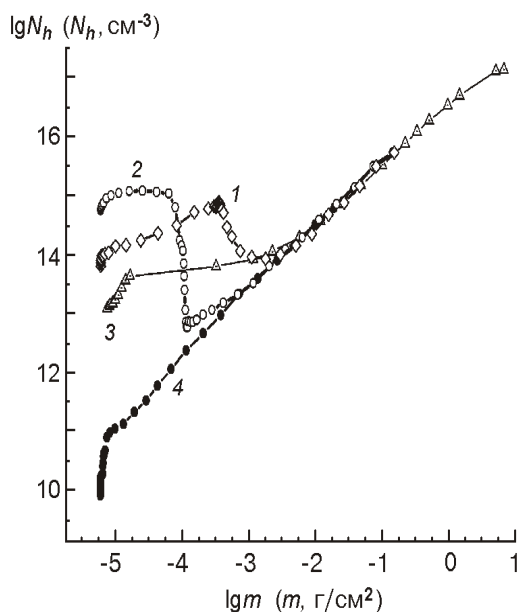


Рис. 5. Модельная концентрация водорода N_h : 1 — вспышка 28 октября 2003 г., 2 — вспышка 1 сентября 1990 г., 3 — вспышка F2 [6], 4 — невозмущенная область [18]

вами, всегда наблюдаются наложения компонентов, смещенных влево и вправо. Это наиболее очевидно при наличии полей противоположной полярности. Таким образом, приведенные на рис. 6 смещенные компоненты не являются в сущности сигма-компонентами. Их взаимное смещение и их ширина зависят от характера неоднородности магнитных полей. В связи с этим при расчете модели фотосферы мы рассчитывали полную интенсивность для профилей фотосферных магнитных линий и сравнивали с наблюдаемыми профилями, полученными как среднее из наблюдаемых левого и правого сигма-компонентов. Вывод о сильной неоднородности магнитного поля в фотосфере вспышки 28 октября 2003 г. сделан также в работе [6].

Профили фотосферных линий вычислялись по ЛТР-программе SIR [14].

Для вычисления профилей задается модель фотосферы (зависимости температуры, плотности, турбулентной и лучевой скорости, магнитного поля от оптической глубины) и задаются атомные параметры рассчитываемой линии (сила осцилляторов, параметры уширения, фактор Ланде).

Сначала рассчитываются профили линий для невозмущенной фотосферы по стандартной модели для невозмущенной фотосферы (например [18]). Вычисленные невозмущенные профили сравниваются с наблюдаемыми невозмущенными профилями (например [11]). Такое сравнение дает возможность уточнить величины сил осцилляторов и параметров уширения. Если вычисленные и наблюдаемые невозмущенные профили согласуются, то с соответствующими значениями сил осцилляторов и параметров уширения можно начинать расчеты профилей линий для моделей вспышки.

В окончательной модели фотосферы магнитное поле растет с глубиной от 90 мТл в верхней фотосфере до 250 мТл в нижней. Сравнение

Рис. 6. Наблюдаемые профили линии Fe I 557.6 нм (1 — во время вспышки 28 октября 2003 г., 2 — невозмущенный профиль) и линии Fe I 525.0 нм (2 — невозмущенный профиль, 3, 4 — соответственно σ -компоненты $I+V$, $I-V$ во время вспышки 28 октября)

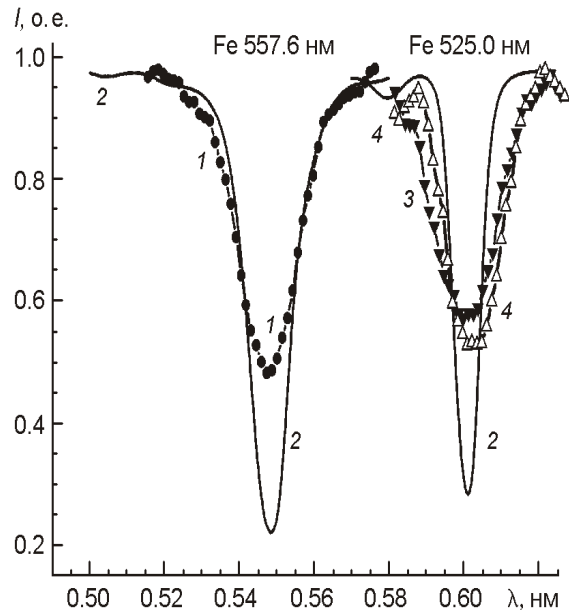
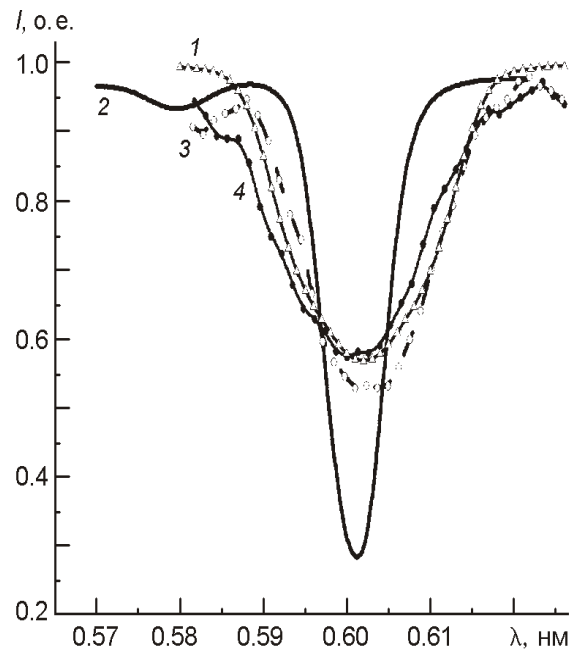


Рис. 7. Сравнение вычисленных (1) и наблюдаемых (2—4) профилей линии Fe I 525.0 нм для вспышки 28 октября 2003 г.: 2 — невозмущенный профиль, 3, 4 — σ -компоненты $I+V$, $I-V$ соответственно



вычисленных и наблюдаемых профилей показано на рис. 7. Видно, что вычисленный профиль линии Fe I 525.0 нм (треугольники) достаточно хорошо совпадает с сигма-компонентами $I+V$ и $I-V$.

Необходимо отметить, что смещение сигма-компонентов соответствует магнитному полю 30 мТл. Уменьшение центральной глубины линии вызвано не только магнитным уширением, но и увеличением температуры в верхней фотосфере. Модель фотосферных слоев вспышки 28 октября 2003 г. приведена на рис. 8. Видно, что в более глубоких слоях фотосферы температура ниже, чем в модели невозму-

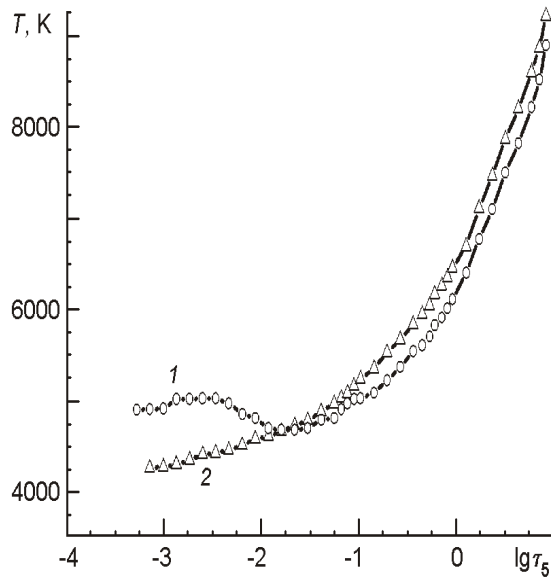


Рис. 8. Ход температуры в модели фотосферы с глубиной для вспышки 28 октября 2003 г.: 1 — вспышка, 2 — спокойная фотосфера

щенной фотосферы, поскольку вспышка была расположена на полутени пятна.

ВЫВОДЫ

Рассчитаны модели хромосферы по наблюдаемым профилям линий H , H , H и D Na I для двух вспышек: 28 октября 2003 г. балла 17X/4B (отношение интенсивностей $I(H)/I(H) = 1.47$) и вспышки 1 сентября 1990 г. балла 3B (отношение $I(H)/I(H) = 0.74$). При моделировании учитывался бальмеровский декремент, ширина линий и соотношение интенсивностей бальмеровских линий и линий D Na I. Согласовать все параметры оказалось возможным только с помощью неоднородных моделей, когда область вспышки состоит из участков с различной температурой хромосферных слоев. При этом более горячие и яркие участки занимают малую долю всей области вспышки, но они не разрешаются при наблюдении, так что наблюдается усредненная картина.

Модель хромосферы первой вспышки состоит из двух компонентов — горячего и холодного. Горячий компонент занимал 6 % площади. Интенсивность линии H в нем равна 30, а интенсивность непрерывного спектра — около 3 %. В верхних слоях этого компонента имеется уплотнение около $N_H \sim 10^{15} \text{ см}^{-3}$ протяженностью 15—20 км. Магнитное поле в хромосфере равно 60 мТл и увеличивается от 90 мТл в верхней фотосфере до 250 мТл в нижней фотосфере. Магнитное поле фотосферы определено по наблюдаемому профилю магнитной линии Fe I 525.0 нм. Отмечается существенное различие между величиной фотосферного магнитного поля, полученным посредством моделирования (90—250 мТл) и значением, полученным из величины

смещения сигма-компонентов фотосферных линий (30 мТл). Такое различие можно объяснить сильной неоднородностью магнитного поля — наличием полей разных направлений.

Модель хромосферы второй вспышки аналогична первой, но количество массы в уплотнении (колонковая плотность) в 10 раз меньше, а температура уплотнения существенно ниже. Делается вывод, что величина отношения $I(H\beta)/I(H\gamma)$ зависит от массы и глубины проникновения плотной хромосферной конденсации: для моделей с более глубокой и мощной хромосферной конденсацией характерно большее значение этого отношения.

1. Барановский Э. А., Маланушенко Е. П., Шумко А. В. Исследование хромосферы продолжительной вспышки // Астрон. журн.—1997.—**74**, № 3.—С. 454—459.
2. Коваль А. Н., Степанян Н. Н. Описание и исследование горизонтального солнечного телескопа Крымской астрофизической обсерватории АН СССР // Изв. Крым. астрофиз. обсерватории.—1970.—**41-42**.—С. 194—197.
3. Курочка Е. В., Курочка Л. Н., Лозицкий В. Г. и др. Горизонтальный солнечный телескоп астрономической обсерватории КГУ // Вестник КГУ. Сер. Астрономия.—1980.—Вып. 22.—С. 48—56.
4. Лаба І. С. Потужний протонний спалах 4В/Х17.2 на Сонці 28.Х. 2003 і його вплив на магнетосферу Землі // Журн. фіз. досліджень. **12**, № 1. С. 1901—1908.
5. Лаба І. С. Протонний спалах 4В/Х17.2 на Сонці 28 жовтня 2003 р. Результати фотометрії // Кинематика и физика небес. тел.—2007. **23**, № 1. С. 51—60.
6. Лозицкий В. Г. Магнитные поля и профили линий Fe I в большой солнечной вспышке 28 октября 2003 г. // Письма в астрон. журн. 2009. **35**, № 2. С. 154—160.
7. Ambastha A. Evolution of magnetic and velocity fields in super-active region NOAA10486 and the large 4B/X17.2 flare of October 28, 2003 // Sun and Geosphere. 2007. **2** (1). P. 13—18.
8. Ambastha A. Signatures of large flares on photospheric magnetic and velocity fields // Bull. Astron. Soc. India. 2007. **35**. P. 419—426.
9. Avrett E. H., Loeser R. Formation of line and continuous spectra. I. Source-function calculations // SAO. 1969. Special Report 303.
10. Bieber J. W., Clem J., Evenson P., et al. Observation of neutron and gamma ray emission from the October 28, 2003 solar flare // 29th International cosmic ray conference. Pune, 2005. Vol. 1. P. 57—58.
11. Delboulle L., Neven L., Roland C. Photometric atlas of the solar spectrum from 3000 Å to 10 000 Å. Liege, 1973.
12. Hawley S. L., Fisher G. H. Solar flare model atmospheres // Astrophys. J. 1994. **426**. P. 387—403.
13. 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.
14. Ruiz Cobo B., del Toro Iniesta J. C. Inversion of Stokes profiles // Astrophys. J. 1992. **398**. P. 375—385.
15. Smith E. V. P. Spectrum of the flare of September 2, 1960 // Astrophys. J. 1963. **137**. P. 580—591.

16. *Svestka Z.* Hydrogen spectrum of the flare of July 30, 1958 // *Bull. Astron. Inst. Czech.* 1960. **11**, N 5. P. 167–176.
17. *Vashenyuk E. V., Balabin Yu. V., Gvozdevsky B. B., et al.* Solar cosmic ray propagation model for the 28 October 2003 GLE // *Physics of Auroral Phenomena: Proc. XXVIII Annual Seminar.* Apatity, 2005. P. 141–144.
18. *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**. P. 635–725.
19. *Zirin H., Liggett M., Patterson A.* The $I(H\beta)/I(H\alpha)$ ratio in solar flares // *Solar Phys.* 1982. **76**. P. 387–392.
20. *Zuccarello F., Romano P., Farnik F., et al.* The X17.2 flare occurred in NOAA 10486: an example of filament destabilization caused by a domino effect // *Astron. and Astrophys.* 2009. **493**. P. 629–637.

Поступила в редакцию 03.11.08