

Висновки. Виявлено нерівномірну зміну температури збудження атомів FeI із висотою за даними досліджень метеорного спектра 2 серпня 2011 р. Спостерігається підвищення температури збудження атомів FeI перед і одразу після спалахів і її зниження безпосередньо під час спалахів. Можливо, під час спалахів відбувалося суттєве руйнування метеорного тіла з подальшими викидами метеорної речовини й розсіюванням її у просторі навколо метеороїда. Унаслідок активного руйнування відкривалися менш нагріті ділянки метеорного тіла, що призводило до зниження температури. Температура збудження розраховувалася в наближенні термодинамічної рівноваги, яка не встигає встановитися під час прольоту метеорного тіла. Необхідно подальше дослідження для кращого вивчення процесів збудження та світіння ліній у спектрі метеорного явища.

Список використаних джерел

1. Смирнов В. А. Спектры кратковременных световых явлений: Метеоры / В. А. Смирнов. – М. : Физматлит, 1994. – 208 с.
2. Jones W. Theoretical and observational determinations of the ionization coefficient of meteors / W. Jones // Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. – 1997. – V. 288. – № 4. – P. 995–1003.
3. Saidov K. H. Luminous efficiency coefficient from simultaneous meteor observations / K. H. Saidov, M. Simek // Astronomical Institutes of Czechoslovakia, Bulletin (ISSN 0004-6248). – 1989. – V. 40. – № 5. – P. 330–332.
4. Smirnov V. A. Coefficient of Meteor Plasma Radiation / V. A. Smirnov // Proceedings of the International Meteor Conference, Frasso Sabino, Italy, 23–26 September 1999, Editor: Arlt, R., International Meteor Organization. – 2000. – P. 47–58.
5. Mozgova A. M. Identification of emission lines in a meteor spectrum obtained on August 2, 2011 / A. M. Mozgova, J. Borovicka, P. Spurny, K. I. Churyumov // Odessa Astronomical Publications. – 2015. – 28/2. – С. 289–291.
6. Бронштэн В. А. Физика метеорных явлений / В. А. Бронштэн. – М. : Наука, Главная редакция физ.-мат. литературы, 1981. – 416 с.
7. Ceplecha Z. Study of a bright meteor flare by means of emission curve of growth / Z. Ceplecha // VAC. – 1964. – Vol. 15. – № 3. – P. 102–112.
8. Millman P. M. Analysis of meteor spectra / P. M. Millman // Ann. Harvard Coll. Obs. – 1937. – V. 82. – № 7. – P. 149–177.
9. Ceplecha Z. Study of a bright meteor flare by means of emission curve of growth / Z. Ceplecha // VAC. – 1964. – V. 15. – № 3. – P. 102–112.
10. Кохинова Г. И. Количественный анализ спектров метеоров / Г. И. Кохинова // Астрономический Вестник. – 1993. – Т. 27. – № 3. – С. 100–112.
11. Borovicka J. A fireball spectrum analysis / J. Borovicka // Astron. Astrophys. – 1993. – V. 279. – P. 627–645.

Надійшла до редколегії 15.09.17

А. Мозговая, инж. I cat.
В. Клещонок, канд. физ.-мат. наук,
Киевский национальный университет имени Тараса Шевченко,
А. Голубаев, канд. физ.-мат. наук, НДИ астрономии Харьковский национальный университет имени В. Н. Каразина,
И. Боровичка, д-р наук, Астрономический институт Академии наук Чешской Республики

ОПРЕДЕЛЕНИЕ ТЕМПЕРАТУРЫ ВОЗБУЖДЕНИЯ АТОМОВ FeI В МЕТЕОРНОЙ КОМЕ ПО СПЕКТРУ СПОРАДИЧЕСКОГО МЕТЕОРА, ПОЛУЧЕННОГО 2 АВГУСТА 2011 ГОДА В ЧЕХИИ

Представлены результаты определения температуры возбуждения атомов FeI по данным исследований метеорного спектра, полученного 2 августа 2011 г. в городе Ондрейов на наблюдательной станции Астрономической обсерватории Астрономического института Академии наук Чешской Республики.

Ключевые слова: температура возбуждения атомов, метеор, спектр, спектральные линии, интенсивности спектральных линий.

А. Mozgova, eng. I cat.
V. Kleshchonok, Ph. D.,
Taras Shevchenko National University of Kyiv
А. Golubaev, Ph. D. Institute of Astronomy, V. N. Karazin KhNU
J. Borovicka, Dr. Sc., Astronomical Institute, Ondrejov Observatory

THE EXCITATION TEMPERATURE DETERMINATION OF THE FeI ATOMS ACCORDING TO THE SPORADIC METEOR SPECTRA DATA OBTAINED ON AUGUST 2, 2011 IN CZECH

This paper presents the results of the determination of the excitation temperature of the FeI atoms according to the data of the meteor spectra obtained on August 2, 2011 in Ondrejov, at the observation station of the Astronomical Institute Observatory of the Academy of Sciences of the Czech Republic.

Keywords: atomic excitation temperature, meteor, spectrum, spectral lines, intensity of spectral lines.

УДК 523.985

В. Лозицький, д-р фіз.-мат. наук,
Н. Лозицька, канд. фіз.-мат. наук
Київський національний університет імені Тараса Шевченка

ПОРІВНЯННЯ ХРОМОСФЕРНИХ І ФОТОСФЕРНИХ МАГНІТНИХ ПОЛІВ У ДВОХ СОНЯЧНИХ СПАЛАХАХ БАЛІВ X1.1/4N І X17.2/4B

Із порівняння спектрально-поляризаційних вимірювань магнітного поля у двох потужних сонячних спалахах (28 жовтня 2003 р. балу X17.2/4B і 17 липня 2004 р. балу X1.1/2N), виконаних у лініях FeI і D1 NaI, впливає, що ефективне магнітне поле B_{eff} було сильнішим у хромосфері, ніж в фотосфері. Найсильніше магнітне поле (4600 Гс) зафіксовано на хромосферному рівні більш слабого спалаху, причому це поле виявилось у 1.6 рази сильнішим, ніж магнітне поле в найближчій до спалаху сонячній плямі. Порівнюючи отримані результати з подібними даними роботи Лозицької та ін. [8] для спалахів 1981 і 1989 рр. (тобто циклів активності №№ 21 і 22), бачимо суттєву відмінність. В обох досліджених у цій роботі спалахах, які стосуються 23-го циклу, маємо для розщеплення емісійних піків $B_{\text{eff}}(\text{FeI}) < B_{\text{eff}}(\text{D1})$, тоді як у спалахах циклів №№ 21 і 22 виявлено обернену нерівність $B_{\text{eff}}(\text{FeI}) > B_{\text{eff}}(\text{D1})$. Цей результат поки що не має пояснення та вимагає додаткової перевірки на новому спостережному матеріалі.

© Лозицький В., Лозицька Н., 2017

Ключові слова: Сонце, сонячні магнітні поля, сонячні спалахи балу X, ешельні зєсман-спектрограми, розщеплення емісійних піків, напруженості у фотосфері та хромосфері.

Вступ. Сонячні спалахи – винятково потужні й швидкі процеси у активних областях на Сонці, пов'язані з вибухоподібним перетворенням магнітної енергії в інші форми енергії [19]. Вони супроводжуються розігріванням плазми, електромагнітною емісією, прискоренням часток до високих енергій, ударними хвилями та викидами корональної матерії у міжпланетний простір. Типові параметри сонячних спалахів є такими: енергії в межах 10^{27} – 10^{32} ерг, час існування від 5 хв до ≈ 5 год, розміри 10^9 – 10^{10} см, основне енерговиділення – у хромосфері й короні, локальні магнітні поля від 10^2 до 10^3 – 10^4 Гс.

Сонячні спалахи є дуже цікавими й важливими об'єктами для досліджень тому, що: вони представляють надзвичайно швидкі перетворення магнітної енергії в інші форми енергії, причому натепер немає повної ясності у фізичних механізмах цього перетворення, • спалахи викликають найпотужніші спорадичні процеси у міжпланетному й навколоземному просторі (потoki корпускулярного й жорсткого електромагнітного випромінювання, раптові погіршення радіозв'язку на коротких хвилях), а іноді – і на поверхні Землі.

Сонячні спалахи охоплюють широкий діапазон висот в атмосфері, від фотосфери до сонячної корони. Саме тому вимірювання магнітного поля на багатьох рівнях атмосфери (тобто за багатьма спектральними лініями) дуже важливі для розуміння фізичної суті процесів, що відбуваються у спалахах. Такі дані отримати непросто, оскільки сонячні спалахи (особливо потужні) трапляються нечасто, виникають раптово, тривають відносно короткий час і не завжди дають достатньо інтенсивне випромінювання у спектральних лініях для впевнених вимірювань магнітного поля в широких межах від верхньої фотосфери до хромосфери. У сонячній короні магнітні поля можна вимірювати лише у лімбових спалахах [4, 15], які спостерігаються ще менш часто.

Для вимірювання хромосферних магнітних полів у спалахах найчастіше використовується воднева лінія $H\alpha$. Ця лінія дуже чутлива до температури у хромосфері, і в ній виникає помітна емісія навіть у малопотужних спалахах. Однак ця лінія спектрально широка (близько 1 Å у спокійній атмосфері) і у спалахах часто буває повністю "замитою" спалаховою емісією, що дуже занижує чутливість і точність магнітних вимірювань. Доцільніше в такому випадку використовувати вузькі спектральні лінії, із більш крутим ходом інтенсивності у спектрі. Такими є, зокрема, хромосферні лінії D1 і D2 NaI із довжинами хвиль $\lambda = 5895.923$ і 5889.973 Å.

Перші вимірювання магнітного поля у спалахах по цих лініях зробила А. Н. Коваль (Koval' A. N.) [5]. З'явилось, що магнітне поле на хромосферному рівні спалаху може досягати майже 1000 Гс. Згодом Н. Лозицька та ін. [8] виміряли магнітні поля у п'яти спалахах 1981 і 1989 рр., використовуючи 10 спектральних ліній FeI, FeII, NaI, D3 HeI і HI. Величина поздовжнього магнітного поля B_{\parallel} була знайдена в межах 100–3500 Гс, причому з'ясувалось, що розщеплення емісійних піків у ядрах ліній систематично дає вищі поля, ніж розщеплення фраунгоферових ділянок тих самих ліній. Крім того, розщеплення емісійних піків у FeI завжди відповідає сильнішому магнітному полю, ніж розщеплення емісійних піків у лініях NaI, D3 HeI і HI. На основі цього було зроблено висновок про локальне підсилення магнітного поля на певній висоті спалахів, – можливо, у формі скручування силових трубок. Відносно недавні вимірювання Харві [3], виконані у слабкому спалаху балу C1.8 по лінії CaII 8542.089, показали, що $B_{\parallel} = 800$ Гс у ядрі емісійного піку, але $B_{\parallel} \approx 300$ Гс у крилах цього піку. Ці дані також можна розглядати як свідчення локального (по висоті) підсилення магнітного поля у спалаху. Хоча досить давно в роботі [11] було виявлено, що навіть за межами спалахів, у фотосфері активної області, виміряна величина B_{\parallel} у лінії D1 досить суттєво змінюється з віддаллю від центра лінії. У роботі [11] подібні зміни у фотосферних лініях показали залежність від фактора $\Delta\lambda/g\lambda^2$, що може вказувати на існування субтелескопічних структур із дуже високими напруженостями, близько 3–4, 7–8 і ≈ 13 кГс. Таким чином, тут можлива як висотна, так і поверхнева неоднорідність магнітного поля. Саме тому це питання вимагає додаткового вивчення.

Метою цієї роботи є порівняння усередненого (ефективного) магнітного поля B_{eff} у двох потужних сонячних спалахах балу X із використанням даних вимірювань у хромосферних і фотосферних лініях.

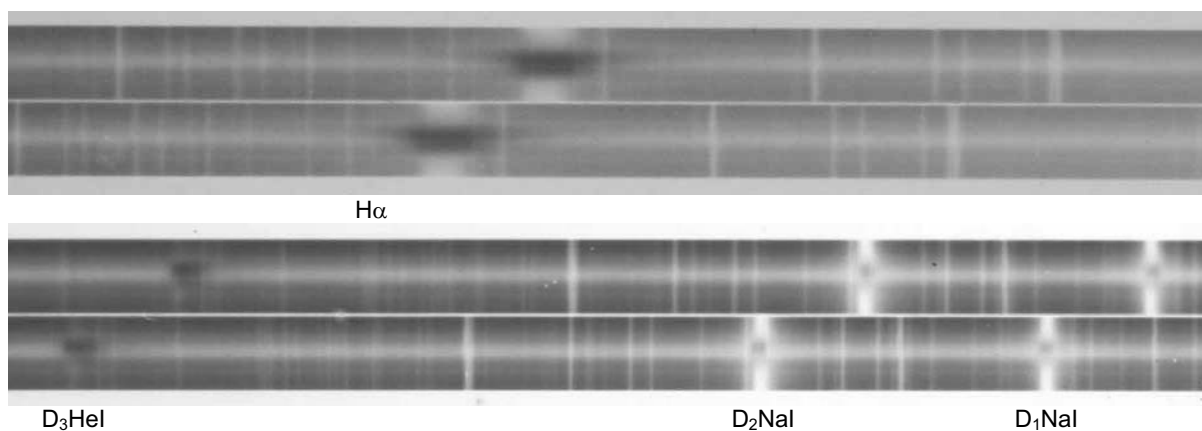


Рис. 1. Фрагменти зєсман-спектрограми сонячного спалаху 17 липня 2004 р балу X1.1/4N ($I + V$ і $I - V$ спектри) для моменту 8:01 UT, із яких видно сильні емісії в лінії $H\alpha$ а також у лініях D1, D2 і D3

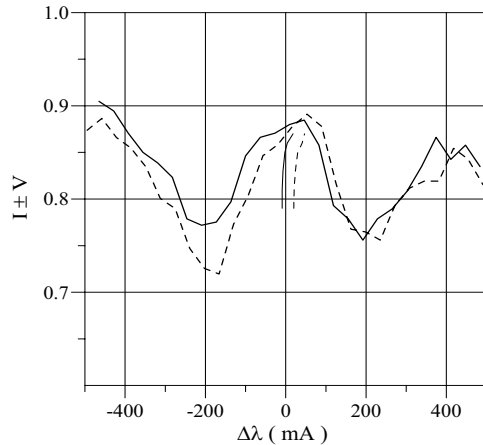


Рис. 2. Спостережені профілі $I \pm V$ лінії D1 у спалаху 28 жовтня 2003 р. Тонкими майже вертикальними лініями показані бісектори емісійних піків цієї лінії

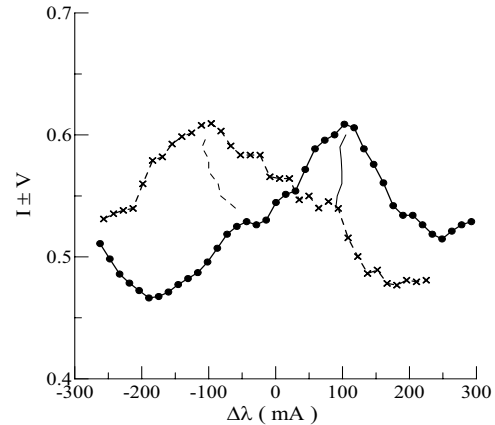


Рис. 3. Те ж, що й на рис. 2, але для спалаху 17 липня 2004 р. балу. Звертає на себе увагу значно більша величина розщеплення, хоча бал цього спалаху X1.1, тоді як першого, більш потужного – X17.2

Матеріал спостережень отриманий на ешельному спектрографі горизонтального сонячного телескопа АО КНУ [9]. Перший із досліджених спалахів виник 28 жовтня 2003 р. в активній області NOAA 0486 і мав бал X17.2/4В. Цей спалах уже детально описаний у попередніх роботах [1, 10, 14]. Другий спалах спалах балу X1.1/4N виник 17 липня 2004 р. в активній області NOAA 10649, у її хвостовій частині, поблизу плями N полярності з магнітним полем 2800 Гс за даними вимірювань візуальним методом по фотосферній лінії FeI 5250.2. Із 8:01 до 8:16 UT було отримано 6 зєман-спектрограм цього спалаху, однак у цій роботі аналізується лише перша спектрограма, яка стосується максимальної фази цього спалаху. У цій фазі спостерігалось багато яскравих емісій, які дозволяли виміряти магнітне поле як на фотосферному, так і хромосферному рівнях. Перша експозиція (8:01 UT), яка аналізується нижче, була близькою до максимуму рентгенівського випромінювання в діапазоні 1–8 Å згідно з даними датчиків GOES (7:56 UT). Усі спектри були сфотографовані на фотоплатівки ORWO WP3, експозиції були 15–20 с.

Із рис. 1 видно існування досить сильних емісій у лініях $H\alpha$, D1, D2 і D3 у другому спалаху. Усі вказані лінії дуже зручні для вимірювань магнітних полів фотографічним методом, тому що вони блендовані вузькими телуричними лініями молекулярної води, які можна використовувати як спектральні репери для взаємної прив'язки по довжинах хвиль $I + V$ і $I - V$ профілів. Із рис. 1 візуально видно ще один цікавий ефект – помітне зєманівське розщеплення емісій у лініях D1, D2 і D3, якщо порівнювати їх положення у спектрах $I + V$ і $I - V$ відносно до сусідніх телуричних ліній. Це вказує на досить сильне, "кілогауссового" рівня, магнітне поле у хромосфері.

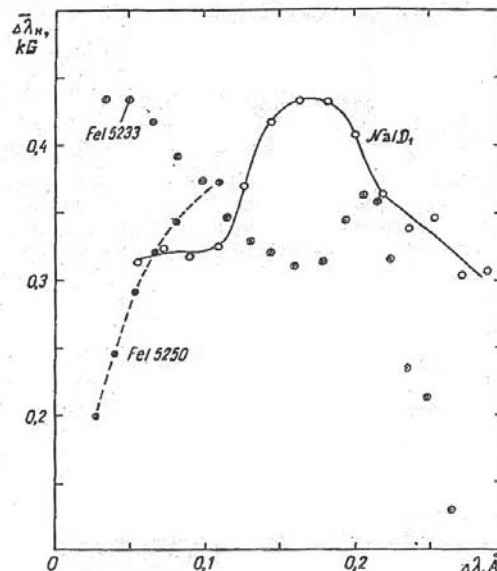


Рис. 4. Залежність вимірюваного зєманівського розщеплення $\Delta\lambda_n$ від віддалі $\Delta\lambda$ від центрів ліній FeI 5250.2, FeI 5233 і D1 NaI для фотосфери за межами плям активної області згідно з [11]

Профілі спектральних ліній. Згідно з даними фотометрії на мікрофотометрі МФ-4, в обох спалахах хромо-сферна лінія D1 мала значне розщеплення емісійних піків, яке досягало ≈ 30 mÅ для першого спалаху і ≈ 100 mÅ – для другого (Рис. 2 і 3). Є очевидна відмінність і в розщепленні бісекторів: у першому спалаху бісектори профілів $I + V$ і $I - V$ майже паралельні один одному, тоді як у другому спалаху розщеплення бісекторів загалом збільшується при переході від крил піків емісії до точок із їхньою максимальною інтенсивністю.

Перший випадок відповідає наближенню слабкого однокомпонентного й однорідного магнітного поля, тоді як другий можливий лише при неоднорідному полі, притому двох типів: при висотній неоднорідності (коли висотний градієнт $\partial V/\partial h$ не дорівнює нулю), так і при поверхневій неоднорідності – наприклад, у формі двокомпонентного магнітного поля, що містить просторово нероздільні силові трубки з високою напруженістю і більш слабкі фонові магнітні поля. Раніше за межами сонячних спалахів і плям був відмічений ще один тип розщеплення бісекторів у лінії D1 [11], коли виникає локальний екстремум розщеплення $\Delta\lambda_n$ на певній віддалі $\Delta\lambda$ від центру лінії (Рис. 4). Із рисунка видно, що в цієї лінії локальний екстремум виникає на віддалі $\Delta\lambda = 0.17 \text{ \AA}$. У цьому ж місці на Сонці, у фотосферних лініях FeI 5250.2 і FeI 5233 хід розщеплення $\Delta\lambda_n$ із віддаллю від центра $\Delta\lambda$ є протилежним. Якщо його трактувати як наслідок висотної неоднорідності магнітного поля, то тоді в першій лінії має бути $\partial V/\partial h < 0$, тоді як у другій лінії $\partial V/\partial h > 0$. Поскільки діапазони висот формування цих фотосферних ліній перекриваються, вказана відмінність висотних градієнтів є фізично неможливою. У такому разі має бути альтернативна ситуація – поверхнева неоднорідність магнітного поля. У роботі [11] показано, що якщо розглянути залежність $\Delta\lambda_n$ від відношення $\Delta\lambda/g\lambda^2$, то дані по всіх фотосферних лініях добре узгоджуються, що свідчить саме про поверхневу неоднорідність магнітного поля. Імовірно, ця неоднорідність включала субтелескопічні (просторово нероздільні) магнітні структури з дуже високими локальними напруженостями, а саме 3–4, 7–8 і $\approx 13 \text{ кГс}$ [11, 12].

У цій роботі використовуватиметься інший метод – пряме співставлення ефективного (усередненого) магнітного поля B_{eff} по лініях фотосфери та хромосфери. Така характеристика більше відповідає магнітному потоку, а не локальним напруженостям магнітного поля на відповідному рівні атмосфери. Вона також важлива для розуміння фізичних процесів в області спалахів.

Таблиця 1

Порівняння магнітних полів у спалаху 28 жовтня 2003 р., виміряних по різних спектральних лініях, але в одному й тому самому місці в картинній площині

Лінія	B_{eff} , Гс	По чому вимірювалось магнітне поле	Діапазон висот
FeI 6301.508	85	Фраунгоферові профілі	Середня фотосфера
FeI 6302.499	110	Фраунгоферові профілі	Середня фотосфера
FeI 5269.541	545	Емісійні піки	Верхня фотосфера
FeI 5429.699	665	Емісійні піки	Верхня фотосфера
FeI 5446.924	680	Емісійні піки	Верхня фотосфера
D1 NaI	700	Емісійні піки	Хромосфера

Результати вимірювань подані у табл. 1 і 2. Ці результати ґрунтуються як на нових даних у лінії D1 NaI, так і на вже опублікованих даних робіт [14, 18], які стосуються фотосферних ліній FeI. Точність вимірювань близько $\pm 30 \text{ Гс}$ по лінії FeI 6302.499, $\pm 50 \text{ Гс}$ по лінії FeI 6301.508 і $\pm (60\text{--}80) \text{ Гс}$ по всіх інших лініях. Варто також зауважити, що магнітне поле вимірювалось скрізь однаковим способом – по розщепленню бісекторів профілів $I \pm V$ (чи то фраунгоферових, чи профілів емісії). У другому спалаху в лінії FeI 5397.131 магнітне поле вимірювалось окремо у двох частинах її емісійно-абсорбційного профіля: у фраунгоферових крилах ($\Delta\lambda = 200\text{--}300 \text{ m\AA}$) і в області емісійного піка ($\Delta\lambda = 0\text{--}200 \text{ m\AA}$). Крім того, у спалаху 17 липня 2004 р. виконано вимірювання у трьох точках найбільш яскравої емісії (фотометричні розрізи NeNe –19, –21 і –23), які віддалені один від одного в картинній площині на 1 Мм.

Із розгляду даних обох таблиць є очевидними такі основні ефекти:

1. В обох спалахах при переході від фотосфери до хромосфери магнітне поле загалом зростає.
2. Особливо сильним є хромосферне поле (4600 Гс) у спалаху 17 липня 2004 р., хоча його потужність у рентгені й оптиці нижча (бал X1.1/4N), ніж у спалаху 28 жовтня 2003 р. (бал X17.2/4B).

Таблиця 2

Порівняння магнітних полів у спалаху 17 липня 2004 р., виміряних по різних спектральних лініях, а також у трьох різних місцях у картинній площині

Лінія	$B(-19)$, Гс	$B(-21)$, Гс	$B(-23)$, Гс	Діапазон висот
FeI 5397.131 $\Delta\lambda = 200\text{--}300 \text{ m\AA}$	520	340	170	Середня фотосфера
FeI 6301.508	600	420	150	Середня фотосфера
FeI 6302.499	720	550	80	Середня фотосфера
FeI 5397.131 $\Delta\lambda = 0\text{--}200 \text{ m\AA}$	2070	2630	2860	Верхня фотосфера
D1 NaI	3300	3500	4600	Хромосфера

Крім вказаних двох основних ефектів, можна відмітити також інші, що стосуються лише фотосферних ліній FeI, зокрема пари FeI 6301.508 – FeI 6302.499, яка використовується у методі "відношення ліній" для оцінки локальних напруженостей просторово нероздільних магнітних полів. З обох таблиць видно, що здебільшого $B_{\text{eff}}(6302.5) > B_{\text{eff}}(6301.5)$. Водночас, у спокійних областях відмічається якраз протилежне співвідношення $B_{\text{eff}}(6302.5) < B_{\text{eff}}(6301.5)$, яке можна пояснити присутністю субтелескопічних силових трубок із високою напруженістю [2]. Щодо ж співвідношення $B_{\text{eff}}(6302.5) > B_{\text{eff}}(6301.5)$ у спалахах, то в роботах [16, 17] це пояснюється присутністю також сильних полів, але протилежної полярності або ж силових трубок із гарячою плазмою, яка дає емісійне обертання картини Зеємана.

Висновки. Із порівняння спектрально-поляризаційних вимірювань магнітного поля у двох потужних сонячних спалахах (28 жовтня 2003 р. балу X17.2/4B і 17 липня 2004 р. балу X1.1/2N), виконаних у лініях FeI і D1 NaI, випливає, що ефективне магнітне поле B_{eff} підсилювалось від фотосфери до хромосфери. Найсильніше магнітне поле (4600 Гс) зафіксовано на хромосферному рівні більш слабого спалаху, причому це поле виявилось у 1.6 рази сильнішим, ніж магнітне поле у найближчій до спалаху сонячній плямі. Порівнюючи отримані результати з подібними

даними роботи [8] для спалахів 1981 і 1989 рр. (тобто циклів активності №№ 21 і 22), бачимо суттєву відмінність. В обох досліджених у даній роботі спалахах, які стосуються 23-го циклу, маємо для розщеплення емісійних піків $B_{\text{eff}}(\text{FeI}) < B_{\text{eff}}(D1)$, тоді як у спалахах циклів №№ 21 і 22 виявлено обернену нерівність $B_{\text{eff}}(\text{FeI}) > B_{\text{eff}}(D1)$. Цей результат поки що не має пояснення й вимагає додаткової перевірки на новому спостережному матеріалі. Отримані результати підтверджують справедливість тих напівемпіричних моделей [6, 7, 13], у яких магнітне поле має локальний максимум поблизу (або вище) рівня верхньої фотосфери.

Список використаних джерел

1. Baranovsky E. A., Lozitsky V. G., Tarashchuk V. P. Modelling of photosphere and chromosphere of two powerful flares (28 October 2003 and 1 September 1990) (in Rus.: Моделирование фотосферы и хромосферы двух мощных вспышек (28 октября 2003 г. и 1 сентября 1990 г.)) / E. A. Baranovsky, V. G. Lozitsky, V. P. Tarashchuk // Kinematics and Physics of Celestial Bodies. – 2009. – V. 25. – N 5. – P. 373–384.
2. Botygina O., Gordovskyy M., Lozitsky V. Investigation of Spatially Unresolved Magnetic Field Outside Sunspots Using Hinode/SOT Observations / O. Botygina, M. Gordovskyy, V. Lozitsky // Proc. of the Intern. Astron. Union. – 2017. – Vol. 325. – P. 59–62.
3. Harvey J. W. Chromospheric magnetic fields measurements in a flare and active region filament / J. W. Harvey // Solar Physics. – 2012. – V. 280. – P. 69–81.
4. Kirichek E. A., Solov'ev A. A., Lozitskaya N. I., Lozitskii V. G. Magnetic Fields in a Limb Flare on July 19, 2012 / E. A. Kirichek, A. A. Solov'ev, N. I. Lozitskaya, V. G. Lozitskii // Geomagnetism and Aeronomy. – 2013. – V. 53. – N 7. – P. 831–834.
5. Koval' A. N. On magnetic field measurements in prominences and flares using photographic method / A. N. Koval' // Bull. Crimea Astrophys. Obs. – 1977. – V. 57. – P. 133–143.
6. Kurochka E. N., Lozitsky V. G., Osyka O. B. Temporary changes of physical conditions in photospheric layers of solar flare (in Rus.: Временные изменения физических условий в фотосферных слоях солнечной вспышки) / E. N. Kurochka, V. G. Lozitsky, O. B. Osyka // Kinematics and Physics of Celestial Bodies. – 2008. – V. 24, N 4. – P. 308–320.
7. Kurochka E. V., Lozitsky V. G. Magnetic fields and thermodynamical conditions in the M6.4/3N solar flare on July 19, 2000 / E. V. Kurochka, V. G. Lozitsky // Kinematics and Physics of Celestial Bodies, Suppl. – 2005, № 5. – P. 143–145.
8. Lozitska N. I., Lozitsky V. G., Soloviev A. A. Strong magnetic fields in solar flares: data of observations and a theoretical model / N. I. Lozitska, V. G. Lozitsky, A. A. Soloviev // Kinem. Fiz. Neb. Tel. – 1991. – T. 7, № 6. – С. 40–47.
9. Lozitsky V. G. Indications of 8-kilogauss magnetic field existence in the sunspot umbra / V. G. Lozitsky // Advances in Space Research. – 2016. – Vol. 57. – P. 398–407.
10. Lozitsky V. G. Magnetic fields and FeI line profiles in the major solar flare on October 28, 2003 / V. G. Lozitsky // Astronomy Letter. – 2009. – V. 35, No. 2. – P. 136–142.
11. Lozitsky V. G. On calibration of magnetographical measurements taking into account the spatially unresolved inhomogeneities / V. G. Lozitsky // Physica Solariter., Potsdam. – 1980. – N 14. – P. 88–94.
12. Lozitsky V. G. Small-scale magnetic field diagnostics in solar flares using bisectors of $I \pm V$ profiles / V. G. Lozitsky // Advances in Space Research. – 2015. – Vol. 55, Iss. 3. – P. 958–967.
13. Lozitsky V. G., Baranovsky E. A., Lozitska N. I., Leiko U. M. Observations of magnetic field evolution in a solar flare / V. G. Lozitsky, E. A. Baranovsky, N. I. Lozitska, U. M. Leiko // Solar Phys. – 2000. – Vol. 191, N 1. – P. 171–183.
14. Lozitsky V. G., Lozitska N. I. Magnetic fields in X17.2/4B proton solar flare by data of simultaneous measurements in several spectral lines / V. G. Lozitsky, N. I. Lozitska // Bull. Astron. Obs. of Taras Shevchenko Nat. Univ. – 2017. – V. 55. – P. 51–56.
15. Lozitsky V. G., Lozitska N. I., Botygina O. A. Magnetic fields in limb solar flares (in Rus.: Магнитные поля в лимбовых солнечных вспышках) / V. G. Lozitsky, N. I. Lozitska, O. A. Botygina // Astron. Tsirkular. – 2013. – № 1594. – P. 1–6.
16. Lozitsky V. G., Lozitsky V. V., Chesnok Yu. A. Structure and evolution of magnetic fields in solar flare of 29 March 2001 / V. G. Lozitsky, V. V. Lozitsky, Yu. A. Chesnok // Kinem. Fiz. Neb. Tel. – 2002. – V. 18, № 2. – P. 149–160.
17. Lozitsky V. G., Staude J. Observational evidences for multi-component magnetic field structure in solar flares / V. G. Lozitsky, J. Staude // Journ. of Astrophys. and Astron. – 2008. – V. 29. – P. 387–404.
18. Lozitsky V. G. Observational evidences for extremely strong magnetic fields in solar flares / V. G. Lozitsky // Intern. Journ. of Astron. And Astrophys. – 2011. – V. 1, No. – P. 147–154.
19. Priest E. R., Forbes T. G. The magnetic nature of solar flares / E. R. Priest, T. G. Forbes // The Astronomy and Astrophysics Review. – 2002. – Vol., Iss. 4. – P. 313–377.

Надійшла до редколегії 21.09.17

V. Лоцицкий, д-р физ.-мат. наук,
N. Лоцицкая, канд. физ.-мат. наук
Киевский национальный университет имени Тараса Шевченко

СОПОСТАВЛЕНИЕ ХРОМОСФЕРНЫХ И ФОТОСФЕРНЫХ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ В ДВУХ СОЛНЕЧНЫХ ВСПЫШКАХ БАЛЛОВ X1.1 / 4N И X17.2/4B

Из сравнения спектрально-поляризационных измерений магнитного поля в двух мощных солнечных вспышках (28 октября 2003 балла X17.2 / 4B и 17 июля 2004 г. балла X1.1 / 2N), выполненных в линиях FeI и D1 NaI, следует, что эффективное магнитное поле B_{eff} было сильнее в хромосфере, чем в фотосфере. Наиболее сильное магнитное поле (4600 Гс) зафиксировано на хромосферном уровне более слабой вспышки, причем это поле оказалось в 1.6 раза сильнее, чем магнитное поле в ближайшей ко вспышке солнечном пятне. Сравнивая полученные результаты с подобными данными работы Лоцицкой и др. [8] для вспышек 1981 и 1989 гг. (то есть циклов активности №№ 21 и 22), видим существенное отличие. В обеих вспышках данной работы, которые возникли в 23-м цикле, имеем для расщепления эмиссионных пиков следующее соотношение: $B_{\text{eff}}(\text{FeI}) < B_{\text{eff}}(D1)$, тогда как во вспышках циклов №№ 21 и 22 выявлено обратную неравенство $B_{\text{eff}}(\text{FeI}) > B_{\text{eff}}(D1)$. Этот результат пока не имеет объяснения и требует дополнительной проверки на новом наблюдательном материале.

Ключевые слова: Солнце, солнечные магнитные поля, солнечные вспышки балла X, Эшельные зееман-спектрограммы, расщепление эмиссионных пиков, напряженности в фотосфере и хромосфере.

V. Lozitsky, DrSci, N. Lozitska, PhD,
Astronomical Observatory of Taras Shevchenko National University of Kyiv

COMPARISON OF CHROMOSPHERIC AND PHOTOSPHERIC MAGNETIC FIELDS IN TWO SOLAR FLARES OF X1.1 / 4N AND X17.2 / 4B IMPORTANCE

We compare the spectral-polarized observations of magnetic fields in two powerful solar flares of October 28, 2003 (of X17.2 / 4B class) and July 17, 2004 (of X1.1 / 2N class) using FeI and D1 NaI lines. We found that in both flares the effective magnetic field B_{eff} was stronger in the chromosphere than in the photosphere. The strongest magnetic field (4600 Gs) was measured at the chromospheric level of a weaker flare, and this field was 1.6 times stronger than the magnetic field in the nearest sunspot. Comparing the obtained results with similar data by Lozitska et al [8] for flares of 1981 and 1989 (i.e., for cycles Nos. 21 and 22), we can see a significant difference. In both flares of 2003 and 2004, which relate to 23rd cycle of solar activity, we have $B_{\text{eff}}(\text{FeI}) < B_{\text{eff}}(D1)$ for splitting of emission peaks, whereas for flares of cycles Nos. 21 and 22, the inverse inequality $B_{\text{eff}}(\text{FeI}) > B_{\text{eff}}(D1)$ is true. This result is still unclear and requires additional scrutiny on a base of new observational data.

Keywords: Sun, solar magnetic fields, solar flares of X class, the Echelle Zeeman-spectrograms, splitting of emission peaks, magnetic field strength in photosphere and chromosphere.