S. Parnovsky, Dr. Sci., Prof.,
I. Izotova, Ph. D.
Astronomical Observatory of Taras Shevchenko National University of Kyiv, Kyiv

COMPACT STAR-FORMING GALAXIES: THE FRACTION OF THERMAL EMISSION IN THE RADIO CONTINUUM AT 1.4 GHZ

The fraction of thermal (free-free) emission in the radio continuum at the frequency of 1.4 GHz is derived in 193 compact star-forming galaxies (CSFG). These galaxies with detected radio emission represent the subsample of a larger CSFG sample of about 14 000 galaxies (Izotov, Y.I., Guseva, N.G., Fricke, K.J., Henkel, C.: Mon. Not. R. Astron. Soc. 2016, 462, 4427) selected from the Data Release 12 of the Sloan Digital Sky Survey (SDSS) (Alam, S., et al.: Astrophys. J. Suppl. Ser. 219, 12, 2015). We use the 1.4 GHz fluxes from the FIRST (Becker R.H., White R.L., & Helfand D.J.: 1995, ApJ, 450, 559) and NVSS (Condon, J.J., Cotton, W.D., Greisen, E.W., et al.: 1998, AJ, 115, 1693) catalogues. The fluxes of the thermal component at 1.4 GHz are derived from the extinction- and aperture-corrected fluxes of the Hβ emission line in the SDSS spectra following to (Caplan, J., & Deharveng, L.: 1986, A&A, 155, 297) and are compared with the total fluxes in radio continuum.

The distribution of the fraction of thermal emission A at 1.4 GHz is similar to the log-normal one. Its median values of 6 % and 14 % are derived respectively with the H_β emission line fluxes which are non-corrected and corrected for aperture. We consider these values as lower and upper limits and discuss their uncertainties introduced by aperture corrections. The derived fractions of thermal emission are similar to those found previously for different types of star-forming galaxies.

We study the dependence of A on various parameters and find strong correlation with the equivalent width of the Hβ emission line W and the g-r colour index I. The A value increases with increasing of the equivalent width W at a fixed colour index I or with increasing of the colour index I at a fixed equivalent width W. In the general case, when both W and I are varied, we obtain the relation $\log(A) = C_1 + C_2(W - W_0) + C_3(I - I_0)$ ***where W_0 = 29.3, I_0 = 0.342, C_1 = –0.884 ± 0.02, C_2 = 0.0044 ± 0.001 and C_3 = 0.23 ± 0.13. Additionally, we find that the fraction of thermal emission at 1.4 GHz is lower for older starbursts.***

Key words: star-forming galaxies, continuum radio emission, thermal emission.

С. Парновский, д-р физ.-мат. наук, проф.,
И. Изотова, канд. физ.-мат. наук
Киевский национальный университет имени Тараса Шевченко

КОМПАКТНЫЕ ГАЛАКТИКИ С АКТИВНЫМ ЗВЕЗДООБРАЗОВАНИЕМ: ТЕПЛОВОЕ ИЗЛУЧЕНИЕ В РАДИОКОНТИНУУМЕ НА ЧАСТОТЕ 1.4 ГГЦ

Была определена часть теплового компонента в полном излучении в радиоконтинууме на частоте 1.4 ГГц от 193 компактных галактик с активным звездообразованием. Распределение этой величины близко к лог-нормальному с медианой между 6 % и 14 %. Часть возрастает с увеличением $EW(H_\beta)$ эквивалентной ширини эмиссионной линии H_β при постоянннном индексе цвета g–r, или увеличении индекса цвета g–r при постоянной $EW(H_\beta)$ эквивалентной ширине эмиссионной линии H_β. Найдена зависимость от обоих параметров одновременно. При увеличении возраста вспышки звездообразования часть теплового излучения уменьшается. Не обнаружено статистически значимой зависимсти от обилия тяжелых элементов.

Ключевые слова: галактики с активным звездообразованием, излучение в радиоконтинууме, тепловое излучение.

УДК 523.985

В. Лозицький, д-р фіз.-мат. наук
Астрономічна обсерваторія Київського національного університету імені Тараса Шевченка, Київ

ВИМІРЮВАННЯ ЛОКАЛЬНИХ МАГНІТНИХ ПОЛІВ У СОНЯЧНОГО СПАЛАХУ ЗА РОЗЩЕПЛЕННЯМ ЕМІСІЙНИХ ПІКІВ У ЯДРАХ СПЕКТРАЛЬНИХ ЛІНІЙ

Досліджено сонячний спалах 19.07.2000 р. балу M 5.6 / 3N, що виник в активній зоні NOAA 9087. Спостережний матеріал отримано на ешельному спектрографі горизонтального сонячного телескопа Астрономічної обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка. Локальні магнітні поля у цьому спалаху вимірювали за розщепленням емісійних піків ліній FeI 5269.54, FeII 4923.93, Hα, Hβ , Hγ і D3. Основна ідея методу базується на тому, що спалахова емісія в деяких спектральних лініях чітко розділяється на дві компоненти: (1) більш широку і неполяризовану і (2) вужчу і поляризовану, зі значним зеєманівським розщепленням. Це вказує на двокомпонентну структуру магнітного поля, із суттєво різними магнітними полями і термодинамічними умовами у двох компонентах. Завдяки тому, що поляризована емісія досить упевнено відділяється від неполяризованої, можна виміряти локальні магнітні поля безпосередньо у другій (сильній) компоненті, притому незалежно від фактора заповнення. Було з'ясовано, що у яскравому вузлі цього спалаху, який проектувався на півтінь сонячної плями, ефективне магнітне поле B_{eff} у лініях FeI 6301.5 і 6302.5, виміряне по розщепленню фраунгоферових профілів, дорівнювало 900 Гс. Однак розщеплення емісійних піків у лініях H_α, H_β, H_γ і D3 відповідає 1000 Гс, 1400 Гс, 1450 Гс і ≈ 0 відповідно, за величини похибок 30–50 Гс для зазначених ліній FeI і близько 100–150 Гс для інших ліній. Така розбіжність результатів імовірно пов'язана з тим, що у випадку ліній FeI 6301.5 і 6302.5 величина B_{eff} відображає кілька параметрів, у тому числі величину фонового поля, фактор заповнення і напруженість локальних полів у сильній компоненті. На противагу цьому, дані по лініях H_α, H_β, H_γ і D3 відображають переважно локальні поля в сильній компоненті і вказують на немонотонний розподіл магнітного поля з висотою, з його максимумом на хромосферному рівні сонячного спалаху. Раніше в цьому спаласі, при побудові його напівемпіричної моделі, було виявлено локальне підсилення магнітного поля на фотосферному рівні, причому його величина досягала 1500 Гс. Ці дані підтверджуються прямими вимірюваннями розщеплення емісійних піків у лініях FeI 5269.54 і FeII 4923.93, згідно з якими магнітне поле у спалаху було 1250 ± 100 Гс. Таким чином, у зазначеному спалаху існувало принаймні дві ділянки (можливо, два плоских шари) локального підсилення магнітного поля.

Ключові слова: Сонце, сонячні магнітні поля, сонячні спалахи, ешельні зеєман-спектрограми, розщеплення емісійних піків, локальні напруженості магнітного поля у фотосфері і хромосфері.

© Лозицький В., 2018

Вступ. Нині напруженість локальних магнітних полів на Сонці добре відома лише для сонячних плям, де вона зазвичай перебуває в межах 2100–2700 Гс для великих плям [8] і зрідка доходить до 4000–5000 Гс. Зареєстровано лише один випадок, коли ця напруженість дорівнювала 6100 Гс [7]. Ці дані відповідають спостереженням із фактором заповнення f, близьким до одиниці, тобто $f \approx 1$. Однак отримані спостережні свідчення щодо того, що ще сильніші магнітні поля, близько 8 кГс, також існують у великих сонячних плямах, але там вони мають невеликий фактор заповнення, $f \leq 0.2$–0.3 [10, 13]. Висновок про магнітні поля напруженістю до 7.5 кГс у півтіні сонячних плям зроблено також у роботі [6].

У методичному розумінні, величину локального магнітного поля можна надійно визначити по ефекту Зеємана лише за одночасного виконання двох умов: (1) фактор заповнення f магнітним полем вхідної апертури близький до одиниці ($f \approx 1$) і (2) магнітне поле має бути настільки сильним, що відповідні зеєманівські σ-компоненти спостерігаються повністю розділеними спектрально, тобто їхнє зеєманівське розщеплення $\Delta\lambda_H$ значно більше за спостережену спектральну півширина $\Delta\lambda_{1/2}$ цих компонент.

Для сонячних спалахів умова (2) не виконується, особливо для емісійних виявів ефекту Зеємана в лініях водню. У таких випадках реєструють деяке ефективне магнітне поле $B_{\rm eff}$, що відображає середню величину і нахил силових ліній магнітного поля по площі вхідної апертури телескопа а також термодинамічні ефекти. У першому наближенні величина $B_{\rm eff}$ є близькою до середнього значення поздовжньої компоненти $B_\parallel$ магнітного поля. Для сонячних спалахів ця величина є різною в різних роботах, від кількох сотень до $\sim 10^4$ Гс, залежно від потужності спалаху, спектральної лінії (тобто висоти в атмосфері) і методики вимірювання (див. напр., [4, 11, 12]). Неодноразово спостерігався цікавий випадок, коли величина $B_{\rm eff}$ у верхній фотосфері і зоні температурного мінімуму була більшою, ніж у глибших шарах. Однак, ураховуючи зазначену вище неоднозначність фізичного смислу параметра $B_{\rm eff}$, залишалося відкритим питання: це дійсне підсилення напруженості магнітного поля на верхньому рівні атмосфери чи тільки ефекти зміни орієнтації його силових ліній?

Для розв'язання цієї проблеми важливо те, що спалахову емісію в лініях FeI іноді можна розділити на дві компоненти: ширшу неполяризовану і вужчу поляризовану [9]. Імовірно, така двокомпонентність емісії відображає двокомпонентну структуру магнітного поля в картинній площині, причому поляризована (розщеплена) компонента відображає характеристики магнітного поля безпосередньо в його просторово нероздільних (субтелескопічних) структурах із підсиленим магнітним полем, тоді як неполяризована (нерозщеплена) – у слабшому фоновому полі у проміжках між цими структурами. У тих випадках, коли поляризовану емісію можна впевнено відокремити від неполяризованої (наприклад, ураховуючи її меншу спектральну ширину і меншу довжину крил відповідних профілів), можна виміряти зеєманівське розщеплення у маломасштабній компоненті із сильним полем безпосередньо, по спектральному розщепленню профілів $I \pm V$ цієї компоненти і без конкретизації фактора заповнення площі апертури цією компонентою. Н. Лозицька відповідну величину магнітного поля оцінювала по лініях *FeI* і була вона в межах 1.5–3 кГс для фотосферних висот сонячного спалаху [9].

Метою статті є аналогічний аналіз спостережень потужного спалаху в лініях заліза, водню і гелію, що дозволяє оцінити магнітні поля як у фотосфері, так і хромосфері.

Матеріал спостережень і профілі спектральних ліній. Спостережний матеріал отриманий на ешельному спектрографі горизонтального сонячного телескопа АО КНУ [1] і стосується спалаху 19 липня 2000 р., який виник в активній зоні NOAA 9087 і мав бал M 5.6 / 3N. Координати яскравого вузлика спалаху, який досліджено у статті, були 14°S, 15°E. Упродовж $6^h54^m15^s$ – $8^h30^m05^s$ UT отримали 10 зеєман-спектрограм, що представляють одночасні спостереження комбінацій стоксових параметрів $I + V$ та $I - V$ в інтервалі довжин хвиль від 4000 до 6600 Å. Усі спектри були сфотографовані на фотоплатівки ORWO WP3 при експозиціях 15–20 с. Нижче аналізується лише момент 7^h12^m UT, близький до максимуму спалаху.

Список вибраних спектральних ліній подано в табл. 1. Розшифрування хімічного елемента, довжина хвилі λ (Å), еквівалентна ширина лінії у спектрі спокійного Сонця W (mÅ) і потенціал збудження нижнього терма EP (eB) наведені згідно з монографією [15]. Ефективні фактори Ланде g_{eff} ліній *Fe I* відповідають лабораторним величинам [17], а для інших ліній – теоретичним значенням у припущенні LS-зв'язку.

Таблиця 1

Список досліджених спектральних ліній

№ п/п	Елемент і номер мультиплету	Довжина хвилі λ (Å)	Еквівалентна ширина W (mÅ)	Потенціал збудженняI EP (eV)	Ефективний фактор Ланде $g_{\rm eff}$
1	*FeI* – 15	5269.541	478	0.86	1.208
2	*FeI* – 816	6301.51	127	3.65	1.669
3	*FeI* – 816	6302.50	83	3.69	2.487
4	*FeII* – 42	4923.93	167	2.89	1.70
5	*HI*-1 (H_γ)	4340.47	2855	10.15	1.06
6	*HI*-1 (H_β)	4861.33	3680	10.15	1.05
7	*HI*-1 (H_α)	6562.80	4020	10.15	1.05
8	*HeI* -11 (*D*3)	5875.6	-	20.87	1.06

Слід зауважити, що подані в таблиці спектральні лінії формуються, загалом, на різних висотах в атмосфері Сонця. Так, крила лінії *FeI* 5269.541 формуються переважно в середній фотосфері (на висоті $h \approx 300$ км), тоді як її емісійні піки – у верхній фотосфері і зоні температурного мінімуму (на висоті $h \approx 400$–500 км). Приблизно на цій же

висоті формуються й емісійні піки лінії *FeII* 4923.93. Лінії *FeI* 6301.5 і 6302.5 формуються зазвичай також у середній фотосфері ($h \approx 250$–300 км). Емісійні піки водневих ліній H_α, H_β і H_γ формуються на різних висотах у хромосфері ($h \approx 800$–1500 км), причому можна очікувати, що лінія H_γ формується на найнижчій висоті із зазначеного діапазону. Нарешті, лінія гелію *D*3 формується в перехідній зоні між хромосферою і короною, що відповідає висоті близько 2000 км [3].

Спостережені профілі $I \pm V$ ліній Fe I 6301.5 і 6302.5 у спалаху були суто фраунгоферовими і помітно розщепленими (рис. 1), тоді як у лініях *Fe II* і водню вони були емісійно-абсорбційними, із розщепленими емісійними піками в ядрах ліній (рис. 2 і 3).

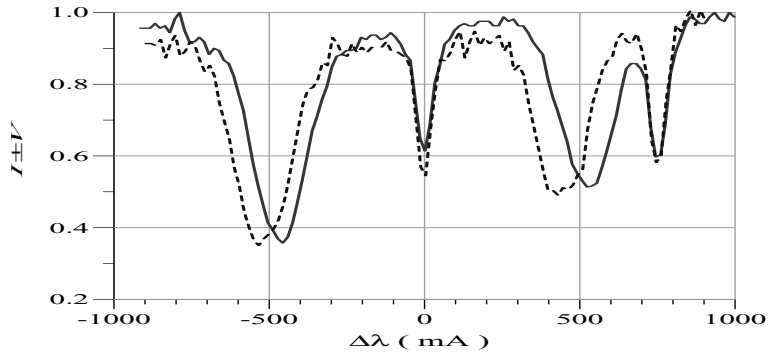

Рис. 1. Спостережені профілі $I \pm V$ ліній FeI 6301.5 і 6302.5 у дослідженому спалаху. Зазначеним лініям *FeI* відповідають значення абсциси $\Delta\lambda \approx -500$ і $+500$ мÅ, тоді як телуричним лініям O_2 – значення $\Delta\lambda \approx 0$ і $+750$ мÅ

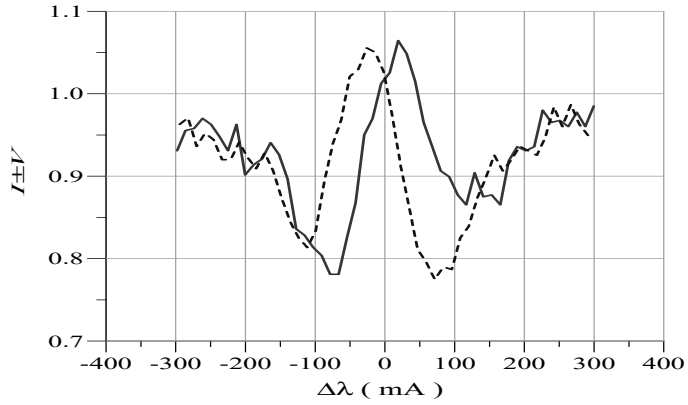

Рис. 2. Спостережені профілі $I \pm V$ лінії *FeII* 4923.93 у дослідженому спалаху

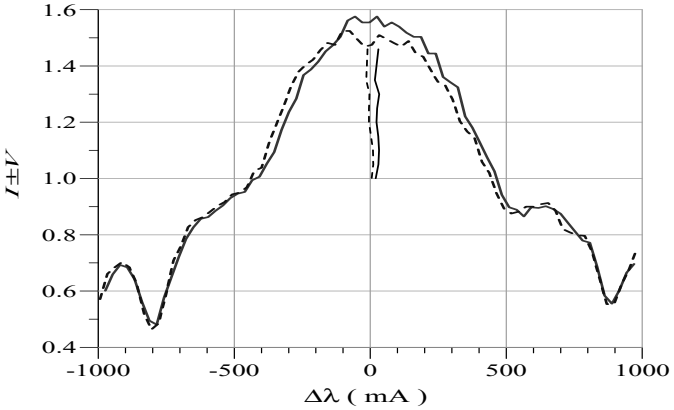

Рис. 3. Спостережені емісійні профілі $I \pm V$ лінії $H\gamma$ разом із фраунгоферовими профілями найближчих фотосферних ліній, що відповідають $\Delta\lambda \approx -800$ і $+900$ мÅ. Тонкими пунктирною і суцільною лініями показані відповідні бісектори спостережених профілів

Оцінки магнітного поля в зоні спалаху здійснювали на основі прямих вимірювань зеєманівського розщеплення емісійних піків у ядрах ліній. Наприклад, із рис. 2 видно, що розщеплення емісійних піків у ядрі лінії *FeII* 4923.93 приблизно дорівнює 46 mÅ. Вважаючи, що ця величина відповідає подвоєному зеєманівському розщепленню $\Delta\lambda_H$ (наближення поздовжнього магнітного поля), маємо тоді $\Delta\lambda_H \approx 23$ mÅ. Далі використовуємо відому формулу $\Delta\lambda_H = 4.67\times10^{-13}\, g_{\text{eff}}\, \lambda^2 B$, і беручи до уваги значення $g_{\text{eff}} = 1.70$ з табл. 1, отримуємо калібровочну формулу

$B = 5.2\times10^4\ \Delta\lambda_H$, де B – у гауссах (Гс), а $\Delta\lambda_H$ – в Å. Із цієї формули, за $\Delta\lambda_H$ = 23 mÅ маємо B = 1200 Гс за величини похибок вимірювань близько ± 100 Гс. Практично таке ж магнітне поле (1250 ± 100 Гс) було виміряно по розщепленню емісійних піків лінії *FeI* 5269.54. У фотосферних лініях *FeI* 6301.5 і 6302.5 магнітне поле виявилось однаковим, близько 900 Гс при величині похибок ± (30–50) Гс.

Емісійні піки ліній водню були досить інтенсивними, їхні центральні інтенсивності досягали значень 1.6–1.8 щодо рівня найближчого континууму, і також помітно розщепленими (рис. 3). Відповідні магнітні поля дорівнювали 1000, 1400, 1450 Гс для ліній $H\alpha$, $H\beta$ і $H\gamma$, відповідно. Емісія в лінії *D*3 *HeI* була слабкою (рівня 1.1 щодо континууму) і не мала помітного розщеплення ($B \approx 0$).

Двокомпонентність емісії спалаху і метод оцінки локальних магнітних полів. У спостереженому спалаху були виявлені ознаки двокомпонентності емісії в лініях *Fe I* та *Fe II*, аналогічні тим, які раніше вже згадувалися [9]. Це ілюструє рис. 4, де показано спостережені профілі $I \pm V$ у спалаху (1), а також за межами спалаху (2), на віддалі 6 Мм від першого місця. Можна помітити, що на відстанях від центру $|\Delta\lambda| > 130$ мÅ емісія у спалаху є практично неполяризованою, оскільки профілі $I \pm V$ тут практично збігаються (строго кажучи, тут все-таки є деякі тонкі відмінності цих профілів, але в цій роботі їх не аналізують). Вважаючи, що неполяризована емісія спалаху є оптично тонкою ($\tau_\lambda << 1$) і її розподіл є гауссоподібним не тільки за $|\Delta\lambda| > 130$ мÅ, але й за $|\Delta\lambda| \le 130$ мÅ, отримуємо профіль цієї емісії (3) як результат віднімання профіля (1) від профіля (2) з урахуванням ділянки екстраполяції $|\Delta\lambda| \le 130$ мÅ, де профілі (1) доповнені ймовірним розподілом інтенсивності (1 а) за гауссового профіля. Тоді профілі поляризованої емісії (4) отримують як результат віднімання спостереженого профіля (1) від суми профілів (2+3).

Важливо зауважити, що емісії (3) і (4) відрізняються не лише величиною поляризації, але й спектральною шириною. Спектральна півширина поляризованої емісії, $\Delta\lambda_{1/2}(4)$, є близькою до 100 мÅ, тоді як неполяризованої $\Delta\lambda_{1/2}(3) \approx 170$ мÅ. Однак фраунгоферовий профіль (2) ще ширший, для нього $\Delta\lambda_{1/2}(2) \approx 200$ мÅ. Ця відмінність ширини профілів явно вказує на те, що термодинамічні умови є різними в різних місцях спалаху і за його межами. Вважаючи, що в зазначеному випадку переважно змінюється температура, можемо бачити, що кінетична температура в місцях формування поляризованої емісії суттєво знижена порівняно з тими місцями, де формується неполяризована емісія. Іншими словами, сильні магнітні поля суттєво знижують температуру. Цей ефект добре відомий у масштабах, доступних для просторового розділення: адже температура в сонячних плямах знижена майже у два рази, тоді як у протуберанцях – приблизно на два порядки. Об'єкти обох типів, як відомо, є передусім об'єктами з підсиленим магнітним полем. Щодо сонячних спалахів, то в них дійсна ширина емісій у лініях *FeI* може доходити до 10–30 мÅ [14].

Проте тоді природним є припущення, що, виділивши зазначеним методом спектральні компоненти емісії спалаху, ми одночасно розділили вклади і просторово нерозділених об'ємів емісії спалаху. Тобто поляризована емісія (4) відображає внесок лише сильної компоненти магнітного поля, без вкладу "фону". Іншими словами, *за спектральним розщепленням компонент (4) ми знаходимо не ефективне (усереднене) магнітне поле, а локальне, яке відповідає, формально, фактору заповнення $f \approx 1$ для сильної субтелескопічної компоненти.*

Звідси випливає такий простий методичний висновок: *навіть не розділяючи емісії спалаху так, як це показано на рис. 4, а лише вимірюючи розщеплення сильних емісійних піків у складних емісійно-абсорбційних профілях ліній, можна виміряти локальні (а не ефективні, усереднені) магнітні поля.*

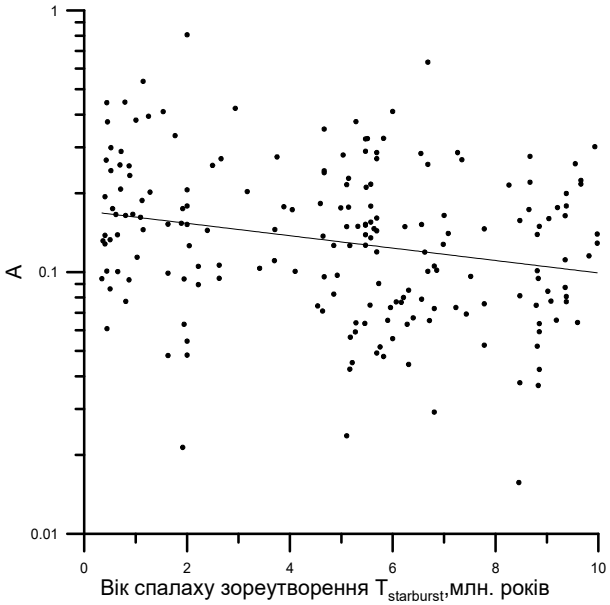

Рис. 4. Порівняння профілів $I \pm V$ лінії *FeII* 4923.93:
1 – спостережений спалах, 1 а – апроксимація центральної частини профілю гауссовим розподілом, 2 – ділянка за межами спалаху, 3 – неполяризована емісія, 4 – поляризована емісія

Показовий щодо цього є рис. 3, де подані спостережені емісійні профілі $I \pm V$ лінії $H\gamma$ а також бісектори цих профілів. Порівнюючи цей рисунок з рис. 4, можна помітити, що тут досить складно відокремити поляризовану компоненту емісії від неполяризованої. Водночас тут добре видно інший ефект – прогресивне збільшення розщеплення бісекторів при переході з рівня інтенсивності 1.0 до рівня інтенсивності 1.4, тобто в ядро інтенсивної емісії. Саме це збільшення розщеплення бісекторів і є прямою вказівкою на двокомпонентність емісії і на те, що спостережну оцінку локального магнітного поля у спалаху можна отримати по максимальній величині розщеплення, тобто на вершині емісійного піка. Хоча в зазначеному випадку середнє розщеплення емісійних піків лінії $H\gamma$ відповідає 1450 Гс, на вершині цих піків розщеплення досягає 1900 Гс. Очевидно, остання величина є найближчою до дійсної локальної напруженості в субтелескопічних структурах спалаху на хромосферному рівні.

Поскільки вимірювання магнітного поля по лініях водню H_α, H_β і H_γ, а також по лінії *D*3 *HeI* робилися однаково – по розщепленню емісійних піків – то отримані дані (B = 1000 Гс, 1400 Гс, 1450 Гс і ≈ 0, відповідно, при похибках 100–150 Гс), з урахуванням висот формування цих ліній (див. вище), вказують на локальне по висоті підсилення магнітного поля у хромосфері. Інакше кажучи, вони вказують на локальне підсилення поздовжньої компоненти локального магнітного поля. Адже слід урахувати, що хоча в цьому випадку результати не залежать від фактора заповнення, вони можуть залежати (внаслідок неповного розщеплення зеєманівських σ-компонент) від орієнтації силових ліній у другій (сильній) компоненті.

Висновки. У статті акцентовано увагу на тому, що вимірювання магнітних полів у сонячних спалахах по розщепленню емісійних піків у ядрах емісійно-абсорбційних профілів ліній фактично відображають не ефективне (усереднене) магнітне поле B_{eff}, а локальне магнітне поле в сильній компоненті спалахової емісії. Тобто, у наближенні двокомпонентного поля ("фон" зі слабким полем + маломасштабна компонента із сильним полем) є можливість визначити величину магнітного поля безпосередньо у просторово нероздільній маломасштабній компоненті, притому незалежно від фактора заповнення площі цією компонентою. У дослідженому спалаху 19.07.2000 балу M 5.6 / 3*N* величина локального поля у хромосфері виявилася різною по різних хромосферних лініях, а саме 1000 Гс, 1400 Гс, 1450 Гс і ≈ 0 по лініям H_α, H_β, H_γ і *D*3, відповідно. Ці дані, ураховуючи висоти формування зазначених ліній і величини похибок вимірювань, вказують на немонотонний розподіл магнітного поля з висотою, з його максимумом на хромосферному рівні сонячного спалаху. У цьому ж місці спалаху розщеплення фотосферних лінії *FeI* 6301.5 і 6302.5 відповідало магнітному полю 900 Гс, однак ця величина відображає не тільки локальне магнітне поле, але і фактор заповнення, і термодинамічні ефекти. Щоб оцінити величину локального магнітного поля у фотосфері, було виміряно розщеплення емісійних піків у лініях *FeI* 5269.54 і *FeII* 4923.93, і згідно із цими вимірюваннями, напруженість локальних полів просторово нероздільних магнітних полів у діапазоні фотосферних висот оцінена величиною 1250 ± 100 Гс. Ураховуючи також раніше опубліковані результати побудови напівемпіричної моделі цього спалаху [6], можна дійти висновку, що в ньому був немонотонний розподіл магнітного поля з висотою, що мав два максимуми: один максимум у діапазоні фотосферних висот, а інший – у хромосфері. Для порівняння слід зауважити, що іншими авторами відзначались у спалахах як монотонні з висотою зміни магнітного поля [1, 2], так і немонотонні [5, 6], однак ще не було відмічено одночасно два максимуми поля у фотосфері і хромосфері.

Список використаних джерел

1. Abramenko V.I. Flare-related changes in the profiles of six photospheric spectral lines / V.I. Abramenko, E.A. Baranovsky // Solar Physics. – 2004. – V. 220, iss. 1. – P. 81–91.
2. Photosphere model of 2N/2M solar flare: July 18, 2000 / E.S. Andriets, N.N. Kondrashova, E.V. Kurochka, V.G. Lozitsky // Bulletin of the Crimean Astrophysical Observatory. – 2012. – V. 108, iss. 1. – P. 1–3.
3. Avrett E.H. The PANDORA Atmosphere Program (Invited Review) Cool stars, stellar systems, and the sun / E.H. Avrett, R. Loeser // Proceedings of the 7th Cambridge Workshop, ASP Conference Series (ASP: San Francisco). – 1992. – V. 26. – P. 489–498.
4. Harvey J.W. Chromospheric magnetic field measurements in a flare and an active region filament / J.W. Harvey // Solar Physics. – 2012. – V. 280. – Iss. 1. – P. 69–81.
5. Kurochka E.N. Temporary changes of physical conditions in photospheric layers of solar flare (in Russ.: 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, № 4. – P. 308–320.
6. Kurochka E.V. 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.
7. Livingston W. Sunspots with the strongest magnetic fields / W. Livingston, J.W. Harvey, O.V. Malanushenko // Solar Phys. – 2006. – V. 239. – P. 41–68.
8. Lozitska N.I. Inter-annual variations of magnetic fields in sunpots: a comparison of different indexes / N.I. Lozitska // Kosm. Nauka i Tekhnologia. – 2010. – V. 16, № 4. – P. 30–36.
9. Lozitskaya N.I. Do magnetic transients exist in solar flares ? / N.I. Lozitskaya, V.G. Lozitskii // Soviet Astronomy Letters. – 1982. – V. 8. – P. 270–272.
10. 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.
11. Lozitsky V.G. Magnetic fields and FeI line profiles in the major solar flare on October 28, 2003 / V.G. Lozitsky // Astronomy Letters. – 2009. – V. 35, № 2. – P.136–142.
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. Spectral manifestations of extremely strong magnetic fields in the sunspot umbra / V.G. Lozitsky // Advances in Space Research. – 2017. – Vol. 59. – P. 1416–1424.
14. Anomalous decreasing of the turbulent velocities in space magnetoplasma with strong and small-scale magnetic fields Kinematics and Physics of Celestial Bodies, Suppl. / V.G. Lozitsky, M.Yu. Gordovsky, N.I. Lozitska, E. Golbraikh. – 2000. – № 3. – P. 449–450.
15. Moore Ch.E. The spectrum 2935 Å to 8770 Å. Second revision of Rowland's Table of solar spectrum wave lengths / Ch.E. Moore, M.G.J. Minnaert, J. Houtgast // National Bureau of Standards Monograph 61, Iss. Dec. 1966, Printed with financ. assist. from UNESCO, under the auspices of IAU.
16. Peripheral downflows in sunspot penumbrae / M. Noort van, A. Lagg, S.K. Tiwari, S.K. Solanki // Astron. Astrophys. – 2013. – V. 557, id. A24.
17. Zemanek E.N. Splitting of some spectral lines of FeI in magnetic field / E.N. Zemanek, A.P. Stefanov // Vestnik Kiev Univ., Seria. Astronomii. – 1976. – V. 18. – P. 20–36.

Надійшла до редколегії 02.05.18