

УДК 523.985

О. Осика, канд. фіз.-мат. наук, В. Лозицький, д-р фіз.-мат. наук, проф.,  
Є. Курочка, канд. фіз.-мат. наук

## ЕВОЛЮЦІЯ ЛОКАЛЬНИХ МАГНІТНИХ ПОЛІВ У СОНЯЧНОМУ СПАЛАХУ 19 ЛИПНЯ 2000 Р.

*Наведено результати спектрально-поляризаційних спостережень сонячного спалаху 19 липня 2000 р. балу М6.4/3В. Магнітні поля вимірювались по магнітотчливих лініях FeI 5247.1 та 5250.2 Å; для оцінки немагнітних ефектів у цих лініях використовувалась лінія FeI 5123.7. Для оцінки локальних магнітних полів порівнювались розщеплення піків параметра Стокса V у вказаних вище магнітотчливих лініях. Знайдено, що напруженість магнітного поля змінювалась впродовж спалаху немонотонно: вона була найбільшою в момент максимальної емісії в лінії H $\alpha$ .*

*The results of spectral-polarized observations of solar flare of July 19, 2000 are presented. Magnetic fields were measured by magnetosensitive lines FeI 5247.1 та 5250.2 Å; line FeI 5123.7 was used for correction of results taking into account of non-magnetic effects in these lines. For local magnetic field determination, the splitting of the Stokes V peaks were compared in above-named magnetosensitive lines. It was shown, that magnetic field strength changes non-monotonously during the flare: its maximum was at flare emission peak.*

**Вступ.** Сонячні спалахи – спорадичні вибухоподібні процеси в атмосфері Сонця, джерелом енергії яких є магнітні поля. В процесі спалаху магнітна енергія трансформується у інші види енергій (електромагнітного випромінювання, теплових і турбулентних рухів плазми, прискорених часток, ударних хвиль, корональних викидів) і тому можна очікувати, що спалах має супроводжуватись зменшення напруженості магнітного поля і магнітної енергії в області його виникнення. Однак при спостереженнях цей ефект здебільшого або не виявляється, або ж існує лише в одній магнітній полярності, тоді як в іншій полярності він може бути навіть протилежний по знаку. Саме такі зміни зареєстровані з допомогою бортового магнітографа орбітальної обсерваторії SDO/HMT під час білого спалаху 12.06.2010 р. рентгенівського балу M2.0 [10]. За даними в лінії FeI 6173.34  $\pm$  172 mÅ, в північній полярності спостерігалось ослаблення магнітного поля на 70 Гс, тоді як в південній – його підсилення на 180 Гс впродовж 6 хв. в максимумі спалаху. У спалаху 15.02.2011 балу X2.2 спостерігалось посилення поперечного магнітного поля на 70 % між двома спалаховими стрічками: поле зросло від 650 Гс до 1000 Гс на протязі 18 хвилин [12]. При цьому ріст магнітного поля співпав з максимумом потоку електронів з енергіями 50–100 кеВ, зареєстрованого апаратурою RXESSI, а також рентгенівського потоку в області довжин хвиль 1–8 Å, зафіксованого на GOES. У іншому більш слабкому спалаху рентгенівського балу B1.0, що виник в активній області NOAA10953, стокс-метричні вимірювання в лініях FeI 6301.5 та 6302.5 з допомогою спектрополяриметра Hinode/SOT виявили ріст поздовжньої компоненти магнітного поля як перед спалахом, так і після його закінчення [11]. Спалах тривав всього 6 хвилин, а поздовжня компонента поля збільшилась на 200 Гс. Кут нахилу силових ліній поля перед спалахом зростає, а безпосередньо перед початком – падає.

Можливою причиною того, що очікуваний дефіцит магнітної енергії під час спалаху не виявляється, є неврахування чисто немагнітних (викликаних термодинамічними ефектами) змін профілів тих магнітотчливих ліній, по яких міряється магнітне поле. У деяких випадках це може дати навіть фіктивну вимірювану магнітну полярність [4]. Крім того, часто аналізується лише поздовжня компонента поля, і до того ж – в наближенні однокомпонентної моделі. Водночас, на сьогодні вже не викликає сумніву, що магнітні поля в активних і спокійних областях є суттєво структурованими: вони включають як мінімум одну маломасштабну компоненту (яка при сучасному рівні просторового розділення завжди виступає як субтелескопічна, з характерним розміром елементів  $\leq$  100 км), і ще одну більш крупномасштабну, фонову [6]. У такому разі, вимірювання в наближенні однокомпонентної моделі дають скоріше магнітний потік, а не напруженість магнітного поля. Для визначення локальних магнітних полів, що відповідають елементам субтелескопічної структури, слід використовувати спеціальні методи; такі методи для випадку спалахів запропоновані в роботах [5, 6, 8, 9].

У даній роботі аналізуються нові спостережні дані, що стосуються доволі потужного сонячного спалаху в активній області NOAA 9077. Саме ця область 14 липня 2000 р. дала винятково геоэффективний спалах балу X5.7/3В, відомий як "спалах дня Бастилії".

**Спостережний матеріал і методика вимірювання магнітних полів.** Сонячний спалах 19 липня 2000 р. балу М6.4/3В спостерігався на ешелюному спектрографі горизонтального сонячного телескопа Астрономічної обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка [2]. Впродовж 6<sup>h</sup>54<sup>m</sup>–8<sup>h</sup>30<sup>m</sup> UT отримано 10 зєман-спектрограм спалаху, які дозволяють аналізувати  $\pm V$  профілі багатьох магнітотчливих ліній для всіх фаз спалаху – від його початку до кінця.

Для вимірювання магнітних полів використовувались магнітотчливі лінії FeI 5247.1 та 5250.2 Å з ефективними факторами Ланде  $g_{\text{eff}} = 2.0$  та  $3.0$ , відповідно. Немагнітні ефекти в цих лініях оцінювались по лінії FeI 5123.7, у якій  $g_{\text{eff}} = 0.0$ . Магнітні поля вимірювались трьома методами.

1. Спершу величина поля визначалась методом "центрів ваги". Вимірювання цим методом є традиційними і найбільш простими: вимірюється відносний зсув вздовж довжин хвиль профіля лінії  $I+V$  відносно профіля  $I-V$ . Цей зсув звичайно трактується як результат подвійного зєманівського розщеплення  $2\Delta\lambda_{\text{H}}$  і виражається у величинах напруженості магнітного поля. Метод "центрів ваги" по суті є еквівалентним магнітографічному методу, але позбавленим похибок, пов'язаних з непостійністю коефіцієнта поглинання і доплерівської ширини при переході від одного місця на Сонці до іншого. Дійсно, у магнітографічному методі напруженість магнітного поля визначається не безпосередньо по зєманівському розщепленню, а непрямим чином – по інтенсивності циркулярно або лінійно поляризованого світла в крилах магнітотчливої лінії. Щоб цю інтенсивність виразити у величинах магнітних напруженостей або індукцій, слід використати якусь модель атмосфери, наприклад модель спокійної атмосфери, модель плями або спалаху. Але в цих моделях одному й тому ж однорідному магнітному полю відповідають різні рівні інтенсивності

поляризованого випромінювання. Тобто, фактично, вимірювання на магнітографі, прокалібровані в області спокійної атмосфери (що звичайно і робиться на практиці), вже інакше слід калібрувати в області плями чи спалаху. Відповідні похибки можуть досягати рівня десятків і сотень процентів. Ще 45 років тому акад. Сєверний А. Б. показав [7], що навіть для сонячних плям (без спалахів) фактично не існує єдиної калібровочної залежності магнітографа: прокалібровані сигнали магнітографа і прямі спектральні вимірювання дають розбіжність до 200–300 %. Тобто, в області сонячних плям магнітограф фактично малопридатний для кількісного визначення величини магнітного поля. У цих місцях на Сонці більш надійні дані можна отримати на основі спектральних вимірювань.

2. Локальні магнітні поля оцінювались також методом, викладеним в роботі [8] – на основі порівняння картин розщеплення ліній FeI 5247.1 та 5250.2 Å. Ці лінії мають великі фактори Ланде і при магнітних полях в межах 1200÷2300 Гс мають часткове розщеплення  $\sigma$ -компонент, а при полях > 2500 Гс – майже повне або повне (різне для різних ліній). Лінія FeI 5250.2 з більшим фактором Ланде (3.0) повністю розділяє свої  $\sigma$ -компоненти тоді, коли лінія FeI 5247.1 має ще частково перекриті  $\sigma$ -компоненти. Якщо розглядати розщеплення піків параметра Стокса V, величину  $\Delta\lambda_V$ , то у лінії FeI 5250.2 вона швидше наближається до подвійного зєсманівського розщеплення  $2\Delta\lambda_H$ , ніж у другій лінії. Вимірюючи співвідношення спостережених величин  $\Delta\lambda_V$  по цих лініях, можна по відповідній калібровочній залежності оцінити величину  $2\Delta\lambda_H$ , а отже і напруженість магнітного поля.

3. Третій метод також базується на вимірюваннях розщеплення піків параметра Стокса V, але лише однієї лінії FeI 5250.2 Å. Він застосовний тоді, коли розподіл параметра V з довжиною хвилі має точку перегину поблизу центру лінії. Така особливість, теоретично, виникає у випадку, коли  $\sigma$ -компоненти цієї лінії повністю розділились і тоді  $\lambda_V(525.02) = 2\Delta\lambda_H$ . Вимірюючи з спостережень  $\lambda_V(525.02)$ , знаходимо  $\Delta\lambda_H$ , а отже і величину магнітного поля.

**Результати та їх обговорення.** Був досліджений яскравий вузлик спалаху, що розташовувався в області північної сонячної плями, де виміряні методом "центрів ваги" магнітні поля були в межах 410–1250 Гс. Фактично це деякі усереднені по площі вхідної щільності ефективні магнітні поля, які у випадку однорідного магнітного поля мали б бути близькими до поздовжньої компоненти  $B_{||}$ . Якби у дослідженому місці магнітне поле було дійсно квазіоднорідним, то дані по лініях FeI 5247.1 та 5250.2 Å добре узгоджувались би між собою, оскільки ці лінії мають близькі висоти формування в атмосфері і температурні чутливості. Насправді ж, виявлено кілька ефектів, які вказують на більш складну (мінімум – двокомпонентну) структуру магнітного поля і на те, що дійсні індукції там були більше 1250 Гс.

Зокрема, знайдено, що відношення нормованих на фактор Ланде амплітуд параметра Стокса V, а саме  $2V_m(5250.2)/3V_m(5247.1)$ , було в межах 0.84–0.93, тоді як при помірного квазіоднорідному полі це відношення мало б бути близьким до одиниці. Аналогічно, відношення розщеплень піків параметра V,  $\lambda_V(525.02)/\Delta\lambda_V(524.71)$ , тоді також мало б бути близьким до одиниці; насправді ж у спалаху воно було в межах 1.17–1.30 (Табл. 1).

Таблиця 1

Спостережені параметри ліній FeI 5247.1 та 5250.2 Å для різних моментів дослідженого спалаху

Час (UT) h m	Фаза спалаху	$\Delta\lambda_{1/2}$ (mÅ)		$\Delta\lambda_V$ (mÅ)	
		FeI 5247.1	FeI 5250.2	FeI 5247.1	FeI 5250.2
6 54	Початок	190	210	180	220
7 21	Максимум – 10 <sup>m</sup>	160	170	160	200
7 31	Максимум	170	210	200	260
7 43	Максимум + 12 <sup>m</sup>	180	210	170	220
8 06	Згасання	150	170	140	170

Оцінка локальних магнітних полів виконувалась двома зазначеними вище методами. По-перше, використовувався метод аналізу відношення  $\lambda_V(525.02)/\Delta\lambda_V(524.71)$ , викладений в роботі [8]. Однак, на відміну від вказаної роботи, доплерівська ширина  $\Delta\lambda_D$  вважалась не постійною з розвитком спалаху, а такою, зміна якої з часом відповідає зміні спектральної ширини  $\Delta\lambda_{1/2}$  немагнітної лінії FeI 5123.7. Оскільки при цьому магнітне поле припускалось поздовжнім і однаковим по перерізу можливих субтелескопічних структур, відповідні оцінки дають нижню межу  $B_{min}$  дійсних значень  $B_{true}$  магнітного поля.

По-друге, була зроблена оцінка і верхньої межі  $B_{max}$  магнітного поля. Оскільки було виявлено, що спостережені профілі параметра Стокса V для лінії FeI 5250.2 Å мають біля її центру точку перегину, то можна було вважати, що для цієї лінії настало майже повне розділення зєсманівських  $\pi$ - та  $\sigma$ -компонент. Тоді для визначення  $B_{max}$  можна просто вважати, що  $\lambda_V(525.02) = 2\Delta\lambda_H$ .

Якщо вважати, що дійсне значення магнітного поля  $B_{true}$  має бути близьким до середнього між  $B_{min}$  та  $B_{max}$ , то отримуємо 2300 Гс в початковий момент спалаху 6<sup>h</sup>54<sup>m</sup>, 2760 Гс в його максимумі (7<sup>h</sup>31<sup>m</sup>) та 1700 Гс – в кінці (8<sup>h</sup>06<sup>m</sup>) – Рис. 1. Таким чином, наші спостереження на новому спектральному матеріалі підтверджують висновки робіт [1, 3, 8] про те, що локальні магнітні поля підсилюються в максимальній фазі сонячних спалахів.

Оцінювався також фактор заповнення  $\alpha$  апертури магнітними елементами в припущенні, що вклад фонового поля у виміряне розщеплення був набагато менший, ніж вклад сильних субтелескопічних полів. Тоді  $\alpha \approx V_{||}(5247.1)/B_{true}$  [8]. Знайдені таким чином величини (нижня крива на рисунку) вказують на різке падіння фактора заповнення у максимумі спалаху – від 0.6 до 0.3 (тобто у 2 рази) на протязі всього 10 хв. Це може відображати швидке "знищення" енергії магнітного поля саме у маломасштабних структурах. Раніше подібний ефект відмічався в роботі [8], але там зменшення фактора заповнення було практично монотонним, на протязі приблизно 30 хв спалаху. Можливо, різні спалахи дійсно суттєво відрізняються за темпами вивільнення в них магнітної енергії. Це слід перевірити у майбутньому на новому спостережному матеріалі.

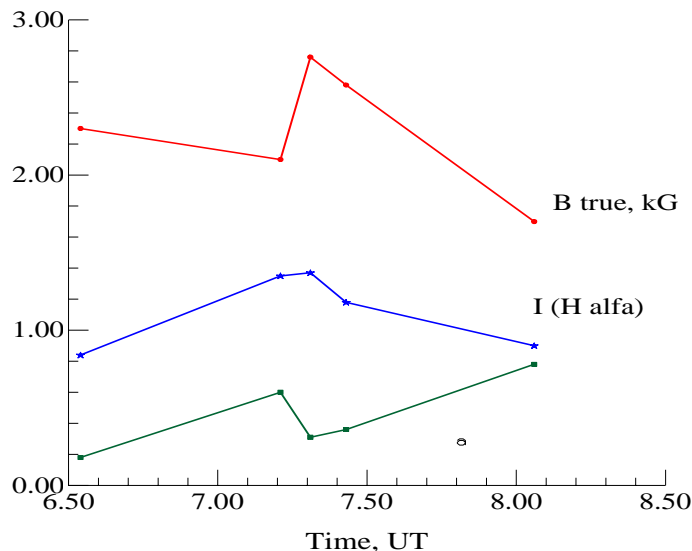


Рис. 1. Співставлення для дослідженого спалаху вимірювань локального магнітного поля  $B_{true}$ , (у кілогаусах), інтенсивності в лінії  $H\alpha$  відносно локального континууму, позначеної  $I$  (H-alpha), та фактора заповнення (короткі штрихи, нижня крива).

1. Кондрашова Н.Н., Хоменко Е.В. Изменение физического состояния фотосферы в течение микровспышки // Збірка тез доповідей Міжнародної конференції, присвяченої пам'яті П.Р.Романчука, Київ, 24–27 травня 2011 р., КНУ ім. Тараса Шевченка. – С. 23–24. 2. Курочка Е.В., Курочка Л.Н., Лоцицкий В.Г. и др. Горизонтальный солнечный телескоп Астрономической обсерватории Киевского университета // Вестник Киевского ун-та. Астрономия. – 1980. – Вып. 22. – С.48–56. 3. Курочка Е.В., Лоцицкий В.Г., Осыка О.Б. Временные изменения физических условий в фотосферных слоях солнечной вспышки // Кинематика и физика небесных тел – 2008. – Т.24. – № 4. – С.308–320. 4. Лоцицкая Н.И., Лоцицкий В.Г. Существуют ли "магнитные транзиенты" в солнечных вспышках? // Письма в Астрон. журн.- 1982.-Т.8, № 8.- С.500–505. 5. Лоцицкий В.Г. Магнитные поля и профили линий FeI в большой солнечной вспышке 28 октября 2003 г. // Письма в Астрономический журнал.– 2009.– Т.35, № 2. – С. 154–160. 6. Лоцицкий В.Г. Сильные магнитные поля в мелкомасштабных структурах и вспышках на Солнце. Дис. доктора ф.-м. наук: 01.03.03 – Киев, 2003.– 299с. 7. Северный А.Б. Калибровка сигналов магнитного поля солнечного магнитографа // 1967. – Известия КрАО. – Т. 36.– С. 22–50. 8. Lozitska N., Lozitskij V. Small-scale magnetic fluxtube diagnostics in a solar flare // Solar Physics.– 1994. Vol.151, № 2.– P.319–331. 8. Lozitsky V.G., Baranovsky E.A., Lozitska N.I., Leiko U.M. Observations of magnetic field evolution in a solar flare // Solar Physics. – 2000. – Vol.191, № 1. – P. 171–183. 9. Martinez Oliveros J.S., Convidat S., Schou J., Krucker S., et al. Imaging spectroscopy of a white - light solar flare / Solar Phys. – 2011. – V.269, N2. – P.269–281. 10. Murray S.A., Bloomfield D.S., Gallagher P.T. The evolution of sunspot magnetic fields associated with a solar flare / Solar Phys. – 2011. arXiv:1105.1978v1 [astro-ph.SR]10May 2011. 11. Wang S., Liu C., Liu R., Deng N., Liu Y., Wang H. First flare-related rapid change of photospheric magnetic field observed by Solar Dynamic Observatory. arXiv:1103.0027v [astro-ph.SR]28Feb.2011.

Надійшла до редколегії 24.06.11

УДК 521.852

В. Клецонок, канд. фіз.-мат. наук, ст. наук співроб., В. Вербінська, студ.

### ТЕЛЕВІЗІЙНІ СПОСТЕРЕЖЕННЯ ПОКРИТЬ МІСЯЦЕМ ТІСНИХ ПОДВІЙНИХ ЗІР

Наведені результати досліджень ефективності реєстрації покрив Місяцем тісних подвійних зір. Ефективність реєстрації подвійності зір телевізійними системами аналізувалася методом статистичного моделювання. При обчисленні враховувалися дифракційні ефекти, геометричні та фотометричні характеристики подвійних зір та випадковий зсув моменту покриття відносно початку телевізійного кадру. Характеристики шумів зображень зір та фону неба вибиралися з параметрів шумів при реальних спостереженнях покриттів зір телевізійним комплексом "Спалах". Успішність реєстрації подвійності визначалася автоматично за статистичним критерієм.

В результаті обчислень отримані залежності ефективності реєстрації подвійності зір від фотометричних і геометричних параметрів подвійної системи та обставин покриття. Показана також істотна ефективність виявлення подвійності навіть для гранично слабких зір, які використовуються при подібних спостереженнях.

The registration efficiency studies of the close binary stars occultation by Moon are presented. The registration efficiency of the television complex was analyzed by the statistical simulation method. The diffraction effects, geometric and photometric binary star parameters and random shift occultation moment of the exposition beginning were taken into the account in calculations. Noise parameters of the star image and background were selected according to the television complex "Spalakh" noise characteristics. The success of the registration was determined automatically with the help of the statistic criterion.

The dependences of the star duplicity registration efficiency on the photometric and geometric parameters of the binary stars and occultation conditions were obtained. The considerable efficiency of the duplicity detection even for the limited faint stars, which were used during our observations, takes place.

**Вступ.** В 2013 р. планується запуск астрометричної місії GAIA [1]. На протязі 5 років роботи цієї місії очікується отримання положень та власних рухів великої кількості зір з безпрецедентною точністю. Для успішного виконання поставлених задач бажано наперед знати про подвійність (або кратність) зір, щоб врахувати це при обробці. Особливу увагу слід звернути на тісні пари, які не можуть бути розділені при телескопічних спостереженнях. Один із методів виявлення таких пар – це спостереження покрив зір Місяцем. Такі спостереження доступні широкому колу як професійних астрономів, так і аматорів. При наявності телевізійної камери з'являється принципова можливість реєструвати подвійність зір з відстанню між компонентами 40 mas і менше. Такі оцінки впливають з розділення по часовій шкалі, що відповідає двом повним телевізійним кадрам при стандартній телевізійній частоті