

Рис. 4. Розподіл коефіцієнтів підсилення для радіусів половинної яскравості $R_{1/2} = 0.05, 0.1, 0.2$, довжина траєкторії становить $5R_E$, оптична глибина $\sigma = 0.5$, зовнішній зсув $\gamma = 0$

4. Обговорення. В даній роботі проведено повне моделювання ефектів мікролінзування для гаусівського джерела, що мікролінзоване точковими масами, яке не зводиться до наближенням лінійної каустики, оскільки моделювання за допомогою останнього методу має суттєвий недолік. Це наближення є ефективним лише на відстані від каустики порядку розміру джерела за умови, що розмір джерела значно менший за радіус кривини каустики, і не працює в області, де джерело можна розглядати як точкове. Пряме обчислення кривих блиску протяжного джерела виявило появу двох максимумів у розподілі коефіцієнтів підсилення при $\sigma \approx 0.5$. Численні перевірки самого коду і його складових частин не показали ніяких відхилень від цієї тенденції і для більшого поля мікролінз, і для іншого напрямку траєкторії джерела. При цьому можна зазначити, що різниця між моделями є досить малою і становить не більше 10%, подібний результат було отримано раніше [10]. Вигляд розподілів коефіцієнтів підсилення при різних значення радіуса половинної яскравості джерела майже не змінюється, в цьому випадку лише змінюється максимум коефіцієнтів підсилення.

1. Chang K., Refsdal S. Flux variations of QSO 0957+561 A, B and image splitting by stars near the light path // Nature. – 1979. – Vol. 282. – P. 561-564.
 2. Grieger B., Kayser R., Refsdal S. Gravitational micro-lensing as a clue to quasar structure // Astron. and Astrophys. – 1988. – Vol. 194. – P. 54–64. 3. Lewis G.F., Irwin M.J. The statistics of microlensing light curves – I. Amplification probability distributions // Mon. Not. Roy. Astron. Soc. – 1995. – Vol. 276, № 1. – P. 103–114. 4. Mortonson M.J., Schechter P.L. Size is Everything: Universal Features of Quasar Microlensing with Extended Sources // Astrophys. J. – 2005. – Vol. 628. – P. 594–603. 5. Salata S.A., Zhdanov V.I. Statistical Astrometric Microlensing of Extended Sources // Astron. J. – 2003. – Vol. 125, № 3. – P. 1033–1037. 6. Schneider P., Weiss A. Light propagation in inhomogeneous universes: the ray-shooting method // MPA Rep. – 1987. – Vol. 311. – P. 46. 7. Wambsganss J., Paczynski B., Schneider P. Interpretation of the microlensing event in QSO 2237 + 0305 // Astrophys. J. – 1990. – Vol. 358. – P. L33–L36. 8. Wozniak P., Alard C., Udalski A. The optical gravitational lensing experiment monitoring of QSO 2237+0305. A Hunt for Caustic Crossings // Astron. J. – 2000. – Vol. 529. – P. 88–92. 9. Wyithe J.S., Webster R.L., Turner E.L., Mortlock D.J. A gravitational microlensing determination of continuum source size in Q2237+0305 // MNRAS. – Vol. 315, № 1. – P. 62-68. 10. Слюсар В.М., Александров А.Н., Жданов В.И. Моделювання кривих блиску мікролінзованого протяжного джерела // Вісник Київ. ун-ту. Астрономія. – 2009. – № 45. – С.29-33.

Надійшла до редколегії 10.06.10

УДК 523.985

О. Андрієць

ВИМІРЮВАННЯ МАГНІТНИХ ПОЛІВ У СЛАБКИХ СОНЯЧНИХ СПАЛАХАХ ПО ЛІНІЯХ ФОТОСФЕРИ ТА ХРОМОСФЕРИ

У роботі наведено результати спектрофотометричного дослідження трьох слабких сонячних спалахів від 25 липня 1991 року балу SB, від 18 липня 2000 року рентгенівського балу C1.5 активної області NOAA 9077 та від 28 липня 2004 р. рентгенівського балу C4, який виник в активній області NOAA 652. На основі аналізу $I \pm V$ профілів Стокса для всіх трьох спалахів було виміряно величини усереднених магнітних полів і проведено перевірку на наявність маломаштабних просторово нероздільних структур магнітних полів. Показано, що в наближенні однорідного поля у деяких спалахах існує знакозмінний вертикальний градієнт магнітного поля. Розгляд ліній з близькими глибинами формування але різними факторами Ланде показує, що принаймні у двох спалахах існувала субтелескопічна структура магнітного поля з локальними індукціями понад 1 кГс.

The spectrophotometric results investigation of magnetic fields in the three weak solar flares of 28 July 2004, 18 July 2000 and 25 July 1991 are presented. The magnitudes of magnetic fields were measured and availability of unresolved magnetic structure test was carried out. Alternating vertical gradient of magnetic field was revealed for two of the investigated flares. Treatment of lines with similar formation depths and with different Lande factor shows that even if one subtelescopic structure was existed with strong magnetic field with local inductions over 1 kGs.

Вступ. На сьогодні магнітні поля у сонячних спалахах найкраще досліджені лише на фотосферному рівні. Є також обмежене число публікацій, в яких містяться результати магнітографічних вимірювань у зоні температурного мінімуму і хромосфери [2, 7, 14]. Та при вивченні хромосферних магнітних полів магнітографічним методом їх значення не зовсім достовірні, оскільки мають місце значні зміни у профілях хромосферних ліній в активних обла-

стях, що і піддає сумніву надійність отриманих результатів. Тому для спалахів більш надійними є дані, які можна отримати на основі аналізу спектрально-поляризаційних спостережень, адже вони дають розподіл параметрів Стокса по профілях спектральних ліній і дозволяють коректно відділити магнітні зміни від немагнітних.

Раніше нами при дослідженні спалаху рентгенівського балу C4 від 28 липня 2004 року було встановлено [4], що магнітне поле по лінії FeI 630.25 було в 1.6–1.8 рази сильніше, ніж поле по лінії H α ; було виявлено вказівки на практично нульовий вертикальний градієнт магнітного поля ($\partial B/\partial h \approx 0$) при переході від рівня фотосфери до хромосфери, тоді як за межами спалаху – звичайний випадок $\partial B/\partial h < 0$ [1]; синхронні з інтенсивністю в H α зміни магнітного поля (магнітне поле було тим сильнішим, чим інтенсивніша спалахова емісія в H α); поздовжня компонента B_{\parallel} в області спалаху практично була однаковою на рівні фотосфери й хромосфери, що вказує на певний фізичний механізм додаткового підтримання магнітного поля внаслідок, можливо, сильних електричних струмів у спалаху [8]; багатоконтурна структура магнітного поля, коли всередині ділянок розміру 1Мм ймовірно існування принаймні двох маломасштабних компонент магнітного поля з індукціями 2.5–2.7 та 5.5–6.0 кГс.

Мета даної роботи – уточнити раніше отримані нами висновки і для інших спалахів такої ж потужності, порівнюючи напруженості магнітного поля у спалахах для рівнів фотосфери та хромосфери. А також вивчити еволюційні зміни магнітного поля у слабких спалахах на двох вказаних рівнях атмосфери та протестувати дані спостережень на предмет можливості існування субтелескопічних структур із сильними магнітними полями.

Матеріал спостережень та профілі ліній. Нижче вивчаються магнітні поля у трьох сонячних спалахах: 25 липня 1991 року, 18 липня 2000 року та 28 липня 2004 року. Потужності цих спалахів є такими: SB, C1.5 та C4, відповідно. Перший спалах виник в активній області недалеко від центру диску і мав координати $08^{\circ} N, 11^{\circ} E$. Два інші спалахи виникли у групах плям NOAA 9077 та 652. Спалахи спостерігалися В.Г.Лозицьким на ешельному спектрографі горизонтального сонячного телескопа Астрономічної обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка.

Магнітні поля у спалахах вимірювались по 13 спектральних лініях: FeI 6302.51, FeI 6301.51, FeI 5250.65, FeI 5250.21, FeI 5247.1, CrI 5247.6 та H α 6562.82, Cr I 4339.45, VI 4341.013, Ti II 4341.369, H γ 4340.47, D1Na 5895.923, D2Na 5889.953. Лінії підібрані так, щоб можна було а) прослідкувати зміни магнітного поля при переході від фотосфери до хромосфери та б) виявити ознаки присутності субтелескопічних магнітних полів.

На досліджених спектрограмах спектри I+V та I-V зафіксовані окремо, тому і фотометрія була також роздільною. Після фотометрії кожна пара регістрограм мала бути взаємно "прив'язана" по довжинах хвиль λ . Така прив'язка здійснювалась по телуричним або немагніточутливим лініям. Після такої прив'язки магніточутливі лінії виявляли зєеманівське розщеплення по видимому відносному зсуву профілів I+V та I-V.

Фотометрія близько розташованих у спектрі вузьких телуричних ліній показала, що інструментальні зміщення знаходяться на рівні ± 2 мА, що для ліній типу FeI 5250.2 відповідає похибкам ± 40 Гс. Для ліній, що мають менший фактор Ланде, похибки у стільки разів більші, у скільки разів менший їх фактор Ланде, точніше, фактор g_L^2 , і тому для лінії H α це дає величину похибок на рівні ± 100 Гс.

У всіх досліджених спалахах лінії FeI мали звичайні фраунгоферові профілі, без емісійних піків у їх ядрах. Лінії D1 та D2 також не мали чітко виражених емісійних піків, хоча у спалаху від 25 липня 1991 у ядрі лінії D1 явно була помітна злита з фраунгоферовим профілем емісія. Лінія H α у двох спалахах, а саме: від 25 липня 1991 року та 28 липня 2004 року мала чітко виражені емісійні піки, а у спалаху від 18 липня 2000 року – не мала, тому магнітне поле по ній у даному спалаху виміряти було неможливо.

Результати вимірювань та їх обговорення. Аналізуючи знайдені величини магнітного поля по лініям фотосфери та хромосфери для спалаху від 25 липня 1991 року, ми отримали знакозмінний висотний градієнт магнітного поля. А саме: від середньої фотосфери по лінії FeI 1 5250.21 до рівня формування лінії D1Na 5895.923 величина індукції магнітного поля спочатку зростала, що свідчить про додатний висотний градієнт поля, а потім, досягши рівня формування лінії D1Na 5889.953, індукція магнітного поля зменшувалася, тобто спостерігався навпаки, від'ємний висотний градієнт. Для спалаху від 28 липня 2004 року з аналізу змін у значеннях поздовжньої компоненти магнітного поля видно, що індукція поля спочатку спадала при переході від середньої фотосфери до хромосфери, а потім, досягши висоти формування лінії D1Na 5895.923, зросла, про що свідчать дані в табл. 1.

Таблиця 1. Знайдені величини магнітного поля по лініям фотосфери та хромосфери у різних спалахах

Спалах	Магнітне поле, Гс			
	FeI 6301.51 (FeI 5247.1)	FeI 6302.51 (FeI 5250.21)	D1Na 5895.923	H α 6562.82
25.07.1991 05 : 36 : 40	(660)	(740)	1590	1100
18.07.2000 05 : 11	250	130	–	–
28.07.2004 5 : 46	1280	2200*	920	1400

Примітка: В* – модуль магнітного поля (лише для лінії FeI 6302.51 у третьому рядку таблиці)

Тобто знакозмінний висотний градієнт магнітного поля спостерігався в обох випадках. Такі ефекти спостерігали і раніше, але для більш потужних спалахів [5].

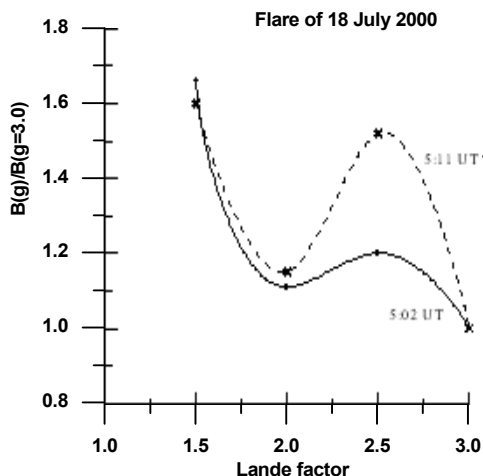


Рисунок 1. Залежність відносних напруженостей $B(g_i)/B(g=3.0)$ від фактора Ланде для спалаху 18.07.2000. Зображено два моменти спалаху: 5:11 UT та 5:02 UT

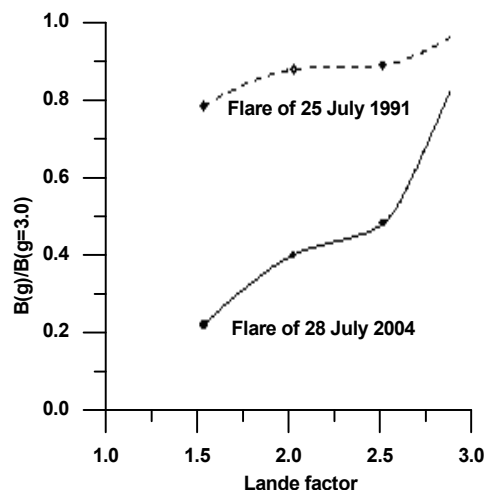


Рисунок 2. Залежність відносних напруженостей $B(g_i)/B(g=3.0)$ від фактора Ланде для спалахів 25.07.1991 та 28.07.2004

Важливо дослідити магнітне поле у спалахах на наявність просторово нероздільних структур, що є значущим при інтерпретації результатів вимірювання магнітних полів. Тест на виявлення або відсутність таких структур полягає в наступному: якщо лінії з різними факторами Ланде, але близькими глибинами формування показують однакове виміряне магнітне поле, то по вхідній апертурі (тобто площі вхідної щілини спектрографа) немає субтелескопічних структур із сильним магнітним полем (>1 кГс); або ж їх так мало, що ефективний фактор заповнення набагато менший одиниці. Якщо ж магнітні поля по таким лініям різні за величиною, – наявність просторово нероздільних структур цілком імовірна [15].

З метою виявлення таких структур для трьох спалахів середньої потужності було досліджено співвідношення магнітних полів по лініях FeI 5247.1 ($g=2.0$), CrI 5247.6 ($g=2.5$), FeI 5250.2 ($g=3.0$) та FeI 5250.6 ($g=1.50$). Для цього було побудовано залежності $B(g_i)/B(g=3.0)$ від фактора Ланде для трьох спалахів.

Із графіків на рис.1 та рис.2 видно, що залежності відносних напруженостей $B(g_i)/B(g=3.0)$ від фактора Ланде g для спалахів, за виключенням спалаху 25.07.1991, не відповідають випадку $B(g_i)/B(g=3.0) \approx 1$. А це означає, що у спалахах низької потужності 18.07.2000 та 28.07.2004 були присутні просторово нероздільні структури із сильним магнітним полем. Причому характерно, що у спалаху 25 липня 1991 року це ймовірно було поле протилежної полярності, тому що лінії з найменшими факторами Ланде показують тут найменше виміряне поле. Досліджені ділянки обох спалахів знаходились поза плямами. Подібні ефекти спостерігались для спалахів, але більшої потужності від 25.07.1981 та 05.11.2004 рентгенівських балів 2N та M4.1/1B відповідно іншими авторами [13].

Таким чином, у двох із трьох досліджених спалахів середньої потужності ймовірно існували просторово нероздільні магнітні структури з магнітними полями біля 3 кГс.

Висновки та їх обговорення. Було виявлено (в наближенні однорідного в картинній площині магнітного поля) знакозмінний висотний градієнт у спалахах від 18 липня 2000 року та 28 липня 2004 року. Для спалаху від 25 липня 1991 року було знайдено, що при переході від рівня середньої фотосфери по лінії FeI 1 525.021 до рівня формування лінії D1Na 589.5923 величина індукції магнітного поля спочатку зростала, що свідчить про додатний висотний градієнт поля, а потім, досягши рівня формування лінії D2Na 588.9953, індукція магнітного поля зменшувалася, тобто спостерігався навпаки, від'ємний висотний градієнт. Для спалаху від 28 липня 2004 року при аналізі змін у значеннях поздовжньої компоненти магнітного поля виявилось, що індукція поля спочатку спадала при переході від середньої фотосфери до хромосфери, а потім, досягши висоти формування лінії D1Na 589.5923, зростала.

Проведене дослідження вимірних магнітних полів у процесі трьох слабких спалахів залежностей "відносна напруженість $B(g_i)/B(g=3.0)$ – фактор Ланде g " дозволило встановити, що у спалахах низької потужності 18.07.2000 та 28.07.2004 були присутні просторово нероздільні структури із сильним магнітним полем. Подібні дослідження магнітних полів, але по магнітографічним даним для слабких магнітних потоків ($B_{||} < 100-200$ Гс) були проведені авторами [9], для потоків з помірними магнітними полями ($B_{||} \approx 500$ Гс), вимірних в активній області поза спалахом [10] та для двох потужних спалахів [13], де також було знайдено вказівки на існування маломасштабних структур магнітного поля. Наші результати доповнюють існуючі уявлення про поведінку магнітного поля у спалахах і є важливими з точки зору вивчення саме спалахів низької потужності, оскільки вивченню таких спалахів не приділяється належної уваги.

Висловлюється щира подяка д.ф.-м.н. В.Г. Лоцицькому за надання оригінальних спостережних матеріалів та допомогу у підготовці даної роботи.

1. Андриєць О.С., Лоцицький В.С. Просторова неоднорідність і еволюція магнітного поля в області слабого сонячного спалаху // Журнал фізичних досліджень. – 2009. – Т.13, №3. – С.3904-1. – 3904-5. 2. Барановский Э.А., Лоцицкий В.Г., Тарашук В.П.. Моделирование фотосферы и хромосферы двух мощных вспышек на Солнце (28 октября 2003г. и 1 сентября 1990 г.) // Кинематика и физика небесных тел. – 2009 – Том 25, № 5, – С. 373-384. 3. Гуртовенко Э.А., Костык Р.И. Фраунгоферов спектр и система солнечных сил осцилляторов. – 1989 – Киев: Наук. думка, 200с. 4. Лоцицкий В.Г., Андриец Е.С. Сопоставление измерений магнитных полей в слабой солнечной вспышке по линиям Na и FeI 6302.5 // Труды Уссур. астрофиз. Обсерватории. – 2008. – Вып. 11. – С. 112-116. 5. Лоцицкий В.Г., Курочка Л.Н., Лоцицкая Н.И. Знакопеременность высотного градиента магнитного поля в солнечной вспышке // Астрономический журнал. – 1986. – Т. 63, № 4. – С. 814-816. 6. Северный А.В. Некоторые проблемы физики Солнца. 1988, М.:

Найка, 224 с. 7. Abramenko V.I., Baranovsky E.A. Flare-related changes in the profiles of six photospheric spectral lines // Solar Physics. – 2004 – Vol. 220, №1. – P.81-91. 8. Cornelis De Jager. Solar flares through electric current interaction. //Astrophys. and Space Science. – 1988 – Vol. 144, – P. 311 – 319. 9. Gopasyuk S.I., Kotov V.A., Severyn A.B., and Tsap T.T.: 1973, Solar Phys. 31, 307. 10. Lozitsky, V.G.: 2003, DrSc Dissertation, Kyiv, 299 pp. 11. Lozitsky V.G., Lozitska N.I. Line profiles and magnetic fields in the exclusively powerful solar flare of October, 2003: preliminary results // Kinematics and Physics of Celest. Bodies, Suppl. – 2005.– # 5. – P.148–150. 12. Lozitsky V.G., Baranovsky E.A., Lozitska N.I. and Leiko U.M. Observations of magnetic field evolution in a solar flare. // Solar Physics. – 2000. – Vol. 191. – P. 171-183. 13. Lozitsky V.G., Staude J. Observational evidences for multi-component magnetic field structure in solar flares. // Journal of Astrophysics and Astronomy. – 2008. – Vol. 29, issue 3-4. – P. 387-404. 14. Solov'ev, A. A. The spherical magnetic vortex as an element of solar activity. // Astronomy Reports. – 1998 – Vol. 42, Issue 5, – P.694-701. 15. Stenflo, J.O. Magnetic-field structure of the photospheric network. // Solar Phys. – 1973 – Vol. 32, – P. 41-63. 16. Wang H., Goode P.R., Denker C., etc. Comparison of the 1998 April 29 M6.8 and 1998 November 5 M8.4 flares.// The Astrophysical Journal. – 2000 – Vol. 536, – P. 971 – 981

Надійшла до редколегії 03.06.10

УДК 521.87

С. Борисенко, П. Корсун, Ю. Іващенко

ВИЗНАЧЕННЯ ОПТИЧНОЇ ТОВЩИНИ АТМОСФЕРИ КОМЕТИ 73P/ШВАССМАНН-ВАХМАНН 3 (ФРАГМЕНТ С)

Проведено фотометричні спостереження комети 73P/Швассманн-Вахманн 3 (фрагмент С) з телескопом Цейсс-600 (D=60 см, F=620 см) Андрюшівської астрономічної обсерваторії з використанням вузькосмугового інтерференційного фільтра RC (7128/58). За зміною яскравості вибраних зір під час покриття їх кометною атмосферою отримано оцінки оптичної товщини кометної атмосфери та альbedo кометного пилу.

Photometric observations of comet 73P/Schwassmann-Wachmann 3 (component C) were made with Zeiss-600 telescope (D=60 cm, F=620 cm) of Andrushivka astronomical observatory with help of RC narrowband cometary filter (7128/58). Variations of brightness of stars at occultation by cometary atmosphere were used for calculation of optical thickness of cometary atmospheres and albedo of cometary dust.

1. Вступ. Покриття відносно яскравих зір кометами – досить рідкісне явище, яке важко заздалегідь передбачити через неточності визначення кометних орбіт. Тим не менше, спостереження покриттів зір кометами є одним із методів для дослідження кометного пилу в навколядерних областях комет. Вимірювання поглинання потоку випромінювання від зорі кометною атмосферою дає можливість безпосередньо визначити оптичну товщину пилу, оцінити альbedo кометного пилу. До тепер визначення оптичної товщини атмосфер комет під час покриття зір вже проводилось для комет 1P/Галлей [6], C/1995 O1 (Гейл –Бопп) [8] та деяких інших яскравих комет [1, 3, 5, 7].

2. Спостереження. Спостереження проводились 9 та 13 травня 2006р. в Андрюшівській астрономічній обсерваторії з телескопом Zeiss-600 (D = 60 см, F = 620 см). Для спостережень використовувався вузькосмуговий інтерференційний фільтр RC (7128/58). В якості приймача була використана ПЗЗ-камера STL-1001E.

Для дослідження була вибрана комета 73P/Швассманн-Вахманн 3, яка навесні 2006 року розпалась на значну кількість фрагментів (більше 60). Найбільш яскравий компонент С виявився найбільш зручним для проведення фотометрії.

Для дослідження покриттів використовувались зорі з проекційною відстанню від фотометричного ядра комети не більше 30 секунд дуги. Для кожного випадку була зроблена серія експозицій тривалістю 30 – 60 секунд з урахуванням того, що повна тривалість явища покриття триває, як правило, близько 10 – 20 хв. Умови спостережень приведені в таблиці 1.

Таблиця 1. Обставини спостережень покриттів зір кометою 73P/Швассманн-Вахманн 3

Дата, UT Травень 2006	r , а.о.	Δ , а.о.	B , град	ρ_{min} , кут.сек	ρ , км	Зоря	m
9.84653	1.025	0.082	75.0	3	180	2655:1216	10.0
13.95833	1.003	0.080	93.0	12	700	2187:132	10.2

Тут UT – момент спостережень на середину серії експозицій, r – геліоцентрична відстань комети, а.о., Δ – геоцентрична відстань комети, а.о., β – фазовий кут комети, ρ_{min} – найменша відстань зорі від фотометричного центра комети, ρ – ця ж відстань в км, номер зорі за каталогом GSC, m – зоряна величина зорі.

3. Фотометричні дослідження. Під час руху по орбіті комета проектується на небесну сферу, при цьому кометна атмосфера може проектуватись на зорю, зменшуючи при цьому потік випромінювання від неї. В такому випадку загальна спостережувана інтенсивність I_{sum} рівна ослабленому через поглинання випромінюванню зорі $I_s e^{-\tau}$ та випромінюванню комети I_{com} в цій ділянці коми:

$$I_{sum} = I_s e^{-\tau} + I_{com},$$

де I_s – інтенсивність випромінювання зорі поза покриттям. Звідси можна знайти оптичну товщину в точці покриття:

$$\tau = \ln \frac{I_s}{I_{sum} - I_{com}} \tag{1}$$

Під час досліджень припускалось, що комета була фотометрично стабільною, без проявів явної активності. Це припущення було підтверджене візуальними спостереженнями комети.