

ПРОСТОРОВА НЕОДНОРІДНІСТЬ І ЕВОЛЮЦІЯ МАГНІТНОГО ПОЛЯ В ОБЛАСТІ СЛАБКОГО СОНЯЧНОГО СПАЛАХУ

О. С. Андрієць, В. Г. Лозицький

*Астрономічна обсерваторія Київського національного університету імені Тараса Шевченка,
вул. Обсерваторна, 3, Київ, 04053, Україна*

(Отримано 19 січня 2009 р.; в остаточному вигляді — 10 жовтня 2009 р.)

Вивчено сонячний спалах 28 липня 2004 р. рентгенівського бадю C4, який виник в активній області NOAA 652. Спалах проектувався на пляму N полярності з магнітним полем 2700 Гс. Магнітні поля у спалаху вимірювали за $I \pm V$ профілями ліній $H\alpha$, Fe 6301.5, Fe 6302.5, FeI 5250.2, FeI 5250.6, FeI 5247.1, Cг 5247.6. Упродовж 12 хв еволюції спалаху відзначено синхронні з яскравістю в $H\alpha$ коливання індукції магнітного поля в цій лінії, а також лініях Fe 6301.5 та Fe 6302.5. Поздовжні магнітні поля, виміряні у фотосфері (лінія Fe 6301.5) та хромосфері (лінія $H\alpha$), весь час були приблизно однаковими. При зіставленні даних за лініями FeI зеленої області спектра виявилось, що в області спалаху існувала двохкомпонентна структура магнітного поля. Крім магнітних полів у 2500–2700 Гс, там, імовірно, існували також і маломасштабні структури з полями в 5500–6000 Гс.

Ключові слова: Сонце, сонячні спалахи, магнітні поля.

PACS number(s): 96.60.Hv; 96.60.Q–; 96.60.Qe

I. ВСТУП

Сонячні спалахи — привабливі й водночас незручні об'єкти для вимірювання магнітних полів. Привабливі тим, що в них відбувається швидке й потужне перетворення магнітної енергії, акумульованої в активних областях Сонця, в інші види енергії (теплову, електромагнітну, ударних хвиль і викидів речовини, прискорених частинок). Таке перетворення енергії поки що не має вичерпного теоретичного пояснення і є однією з актуальних проблем сучасної геліофізики. Для її розв'язання важливими є нові надійні й докладні спостережні дані про магнітні поля у спалахах. Однак здобути їх непросто внаслідок методичних особливостей магнітометричних вимірювань. Протягом спалаху фізичний стан атмосфери швидко й суттєво змінюється. Як результат, швидко й суттєво змінюються також і профілі спектральних ліній включно з такими важливими їхніми параметрами, як коефіцієнти поглинання, доплерівські ширини та сталі згасання. У більшості типів сонячних магнітограм ці немагнітні зміни профілів ліній зовсім не враховуються, змішуються з магнітними змінами через ефект Зеємана і отже, вносять суттєві похибки в результати вимірювань — аж до зміни знака вимірюваного магнітного поля [1].

Крім того, сонячний магнітограф типу Беккока або ж фільтровий магнітограф того типу, який діє на SOHO/MDI, реєструє лише поздовжню компоненту вектора магнітного поля, а не його модуль. Такі дані досить-таки двозначні, особливо для нестационарних процесів типу сонячних спалахів: адже в їхньому процесі може суттєво змінюватися як модуль магнітного поля, так і нахил силових ліній до променя зору [2, 3]. Тому для спалахів надійнішими є дані, які можна отримати на основі аналізу спектрально-поляризаційних спостережень. Вони дають розподіл параметрів Стокса за профілями спектральних ліній

і дозволяють коректно відділити магнітні зміни від немагнітних. Саме тому спектральні дані мають особливу цінність при вивченні магнітних полів у спалахах.

У цій статті зіставлено результати спектрально-поляризаційних вимірювань магнітного поля за лініями $H\alpha$, Fe 6301.5, Fe 6302.5, FeI 5250.2, FeI 5250.6, FeI 5247.1, Cг 5247.6 для слабкого й повільного сонячного спалаху. Раніше ми знайшли, що в цьому спалаху магнітне поле за лінією FeI 6302.5 було в 1.6–1.8 рази сильніше, ніж поле за лінією $H\alpha$ [4]. Виявлено вказівки на практично нульовий вертикальний градієнт магнітного поля ($\delta B/\delta h \approx 0$) при переході від рівня фотосфери до хромосфери, тоді як за межами спалаху — звичайний випадок $\delta B/\delta h < 0$. Було припущено, що в області спалаху діяв певний фізичний механізм локального підсилення магнітного поля, що узгоджується з даними по інших потужніших спалахах (поданих, напр., в роботах [3, 5]), де знайдено навіть випадки $\delta B/\delta h > 0$. Важливо дослідити ці ефекти, розширивши діапазон довжин ліній, що формуються на різній висоті, та дослідити профілі ліній у процесі еволюції такого спалаху.

II. МАТЕРІАЛ СПОСТЕРЕЖЕНЬ ТА ПРОФІЛІ ЛІНІЙ

Нижче вивчено магнітні поля в сонячному спалаху 28 липня 2004 р., який виник в активній області NOAA 652 біля західного лімба Сонця ($\mu = 0.41$). Спалах спостерігав один із авторів (В.Л.) на ешелюному спектрографі горизонтального сонячного телескопа Астрономічної обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка [6]. Цей спектрограф може реєструвати сонячний спектр одночасно від 3800 до 6600 Å з експозицією в декілька

секунд. Для спостереження стоксових профілів спектра $I + V$ та $I - V$ використано аналізатор кругової поляризації. Спектр спалаху сфотографовано ORWO WP3. Типова просторова роздільна здатність прямих спостережень ≈ 1 Мм, спектральна (біля FeI 5250) — 30 мÅ.

Спалах було помічено як відносно слабку емісію в ядрі лінії $H\alpha$, яка була практично незмінною протягом години спостережень. Пізніше, при зіставленні цих спостережень з даними GOES, виявилось, що це справді слабкий і повільний сонячний спалах рентгєнівського балу С4. Ешелійний спектр спалаху сфотографовано 4 рази в ортогональних кругових поляризаціях о 5^h46^m , 5^h50^m , 5^h54^m та 5^h58^m UT. По лінії $H\alpha$ візуально було помічено, що в 6^h10^m в області спалаху виник викид зі швидкостями $\pm(100-150)$ км/сек. У цій праці вивчено еволюцію спектра спалаху для 5^h50^m , 5^h54^m і 5^h58^m UT та зроблено порівняння з раніше отриманими даними для спектра 5^h46^m UT. Спектрограми профотометровано на мікрофотометрі МФ-4; результати фотометрії опрацьовано на ЕОМ для отримання профілів ліній в остаточних інтенсивностях і вимірювання за ними магнітних полів. Остаточні інтенсивності r_λ знаходили, як звичайно, діленням інтенсивності в лінії I_λ на інтенсивність найближчого неперервного спектра I_c , тобто $r_\lambda = I_\lambda/I_c$.

Елемент, № мультиплету	λ , нм	EP , eВ	g_{eff}	h , км
НІ-1 ($H\alpha$)	656.282	10.15	1.05	≈ 1500
FeI 816	630.251	3.67	2.49	264
FeI 816	630.151	3.65	1.67	286
FeI 66	525.065	2.19	1.50	330
FeI 1	525.021	0.12	3.00	324
FeI 1	524.705	0.09	2.00	328
CrI 18	524.756	0.96	2.50	308

Таблиця 1. Вибрані спектральні лінії.

Магнітні поля у спалаху вимірювали за сімома спектральними лініями (таблиця 1). Тут EP — потенціал збудження нижнього терма, g_{eff} — ефективний фактор Ланде, h — висота формування згідно з монографією Гуртовенка і Костика [7]. Слід зауважити, що майже всі ці лінії (за винятком $H\alpha$ та CrI 5247) використовують для вимірювань магнітного поля на нещодавно запущеній сонячній орбітальній обсерваторії Hinode (Solar-B). Використання одних і тих же ліній у нашій роботі і при вимірюваннях на Solar-B цікаво й важливо для порівняння відповідних даних. Слід, однак, зауважити, що на Solar-B лише для двох ліній (6301.5 та 6302.5) передбачено режим спектрополяриметра, який є методично аналогічним нашим спектрально-поляризаційним спостереженням. Інші лінії на Solar-B використовуються в режимі фільтрового магнітографа, тобто, по суті, лише

для вимірювань поздовжньої компоненти магнітного поля. Тому наші спектральні вимірювання для деяких ліній і об'єктів можуть мати додаткову інформацію, яку не можна отримати на Solar-B.

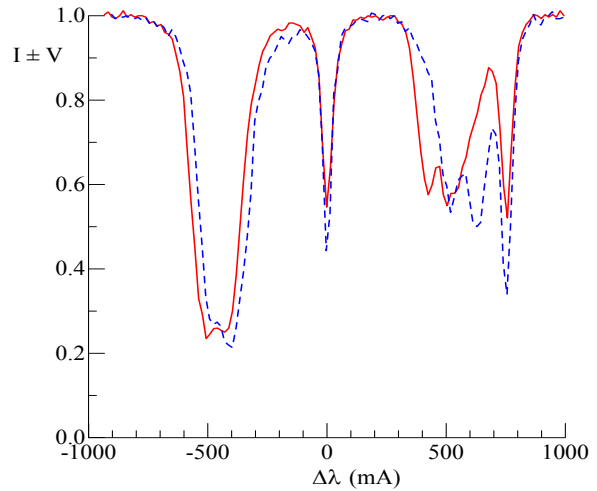


Рис. 1. Стоксові профілі $I \pm V$ ліній FeI 6301.5 (крайня зліва) та FeI 6302.5 у дослідженому спалаху.

Усі лінії металів у дослідженому спалаху мали звичайні фраунгоферові профілі без емісійних піків в їхніх ядрах. При цьому лінії FeI 6301.5 та 6302.5 мали різний режим магнітного розщеплення (рис. 1). Лінія FeI 6301.5 мала об'єднані профілі π - та σ -компонент, що давало змогу знайти за нею лише поздовжню компоненту магнітного поля V . Лінія ж FeI 6302.5 мала часткове розділення цих компонент, за яким можна було виміряти величину, близьку до модуля магнітного поля V .

III. РЕЗУЛЬТАТИ ВИМІРЮВАНЬ ТА ЇХ ОБГОВОРЕННЯ

При зіставленні магнітних полів за лініями Fe 6301.5, 6302.5 та $H\alpha$ виявилось, що впродовж 12 хв еволюції спалаху ці поля змінювалися майже синхронно з яскравістю в $H\alpha$ (рис. 2). Подібні випадки раніше відзначали інші автори [3, 8, 9], але в потужніших спалахах.

Видно також, що магнітні поля в хромосфері V_{6563} та фотосфері V_{6301} дуже добре узгоджуються між собою. Враховуючи те, що в обох випадках вони відповідають поздовжній компоненті поля V_{\parallel} , тобто є аналогічними за фізичним змістом, але стосуються дуже різних висот в атмосфері (відповідно хромосфери й фотосфери), можна зробити висновок, що не тільки величина V_{\parallel} , але й, імовірно, величина модуля поля несуттєво змінилася з висотою при переході від фотосфери до хромосфери. Оскільки теоретично магнітне поле має швидко спадати з висотою (внаслідок швидкого зниження газового тиску в спокійній атмосфері), у цьому випадку маємо свідчення того, що в області

спалаху це швидке спадання магнітного поля чомусь не спостерігалось. Причина цього, скоріше за все, та ж сама, що й для потужніших спалахів: дія специфічного механізму підсилення поля, який є локальним за висотою [3, 8]. Цікаво зауважити, що під час максимальної емісії спалаху (в момент 5^h50^m) навіть спостерігалось деяке переважання хромосферного поля над фотосферним, тобто $B_{6563} > B_{6301}$. Це означає, що сонячний спалах, особливо в його найінтенсивнішій фазі, приводить до настільки помітного збільшення індукції магнітного поля над фотосферою, що це дає немонотонний розподіл поля з висотою — з локальним максимумом поля в області температурного мінімуму або хромосфери. Подібний ефект у спалахах відзначали раніше Коваль і Степанян [10], але на рівні фотосфери і в найближчих до спалаху плямах. У нашому ж випадку вимірювалися магнітні поля безпосередньо у спалаховому вузлі, а не в найближчих плямах. Крім того, наші вимірювання й дані від вимірювань Коваль і Степанян [10] відрізняються й у методичному плані. При вимірюванні магнітного поля в плямах часто видно повне розділення зеєманівських π - та σ -компонент, що давало змогу знайти модуль індукції магнітного поля. Якщо ж зеєманівські компоненти спектрально не розділені, для однорідного поля вимірюється величина, що за фізичним змістом близька до поздовжньої компоненти магнітного поля B_{\parallel} , а для неоднорідного — скоріше потік поздовжнього магнітного поля через еквівалентні розміри вхідної щілини. Тобто з поданих на рис. 2 даних випливає, що поздовжні магнітні потоки на рівнях фотосфери і хромосфери були приблизно однаковими, хоча в момент найсильнішої емісії спалаху (5^h50^m UT) все-таки потік на рівні хромосфери був дещо більшим, ніж на рівні фотосфери.

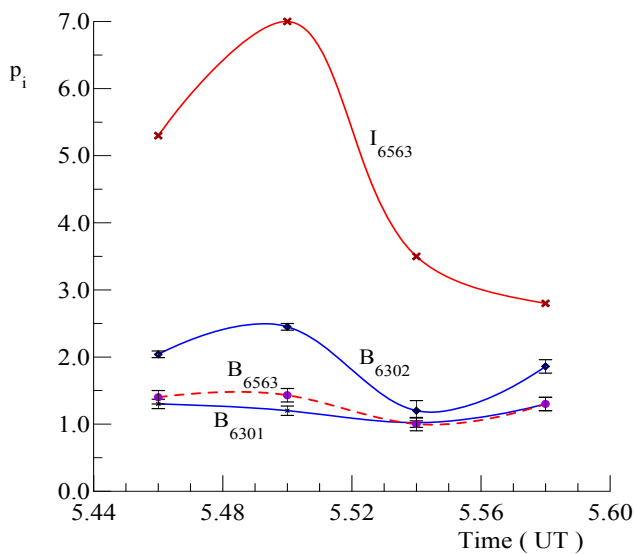


Рис. 2. Зміни з часом таких параметрів i : I_{6563} — центральна остаточна інтенсивність у лінії $H\alpha$, B_{6563} — магнітне поле в цій лінії, B_{6301} та B_{6302} — магнітні поля відповідно в лініях FeI 6301.5 та 6302.5 (усі наведені поля в кілогaussах).

Строго кажучи, у цьому одиничному випадку не можна повністю виключити ефекту нахилу силових ліній магнітного поля, оскільки вимірювалася величина B_{\parallel} , а не модуль поля. Тобто виміряне поле в хромосфері могло бути сильнішим тому, що там воно було більш поздовжнє, ніж у фотосфері (де поле ближче до поперечного). Однак якщо до цих даних, які стосуються досить-таки слабого спалаху балу C4, долучити ще дані з інших спалахів більшої потужності [3, 5, 8, 9, 12], то виявляється якісно аналогічна картина: чомусь завжди поле на верхньому рівні більш поздовжнє, ніж на нижньому. Очевидно, для різних спалахів і в різних місцях на диску Сонця це аж ніяк не може бути правилом, і тому тут або випадковий збіг обставин, або дійсне переважання модуля поля. А маючи на увазі також вимірювання Коваль і Степанян [9], а також напівемпіричні моделі спалахів [3, 8], імовірнішим все-таки слід вважати другий випадок, тобто дійсне підсилення магнітного поля на хромосферному рівні спалаху.

Щоб з'ясувати, якими в дослідженому спалаху були локальні значення магнітного поля (а не усереднені магнітні потоки), застосовували метод аналізу бісекторів $I \pm V$ профілів [8,11,12]. Для цього зіставляли картини розщеплення бісекторів у лініях FeI 5250.6, FeI 5247.1 і Cr 5247.6, які мають близькі висоти формування. З рис. 3 видно, що виміряні магнітні поля по цих лініях є помірними за силою, до 500 Гс. У такому разі теоретично слід очікувати [8,11], що величина розщеплення бісекторів $\Delta\lambda_B$ ($\Delta\lambda$) взагалі не буде залежати від віддалі від центру кожної лінії або ж якщо і буде залежати, внаслідок висотних змін магнітного поля, то однаково для всіх цих ліній. Проте з рис. 3 випливає, що різні лінії дають різні залежності: у лінії FeI 5250.6 розщеплення бісекторів у цілому зростає від ядра до крил, у FeI 5247.1 — воно практично однакове що в ядрі, що в крилах (похибки вимірювань $\Delta\lambda_B$ близько ± 50 Гс), тоді як по лінії Cr 5247.6 намічається локальний максимум на $\Delta\lambda = 90$ мА.

Така невідповідність залежностей по різних лініях виключає висотні зміни магнітного поля як основну причину вказаного ефекту. У зв'язку з цим можна припустити іншу причину: суттєву поверхневу неоднорідність магнітного поля у формі "зернистого" поля, яке включає просторово нероздільні магнітні елементи з сильним полем, занурені у слабше фонове поле. Зеєманівські σ -компоненти сильного поля повинні мати у спектрі велике розщеплення $\Delta\lambda_{H, \text{strong}}$ (порівнянне зі спектральною півшириною лінії $\Delta\lambda_{1/2}$); ці σ -компоненти сумуються у спостереженому спектрі з σ -компонентами фонового поля, що мають невелике розщеплення ($\Delta\lambda_{H, \text{weak}} \ll \Delta\lambda_{1/2}$). Якби ми мали випадок справді однорідного і слабого поля, коли $\Delta\lambda_H \ll \Delta\lambda_{1/2}$, розщеплення бісекторів профілів $I \pm V$ було б однаковим на різних віддальях від центрів ліній. Можливі "збурення" в розщепленні бісекторів можна трактувати так, що на певні місця крил лінії попадають слабкі за інтенсивністю, але сильно розщеплені σ -компоненти сильного поля. Очевидно, віддаль від центру лінії $\Delta\lambda_{\text{extr}}$ цих збурених

ділянок профілів (із певними екстремумами розщеплення) має бути близькою до розщеплення $\Delta\lambda_{H,\text{strong}}$, тобто $\Delta\lambda_{\text{extr}} \approx \Delta\lambda_{H,\text{strong}}$. А оскільки $\Delta\lambda_{H,\text{strong}} \sim gB_{\text{strong}}$, то відношення $\Delta\lambda_{H,\text{strong}}/g \approx \Delta\lambda_{\text{extr}}/g \sim B_{\text{strong}}$. Якщо для різних ліній (з близькими висотами формування) величина B_{strong} є однаковою, то має бути однаковим і відношення $\Delta\lambda_{\text{extr}}/g$. Інакше кажучи, спільні для різних ліній екстремуми на залежності $\Delta\lambda_B$ від $\Delta\lambda/g$ є прямою вказівкою на сильні субтелескопічні магнітні поля; ці поля можна оцінити за величиною $\Delta\lambda_{\text{extr}}/g$.

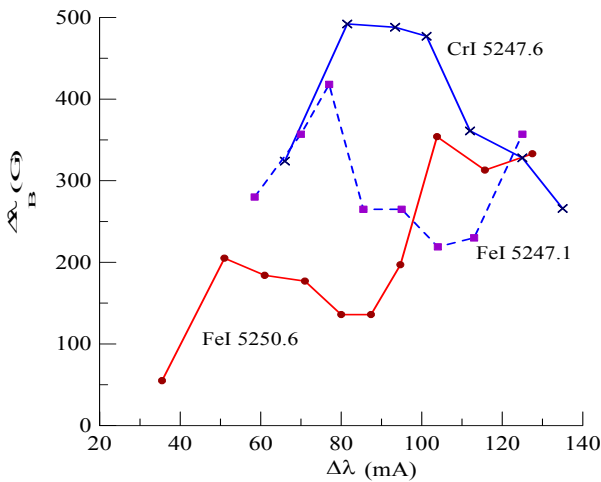


Рис. 3. Залежність виміряного розщеплення бісекторів профілів $I \pm V$ від віддалі від центру ліній FeI 5250.6, FeI 5247.1 та CrI 5247.6 з факторами Ланде 1.5, 2.0 та 2.5, відповідно.

Виявилось, що на залежності $\Delta\lambda_B$ від $\Delta\lambda' = 3\Delta\lambda/g$ дані з різних ліній узгоджуються значно краще (рис. 4). Зауважимо, що число 3 в чисельнику відношення $3\Delta\lambda/g$ вибрано для того, щоб привести всі дані до лінії FeI 5250.2, у якої фактор Ланде $g = 3.0$. З рис. 4 видно, що для трьох ліній є очевидним один спільний максимум на $\Delta\lambda' \approx 110 \text{ mÅ}$, а також вказівки на ще один спільний максимум на $\Delta\lambda' \approx 210 \text{ mÅ}$. Перший максимум відповідає магнітному полю у 2500–2700 Гс, яке збігається з полем, знайденим безпосередньо за розщепленням π - та σ -компонент ліній FeI 5250.2 та FeI 6302.5, які мають найбільші фактори Ланде. Тобто дані прямих вимірювань підтверджують висновок, зроблений з аналізу розщеплення бісекторів $I \pm V$ профілів при відсутності повного видимого розділення π - та σ -компонент.

Другий максимум на $\Delta\lambda' \approx 210 \text{ mÅ}$ відповідає значно сильнішому полю в 5500–6000 Гс, яке, ймовірно, зосереджено в субтелескопічних магнітних структурах.

Зауважимо, що вперше подібні сильні маломасштабні поля у плямі, які досягали 5350 Гс, виявив М. В. Стешенко [13] на основі прямих вимірювань. Тоді такі екстремально сильні поля було зафіксовано як деякий унікальний випадок — появу у великій плямі відносно маломасштабної ділянки ($\leq 2''$), де

прямі вимірювання давали дуже велике розщеплення лінії FeI 6302.5. Однак у недавній роботі Лівінгстона зі співавторами [14] на основі вимірювань обсерваторії Маунт Вілсон за декілька десятиліть знайдено вже кілька десятків подібних випадків, причому в одному з них магнітне поле досягало 6100 Гс. На сьогодні це рекордне значення для сонячних плям. Можливо, однак, що такі сильні поля в областях плям не така вже й велика рідкість. Установити це можна на основі детального вивчення розщеплення бісекторів ліній з різними факторами Ланде подібно до того, як це подано на рис. 3 і рис. 4. Оскільки раніше цього не робилось, питання про частоту появи таких особливо сильних полів у плямах та спалахах залишається на сьогодні все ще відкритим.

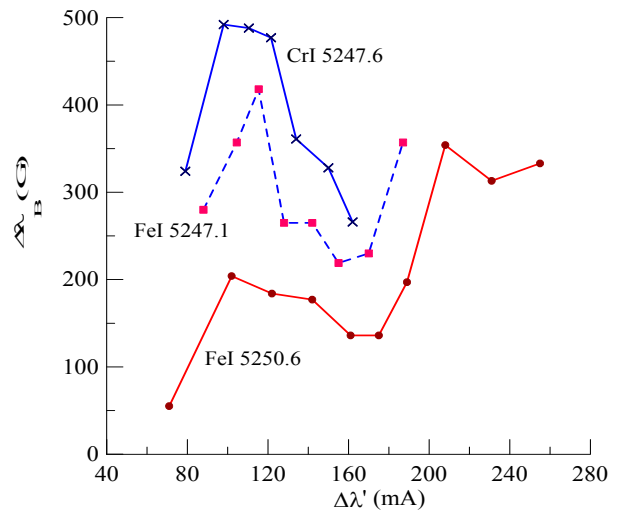


Рис. 4. Залежність виміряного розщеплення бісекторів профілів $I \pm V$ від віддалі, нормованої на фактор Ланде лінії, тобто величини $\Delta\lambda' = \Delta\lambda/g$.

IV. ВИСНОВКИ

Основний висновок виконаного дослідження зводиться до того, що навіть у досить слабкому й повільному сонячному спалаху баду C4 проявилися деякі специфічні особливості магнітного поля, характерні для потужніших спалахів [3, 5, 8, 9, 12]. Це такі особливості: а) синхронні з інтенсивністю в $H\alpha$ зміни магнітного поля (магнітне поле тим сильніше, чим інтенсивніша спалахова емісія в $H\alpha$); б) поздовжня компонента B_{\parallel} в області спалаху практично однакова на рівні фотосфери й хромосфери, що вказує на певний фізичний механізм додаткового підтримання поля (це можуть бути, наприклад, сильні електричні струми у спалаху); в) багатокомпонентна структура магнітного поля, коли всередині ділянок розміру 1 Мм ймовірно існування принаймні двох маломасштабних компонент магнітного поля з індукціями у 2.5–2.7 та 5.5–6.0 кГс.

Автори щиро вдячні рецензентам за низку корисних зауважень, які враховані при доопрацюванні статті.

- [1] Н. И. Лоцицкая, В. Г. Лоцицкий, Письма Астрон. журн. **8**, 500 (1982).
- [2] А. Б. Северный, *Некоторые проблемы физики Солнца* (Наука, Москва, 1988).
- [3] V. G. Lozitsky, E. A. Baranovsky, N. I. Lozitska, U. M. Leiko, *Solar Phys.* **191**, 171 (2000).
- [4] В. Г. Лоцицкий, Е. С. Андриец, Труды Уссур. астрофиз. обсерватории **11**, 112 (2008).
- [5] V. G. Lozitsky, N. I. Lozitska, *Kinem. Phys. Celest. Bodies, Suppl.* **№5**, 148 (2005).
- [6] Е. В. Курочка *та ін.*, Вестник Киев. ун-та. Астрономия. **22**, 48 (1980).
- [7] Э. А. Гуртовенко, Р. И. Костык *Фраунгоферов спектр и система солнечных сил осцилляторов* (Наук. думка, Киев, 1989).
- [8] В. Г. Лоцицкий, доктор. дисерт., Київський національний університет імені Тараса Шевченка, Київ (2003).
- [9] V. G. Lozitsky, N. I. Lozitska, V. V. Lozitsky, T. Baranyi, A. Ludmany, in *Mező Gy. Proc. 9th Europ. Meeting on Solar Physics. Florence, Italy, 1999*, edited by A. Wilson. ESA Sp-448, 853 (1999).
- [10] А. Н. Коваль, Н. Н. Степанян, Изв. Крым. астрофиз. обсерватории **68**, 3 (1983).
- [11] R. K. Ulrich, L. Bertello, J. E. Boyden, L. Webster, *Solar Phys.* **255**, 53 (2009).
- [12] В. Г. Лоцицкий, Письма Астрон. журн. **35**, 154 (2009).
- [13] Н. В. Стещенко, Изв. Крым. астрофиз. обсерватории **37**, 21 (1967).
- [14] W. Livingston, J. W. Harvey, O. V. Malanushenko, *Solar Phys.* **239**, 41 (2006).

**SPACE INHOMOGENEITY AND EVOLUTION
OF MAGNETIC FIELD IN THE AREA OF WEAK SOLAR FLARE**

O. S. Andriets', V. G. Lozitsky
*Taras Shevchenko National University of Kyiv, Astronomical Observatory,
3, Observatorna Str., Kyiv, UA-04053, Ukraine
e-mail: andrietselena@gmail.com, lozitsky@observ.univ.kiev.ua*

The 4C solar flare of July 28, 2004 in AR NOAA 652 is studied. The flare projected on the sunspot of N polarity with a magnetic field strength of 2700 G. The magnetic field measurements were made using $I \pm V$ profiles of $H\alpha$, Fe 6301.5, Fe 6302.5, FeI 5250.2, FeI 5250.6, FeI 5247.1, Cr 5247.6 lines. It was shown from a comparison of data for the lines of the green region that in flare the two-component structure had existed. In addition to the field strength of 2500–2700 G, the 5500–6000 G smallscale structures had existed in the sunspot too. During 12 min of flare evolution synchronous changes of flare emission in $H\alpha$ and magnetic field variations in the lines Fe 6301.5 and Fe 6302.5 were detected. New observational evidence to the practically zero vertical magnetic field gradient in the “photosphere–chromosphere” range was found.