

УДК 523.98 + 52-337

DOI: <https://doi.org/10.17721/BTSNUA.2023.67.28-34>

Наталія ЛОЗИЦЬКА, канд. фіз.-мат. наук

ORCID ID: 0000-0002-7005-646X

e-mail: nloz@knu.ua

Київський національний університет імені Тараса Шевченка, Київ, Україна

Іван ЯКОВКІН, асп.

ORCID ID: 0000-0003-1563-8528

e-mail: yakovkinii@knu.ua

Київський національний університет імені Тараса Шевченка, Київ, Україна

Всеволод ЛОЗИЦЬКИЙ, д-р фіз.-мат. наук

ORCID ID: 0000-0002-6895-5271

e-mail: vsevolod.lozitsky@knu.ua

Київський національний університет імені Тараса Шевченка, Київ, Україна

ПОРІВНЯННЯ МАГНІТНИХ ПОЛІВ, ВИМІРЯНИХ В ЛІНІЯХ НАТРІЮ І НІКЕЛЮ В ОБЛАСТІ СЕЙСМІЧНОГО ДЖЕРЕЛА ПОТУЖНОГО СОНЯЧНОГО СПАЛАХУ

Вступ. Сейсмічні джерела у сонячних спалахах є найменш вивченим проявом сонячної активності. Оскільки можливими джерелами їхньої енергії є магнітні поля, а також пучки електронів і протонів, важливо детально дослідити магнітні поля в області сейсмічних джерел на різних рівнях сонячної атмосфери, включаючи діапазон висот "фотосфера – хромосфера". Для таких досліджень, є зручними спектральні лінії D1 і D2 NaI, а також лінія NiI 5892.883, які розміщені у спектрі до-сить близько (до 6 Å), але мають суттєво відмінні висоти формування в сонячній атмосфері.

Методи. Використано спектрально-поляризаційний метод вимірювання магнітних полів для опрацювання спостережень, проведених на ешеліному спектрографі горизонтального сонячного телескопа Астрономічної обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка. Зесман-спектрограма сонячного спалаху 28 жовтня 2003 р. бала X17,2/4B для моменту 11:15 UT була просканована, і почорніння на спектрограмі переведені в інтенсивності з урахуванням характеристичних кривих як фотоматеріалу, так і самого сканера. За отриманими в результаті цього профілями вказаних вище спектральних ліній аналізували прояви ефекту Зесмана в наближенні слабого магнітного поля і з урахуванням емпіричних факторів Ланде ліній.

Результати. Виявлено, що у вказаному сонячному спалаху лінії D1 і D2 NaI мали вузькі й інтенсивні емісійні піки, які значно (до 1,8 раза) перевищували рівень найближчого спектрального континууму. Якщо для калібрування вимірювань використовувати емпіричні фактори Ланде, які враховують ефект Пашена – Бака, то ефективні напруженості B_{eff} по лініях D1 і D2 добре узгоджуються між собою і містяться в межах 0,7–1,0 кГс при похибках вимірювань близько 0,07 кГс. Оцінювання локальних напруженостей B_{max} із розщеплення вершин емісійних піків приводить до оцінок магнітного поля, які у 1,5–3 рази вищі за B_{eff} . На значну неоднорідність магнітного поля у вертикальному напрямку вказує те, що по лінії NiI виміряно близьке до нуля магнітне поле.

Висновки. Отримані результати вказують на локальне підсилення магнітного поля на хромосферному рівні не лише в області сейсмічного джерела, але також і за його межами. Це підтверджує гіпотезу про те, що в області сонячного спалаху діють специфічні фізичні механізми підсилення магнітного поля, відмінні від наявних у сонячних плямах.

Ключові слова: Сонце, сонячна активність, сонячні спалахи, магнітні поля, метод відношення ліній, профілі ліній NaI та NiI.

Вступ

Сонячні спалахи – вибухоподібні процеси в атмосфері Сонця, за яких виділяється енергія 10^{27} – 10^{32} ерг. Вони тривають від кількох хвилин до 3–4 год і пов'язані з раптовим перетворенням магнітної енергії в енергію в інших формах – теплову, електромагнітного випромінювання, прискорених часток, ударних хвиль і корональних викидів маси (Priest, 2014). Сонячні спалахи є дуже цікавими об'єктами для фундаментальних досліджень, оскільки фізичні умови в них не завжди можна відтворити у земних лабораторіях (Северный, 1988).

Майже всі сонячні спалахи виникають у тих місцях на Сонці, де є сонячні плями. Сильні сонячні спалахи з відчутними геофізичними ефектами з'являються не дуже часто і переважно в групах плям із заплутаною структурою магнітного поля, в яких є тісний контакт протилежних магнітних полярностей. У роки максимумів сонячної активності в її 11-річному циклі, таких спалахів може бути кілька на тиждень. А в роки мінімумів активності (тобто впродовж 2–3 років підряд) таких спалахів може не виникнути взагалі.

Особливий інтерес представляють екстремально потужні спалахи рентгенівського бала $\geq X 10$, які виникають дуже нечасто – у середньому 1–2 спалахи за весь 11-річний цикл сонячної активності. Такі спалахи можуть викликати сильні спорадичні ефекти не лише у найближчому Космосі й атмосфері Землі, але і на її поверхні. 4 листопада 2003 р. на Сонці виник спалах бала X 28+, який був найпотужнішим за пів століття регулярних заатмосферних вимірювань рентгенівського потоку від Сонця. Наприкінці жовтня і на початку листопада 2003 р. на Сонці виникла ціла серія дуже потужних спалахів бала X. Після цих спалахів вийшло з ладу більше 30 космічних апаратів, зупинилася атомна електростанція у Швеції, вперше за всю історію авіації був виданий алерт (попередження) про небезпечні дози опромінення під час польотів у літаках на висотах, що перевищують 7,5 км. Такі екстремально потужні спалахи на Сонці поки що не можна надійно прогнозувати. Можна лише оцінити рівень спалахової активності за прогнозованою кількістю сонячних плям. З огляду на це, оскільки сонячна активність у віковому циклі, згідно з прогнозами (Zharkova et al. 2023), до середини поточного століття має прогресивно знижуватись (ще 20–25 років), особливо потужні спалахи у ці роки менш імовірні.

Сейсмічні джерела є найменш вивченим явищем, що супроводжує виділення енергії сонячних спалахів (Kosovichev, 2015; 2007). Вони спостерігаються на доплерограмах фотосфери Сонця у вигляді збурень, які концентрично поширюються від якогось джерела. Такі хвилі спостерігалися приблизно в половині сонячних спалахів, причому деякі такі

© Лозицька Наталія, Яковкін Іван, Лозицький Всеволод, 2023

спалахи мали кілька сейсмічних джерел. Ці об'ємні хвилі розповсюджуються вглиб Сонця, де заломлюються та відбиваються від більш щільних і гарячих шарів, і знову досягають поверхні Сонця. Швидкість сейсмічних хвиль, видимих на поверхні, зростає з віддаленням від джерела енергії. Деякі параметри: типовий час життя становить 1–3 хв, імпульс – порядку 10^{24} г·см/с. Локалізація джерела – фотосфера, на висотах 30–100 км. Можливі джерела енергії – магнітні поля, пучки електронів і протонів. З огляду на ці обставини, дуже важливо і цікаво вивчити магнітні поля в області сейсмічного джерела на різних рівнях сонячної атмосфери в діапазоні висот "фотосфера – хромосфера".

Метою представленого дослідження є додаткове вивчення магнітних полів в області сейсмічного джерела винятково потужного сонячного спалаху 28 жовтня 2003 р. бала X17,2/4В, який виник у суперактивній області NOAA 0486. За критерієм пікової потужності рентгенівського випромінювання, яке реєструється детекторами GOES з 1976 р., цей спалах є одним із найпотужніших – він займає у списку таких спалахів третю позицію. Цей сонячний спалах вивчався багатьма авторами (див. напр., Kiener et al, 2006; Kosovichev, 2006; Лаба, 2007; Lozitsky et al., 2018; Mandrini et al., 2006; Zharkova, Zharkov, 2007), однак донині не було досліджень його магнітних полів із використанням ліній D1 і D2 NaI, а також лінії NiI 5892.883.

Методи

Магнітні поля у представленій роботі досліджено спектрально-поляризаційним методом, який застосовано для вивчення великого сонячного спалаху 28 жовтня 2003 р. бала X17,2/4В. Спалах спостерігався Н. Й. Лозицькою і В. Г. Лозицьким на ешелюному спектрографі ГСТ АО КНУ (Курочка и др., 1980). Цікавою особливістю цього спалаху була наявність у ньому трьох сейсмічних джерел (Kosovichev, 2006; Zharkova, Zharkov, 2007). У процесі фотографування спектрів вказаного спалаху в ортогональних циркулярних поляризаціях вибирали найяскравіші його місця. Одне з таких місць фотографування спектрів, унаслідок щасливого збігу обставин, виявилось дотичним до сейсмічного джерела S2/S3 згідно з даними робіт (Kosovichev, 2006; Zharkova, Zharkov, 2007). Найтісніший контакт проєкції вхідної щілини ешелюного спектрографа на сейсмічне джерело був саме в момент 11:15 UT, який досліджується в цій роботі. Довжина вхідної щілини спектрографа у фокальній площині телескопа еквівалентна 25 Мм на Сонці. Під час опрацювання даних спостережень вся довжина вхідної щілини була розбита на відрізки завширшки 1 Мм, і відповідне положення цих відрізків (тобто фотометричних розрізів) відраховувалося від крайньої східної точки вхідної щілини. Таким чином можна було ввести горизонтальну координату L , яка чисельно дорівнювала номеру відповідного фотометричного розрізу. За такого вибору горизонтальної координати L , її значення в межах 14–24 відповідало сейсмічному джерелу спалаху, а інші значення – фотосфері за його межами.

Варто відмітити, що можливість вибору нових спектральних ліній для дослідження магнітних полів в активних процесах на Сонці забезпечується конструктивними особливостями ешелюного спектрографа ГСТ АО КНУ. На ньому одночасно реєструється широкий діапазон спектра, від 3800 до 6600 Å, де можна спостерігати багато тисяч спектральних ліній. Ще одна перевага таких спостережень полягає в тому, що спектри $I + V$ і $I - V$ отримують одночасно на окремих суміжних смугах спектрограм. Це реалізується завдяки тому, що аналізатор кругової поляризації складається з фазової пластини $\lambda/4$ перед вхідною щілиною спектрографа і призми-розщеплювача (аналога призми Волластона) – позаду вхідної щілини. Тому спектри $I + V$ та $I - V$ стосуються того самого моменту часу і тих самих місць на Сонці.

Для того порядку дифракції, де розташовані лінії D1 і D2 ($m = 35$), спектральна роздільна здатність на інструменті (тобто FWHM) становить 50 мÅ, просторова роздільна здатність – близько 1,5–2 Мм. Спосіб реєстрації спектрів – фотографічний, на платівки WP3 ORWO розміром 18×24 або 24×24 см. Відношення сигнал/шум для таких фотоемульсій становить приблизно 100 за умови нормальної експозиції. Завдяки таким великим платівкам можна одночасно реєструвати спектр практично всієї видимої області з досить високою дисперсією, 0,4–0,8 Å/мм. Якщо ж використовувати для цього типові ПЗЗ-матриці, то можна було б одночасно зареєструвати лише невелику частину (приблизно 1–2 %) того спектра, який фіксується на фотоплатівках. Спектр дослідженого спалаху був зафіксований з експозицією 20 с.

Список вибраних спектральних ліній наведено в табл. 1, де λ – довжина хвилі в ангстремах (Å), EP – потенціал збудження нижнього терму в електрон-вольтах (eV), $W_{\text{екв}}$ – еквівалентна ширина лінії в міліангстремах (mÅ) у спектрі спокійного Сонця (Moore et al., 1966), $g_{\text{eff,LS}}$ – ефективний фактор Ланде для випадку спин-орбітальної (LS) взаємодії в атомі, $g_{\text{eff,PB}}$ – цей фактор у випадку дії ефекта Пашена – Бака (Фриш, 1963).

Варто нагадати, що перші дві лінії формуються у хромосфері, тоді як лінія NiI – у фотосфері. Ще однією важливою особливістю ліній D1 і D2 є те, що вони мають однаковий потенціал збудження нижнього терму і відносно близькі еквівалентні ширини, але суттєво відмінні фактори Ланде – останній параметр відрізняється у них в 1,77 раза для спин-орбітальної взаємодії. Саме тому ці лінії привабливі для використання у методі "відношення ліній", який запропонував Ян Стенфло (Stenflo, 1973) для вимірювання локальних магнітних полів у просторово нероздільних структурах сонячної фотосфери. Його суть зводиться до того, що дійсні напруженості магнітного поля B_{true} у таких структурах (дуже тонких силових трубках, названих fluxtubes) можна оцінити на основі порівняння вимірюваних напруженостей B_{obs} у двох спеціально підібраних магніточутливих лініях. Такі лінії повинні мати однакову температурну чутливість і однакову силу осцилятора, але суттєво різні фактори Ланде. Це означає, що такі лінії мають формуватись на однаковій висоті в атмосфері Сонця і змінюватись однаковим чином при переході до областей на Сонці з іншою температурою. Формально такі лінії можна розглядати як ту саму магніточутливу лінію, яка має два різні значення (моди) фактора Ланде g . У такому разі, теоретично, вимірювання ліній з меншим фактором Ланде точніше відповідають режиму слабого магнітного поля, коли сигнал магнітографа (Vabcock, 1953) прямо пропорційний дійсному зееманівському розщепленню $\Delta\lambda_n$. Однак для тієї лінії, що має більший фактор Ланде, відхилення від указаної пропорційності має бути суттєвішим, якщо дійсні магнітні поля на Сонці настільки сильні, що зееманівське розщеплення $\Delta\lambda_n$ є близьким до спектральної ширини лінії $\Delta\lambda_{1/2}$ або навіть більшим за неї. Це відхилення від пропорційності називають "насиченням" сигналу магнітографа; його спостерігають у сонячних плямах за напруженостей магнітного поля, більших за 1000 Гс. Фізична причина цього ефекту дуже проста: у сильних магнітних полях зееманівські сигма-компоненти розщеплюються настільки сильно, що частково виходять за межі щілин фото-

метра магнітографа, який реєструє величину сигналу поляризації внаслідок ефекту Зеємана. Якщо на Сонці існують дуже тонкі просторово нероздільні силові трубки з тими самими сильними полями, як у сонячних плямах, то тоді порівняння вимірних напруженостей B_{obs} у двох вказаних лініях має давати такий результат: лінія з більшим фактором Ланде повинна давати менше вимірне поле, ніж лінія з меншим фактором Ланде. Ця відмінність пояснюється більшою втратою сигналу магнітографа (Babcock, 1953) для лінії з більшим фактором Ланде. Ефект "насичення" має бути тим більшим, чим більшою є справжня напруженість B_{true} магнітного поля у просторово нероздільних (субтелескопічних) силових трубках. Порівнявши вимірні напруженості B_{obs} у лініях з різними факторами Ланде, на основі модельних розрахунків можна оцінити дійсні напруженості у субтелескопічних силових трубках. Аналогічна можливість існує і тоді, коли величини B_{obs} знайдені не з магнітографічних вимірювань, а із спектрально-поляризаційних, які дають змогу оцінити справжню напруженість магнітного поля за величиною каліброваної амплітуди параметра Стокса V або ж за зміщенням "центрів ваги" профілів $I \pm V$.

Таблиця 1

Список вибраних спектральних ліній

| № з/п | Елемент, мультилет | λ , Å | EP , eV | $W_{\text{екв}}$, mÅ | $g_{\text{eff, LS}}$ | $g_{\text{eff, PB}}$ |
|-------|--------------------|---------------|-----------|-----------------------|----------------------|----------------------|
| 1 | Nal – 1 (D1) | 5895,923 | 0,00 | 564 | 4/3 | 1,36 |
| 2 | Nal – 1 (D2) | 5889,953 | 0,00 | 752 | 3/4 | 1,22 |
| 3 | Nil-68 | 5892,883 | 1,99 | 66 | 1,00 | – |

Важливо зазначити, що до цього часу метод "відношення ліній" використовувався для оцінювання локальних магнітних полів лише у фотосфері. Для хромосфери цей метод не використовували через те, що хромосферні лінії є досить широкими – значно ширшими за фотосферні лінії. Наприклад, спектральна ширина ліній D1 і D2 у спектрі фотосфери приблизно 400 mÅ (http://bass2000.obspm.fr/solar_spect.php), тоді як ліній типу FeI 5250,2 – близько 100 mÅ. Щоб вказаний вище ефект спектрального "насичення" діяв для випадку цих ліній, зеєманівське розщеплення $\Delta\lambda_n$ для D1 і D2 має бути не меншим за 200 mÅ, тоді як для ліній типу 5250,2 – не меншим за 50 mÅ. З огляду на цю обставину, а також фактори Ланде цих ліній, можна очікувати, що по лініях D1 і D2 не повинно бути ефекту "насичення" у магнітних полях напруженістю 2–3 кГс, типових для сонячних плям. Навпаки, цей ефект має спостерігатись у таких полях у лініях типу FeI 5250,2. Саме це неодноразово відмічено спостереженнями (Cerdena et al., 2003; Рачковський, & Цап, 1985; Лозицкий, & Цап, 1989; Rachkovsky et al., 2005; Stenflo, 2011; Wiehr, 1978).

Ситуація щодо D1 і D2 може бути іншою, якщо локальні магнітні поля на Сонці значно сильніші, наприклад, близько 5–10 кГс. Або ж коли ці лінії мають у спектрі значно вузькі спектральні прояви типу емісійних піків. Як буде показано далі, саме такий випадок зафіксовано в дослідженому спалаху.

Для отримання кількісних характеристик інтенсивностей ліній, спектрограма за 11:15 UT була просканована сканером Epson Perfection V 550, який дозволяє отримати двовимірні скани зображень, записаних на прозорі плівки або фотоплатівки. Щоб перевести почорніння в інтенсивності, необхідно враховувати як характеристичну криву фотоматеріалу, так і криву самого сканера. Обидві криві є нелінійними і потребують попереднього визначення спеціальними методами. Для цього використано ступінчастий послаблювач (атенюатор), для якого точно відомі коефіцієнти пропускання. Під час перерахунку фотометричних почорнінь в інтенсивності розсіяне світло в спектрографі враховувалося шляхом віднімання інтенсивностей, що відповідають проміжкам між зображеннями різних порядків спектра ешельного спектрографа.

Попереднє опрацювання спектрів полягало у взаємній "прив'язці" профілів $I + V$ та $I - V$ по довжинах хвиль за допомогою вузьких телуричних ліній; точність такої "прив'язки" становила близько 1–2 mÅ. Це забезпечує точність вимірювання магнітного поля на рівні приблизно 100 Гс по лініях із факторами Ланде близько 1,0.

Для оптимізації прискореного оброблення даних Іван Яковкін розробив зручну комп'ютерну програму Profile_manipulator_v0.4.exe, яка дозволяє швидко обробляти великі масиви даних спостережень. Зокрема, програма дозволяє згладжувати дані спостережень із довільною шириною інтервалу згладжування, виправляти інструментальний нахил записів неперервного спектра, усереднювати дані по багатьох фотометричних ділянках, знаходити не лише параметри I і V , але й $dI/d\lambda$, оцінювати похибки вимірювань відповідних величин.

Сканування дозволило отримати локальні значення інтенсивностей із кроком приблизно 4 mÅ. Така дуже тонка спектральна дискретизація необхідна для того, щоб надійно усунути найвузьчі артефакти, пов'язані з дрібними частинками пилу на спектрограмі, вузькими, ніж FWHM інструментального профілю. Якби ми використовували спектральну дискретизацію з кроком 50 mÅ, то деякі артефакти могли б залишитися непоміченими і внесли б значні спотворення у дані спостережень.

Результати

Профілі $I \pm V$ досліджених ліній в області сейсмічного джерела спалаху (фотометричний розріз № 18) показано на рис. 1–3. На цих рисунках усі інтенсивності нормовані на інтенсивність найближчого спектрального континууму, а довжини хвиль подані відносно довжини хвилі лінії D3 HeI 5875,6 Å у незбуреній атмосфері Сонця. З рис. 1 і 2 видно, що лінії D1 і D2 мали в їхніх ядрах відносно вузькі емісійні піки, які за висотою досягали рівня 1,26 відносно спектрального континууму. Спостережена ширина цих піків близько 250 mÅ для лінії D1 і 270 mÅ для лінії D2, тобто вони у 1,5–1,6 раза вузьчі, ніж фраунгоферові профілі цих самих ліній. Ці піки були розщеплені у спектрах $I \pm V$, причому величина цього розщеплення була різною, приблизно 40 mÅ для лінії D1 і 33 mÅ для лінії D2. Якщо вважати, що магнітне поле є суто поздовжнім і однорідним, то тоді зеєманівське розщеплення має бути вдвічі меншим, а саме 20 і 16,5 mÅ, відповідно.

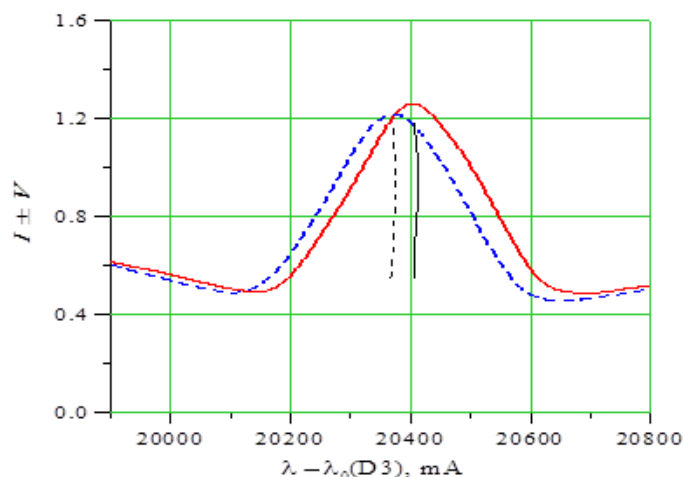


Рис. 1. Стоксові профілі $I \pm V$ лінії D1 у сонячному спалаху 28.10.2003 для моменту 11:15 UT і фотометричного розрізу № 18, в якому спалахова емісія в лініях водню і металів була близькою до максимальної

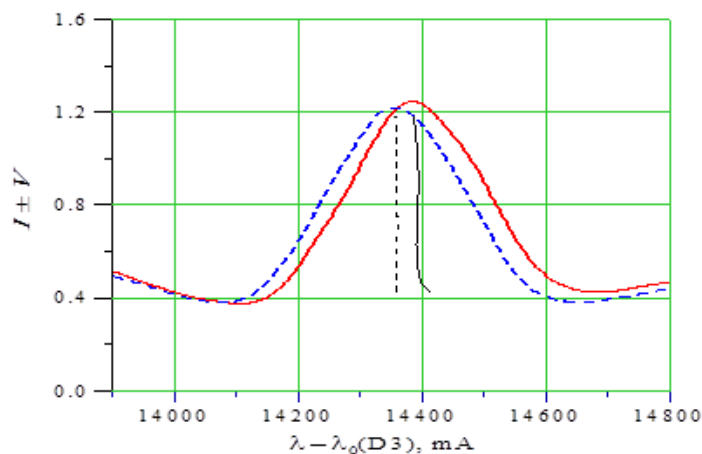


Рис. 2. Те саме, що і на рис. 1, але для лінії D2

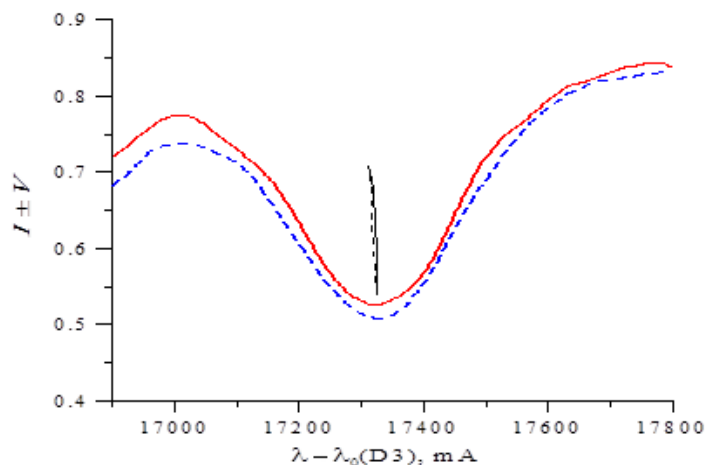


Рис. 3. Те саме, що і на рис. 1 і 2, але для лінії NiI 5892.883

З огляду на фактори Ланде цих ліній для спін-орбітальної взаємодії (табл. 1), калібрувальні формули для зв'язку зєсманівських розщеплень $\Delta\lambda_n$ з напруженостями B є такі:

$$\text{для D1: } \Delta\lambda_n = 2,16 \times 10^{-5} B, \quad (1)$$

$$\text{для D2: } \Delta\lambda_n = 1,21 \times 10^{-5} B, \quad (2)$$

де $\Delta\lambda_n$ виражено в ангстремах (Å), а B – у гаусах (Гс). Для лінії NiI 5892,883 відповідна формула така:

$$\Delta\lambda_n = 1,62 \times 10^{-5} B. \quad (3)$$

Підставляючи у ці формули наведені вище значення $\Delta\lambda_n$, отримуємо, з урахуванням похибок вимірювань, такі значення: $B(D1) = 860 \pm 70$ Гс, $B(D2) = 1370 \pm 120$ Гс і $B(Nil) = 80 \pm 100$ Гс. Отже, виміряні напруженості в лінії D1 достовірно відрізняються від виміряних в D2, але ще суттєвішою є відмінність між лініями натрію і нікелю. Із цієї відмінності випливає, що в дослідженій області був додатний висотний градієнт магнітного поля ($\partial B/\partial h > 0$), тобто магнітне поле зростало з висотою h . Це нетривіальний випадок, адже внаслідок різкого зменшення тиску з висотою у процесі переходу від фотосфери до хромосфери, магнітне поле, навпаки, мало б зменшуватися з висотою. Саме це і спостерігається у сонячних плямах (Solanki, 2003). Нагадаємо, що подібний випадок, який формально відповідає $\partial B/\partial h > 0$, відмічено раніше в роботі (Позицкая, & Позицкий, 1982), але по лініях нейтрального заліза.

З експериментальних робіт (Banasek et al., 2003) і (Hori et al., 1982) випливає, що для ліній D1 і D2 ефект Пашена – Бака (Фриш, 2010) виникає навіть за магнітних полів < 1 кГс. Відповідні калібрувальні формули такі:

$$\text{для D1: } \Delta\lambda_n = 2,20 \times 10^{-5} B, \quad (4)$$

$$\text{для D2: } \Delta\lambda_n = 1,97 \times 10^{-5} B. \quad (5)$$

Підставляючи у формули (4) і (5) наведені вище значення $\Delta\lambda_n$, отримуємо $B(D1) = 910 \pm 70$ Гс, $B(D2) = 840 \pm 75$ Гс. Тобто в межах похибок дані вимірювань по обох лініях добре збігаються, і ці дані підтверджують, що в області сейсмічного джерела спалаху був додатний висотний градієнт магнітного поля. Однак із цих уточнених даних (які враховують ефект Пашена – Бака) залишається невідомою величина локальних напруженостей магнітного поля в дослідженому спалаху. Справді, виміряні значення фактично представляють B_{los} , тобто поздовжню компоненту магнітного поля у припущенні, що фактор заповнення дорівнює одиниці – як у сонячних плямах. Якщо ж фактор заповнення не дорівнює одиниці, тобто структура магнітного поля є як мінімум двокомпонентною (фон + силові трубки із сильним полем), то виміряні значення B_{obs} можуть відображати багато параметрів, а саме: напруженості й полярності фонового поля і силових трубок, абсорбційні чи емісійні прояви ефекту Зеемана у цих місцях, їхні фактори заповнення і доплерівські зсуви тощо (Rachkovsky, & Tsap, 1985). У такому випадку, виміряна величина B_{obs} ніяк не відображає дійсну величину локального магнітного поля, а лише своєрідну "гру" всіх цих параметрів.

Величину локальних магнітних полів у хромосфері також можна було б оцінити методом "відношення ліній", враховуючи, що лінії D1 і D2 належать до одного мультиплету, мають однаковий потенціал збудження нижнього терму і близькі еквівалентні ширини (табл. 1). Однак ці лінії, з урахуванням їхніх факторів Ланде для ефекту Пашена – Бака, не виконують останньої вимоги для застосування названого методу, а саме: їхні ефективні фактори Ланде відносно мало відрізняються – лише на 12 %. У такому випадку оцінки справжніх напруженостей цим методом можуть мати низьку точність. На практиці чутливість ліній D1 і D2 до діагностичних ефектів цього методу можна перевірити безпосередньо за нашими вимірюваннями. Для цього в табл. 2 наведено отримані дані вимірювань таких параметрів: $\Delta\lambda_{n,e}$ – ефективне зееманівське розщеплення, визначене по середньому розщепленню бісекторів у профілі лінії, $\Delta\lambda_{n,m}$ – максимальне розщеплення бісекторів у вершинах профілів, B_{eff} і B_{max} – відповідні напруженості магнітного поля.

З табл. 2 видно, що значення $B_{eff}(D1)$ і $B_{eff}(D2)$ досить добре узгоджуються між собою як у межах сейсмічного джерела ($L = 14\text{--}15$ Мм), так і за його межами ($L = 8\text{--}13$ Мм). Причому середнє значення $B_{eff}(D1)$ по 8 позиціях на Сонці дорівнює 0,89 кГс, тоді як аналогічна величина для лінії D2 рівна 0,88 кГс. Тобто ефект відмінності вимірювань по цих двох лініях близький до 1 %. Якби у такому випадку проявлявся ефект "магнітного насичення" внаслідок прихованої присутності просторово нероздільних ще більш сильних магнітних полів, то виконувалася б така достовірна відмінність: $B_{eff}(D1) < B_{eff}(D2)$.

Оскільки метод "відношення ліній" фактично не застосовний у цьому випадку для оцінювання локальних магнітних полів, це було зроблено іншим методом – за розщепленням вершин емісійних піків. З табл. 2 видно, що відповідні значення $B_{max}(D1)$ і $B_{max}(D2)$ досить суттєво (у 1,5–3 рази) більші, ніж значення $B_{eff}(D1)$ і $B_{eff}(D2)$. Крім того, вони достовірно відрізняються між собою по цих двох лініях, хоча можна очікувати, що висоти формування емісій цих ліній у спалаху є досить близькими. Імовірно, це свідчить про дуже тонку висотну неоднорідність магнітного поля у дослідженому спалаху, а також про те, що у цьому спалаху були принаймні дві магнітні компоненти, що мали різні фактори заповнення. Магнітне поле у компоненті з великим фактором заповнення суттєво не змінювалося з висотою, тоді як у маломасштабнішій компоненті з малим фактором заповнення воно мало суттєві зміни. Можна сподіватись, що точніші значення локальних напруженостей можна отримати моделюванням у межах багатоконтактних моделей.

Таблиця 2

Результати вимірювань магнітного поля

| L , Мм | $\Delta\lambda_{n,e}(D1)$, мА | $\Delta\lambda_{n,e}(D2)$, мА | $\Delta\lambda_{n,m}(D1)$, мА | $\Delta\lambda_{n,m}(D2)$, мА | $B_{eff}(D1)$, кГс | $B_{eff}(D2)$, кГс | $B_{max}(D1)$, кГс | $B_{max}(D2)$, кГс |
|----------|--------------------------------|--------------------------------|--------------------------------|--------------------------------|---------------------|---------------------|---------------------|---------------------|
| 8 | 22 | 17 | 65 | - | 1,00 | 0,86 | 2,95 | - |
| 9 | 16 | 15 | 30 | 50 | 0,73 | 0,76 | 1,36 | 2,54 |
| 10 | 20 | 18 | 45 | 39 | 0,90 | 0,90 | 2,04 | 1,83 |
| 11 | 23 | 20 | 30 | - | 1,05 | 1,02 | 1,36 | - |
| 12 | 20 | 20 | 30 | 50 | 0,90 | 1,02 | 1,36 | 2,54 |
| 13 | 20 | 17 | 33 | - | 0,90 | 0,86 | 1,50 | - |
| 14 | 21 | 18 | - | - | 0,95 | 0,91 | - | - |
| 15 | 15 | 14 | - | 38 | 0,68 | 0,70 | - | 1,92 |

Дискусія і висновки

У представленій роботі наведено результати вперше отриманих вимірювань магнітного поля по лініях D1 і D2 NaI, а також по лінії NiI 5892,883 в області сейсмічного джерела S2/S3 потужного сонячного спалаху 28 жовтня 2003 р. бала X17,2/4B. У дослідженому місці цього спалаху лінії D1 і D2 NaI мали вузькі й інтенсивні емісійні піки, які значно перевищували рівень спектрального континууму (до 1,8 раза), а їхнє розщеплення відповідало ефективним (усередненим) магнітним полям B_{eff} в діапазоні 0,7–1,0 кГс при похибках вимірювань близько 0,07 кГс. Виявилось, що якщо для калібрування вимірювань використовувати емпіричні фактори Ланде, які враховують ефект Пашена – Бака, то напруженості B_{eff} по лініях D1 і D2 добре узгоджуються між собою. Це означає відсутність явних проявів ефекту "магнітного насичення" в межах методу "відношення ліній", за яким можна було б оцінити локальні напруженості у просторово нероздільних структурах. Оцінювання локальних напруженостей іншим методом – за розщепленням вершин емісійних профілів – приводить до оцінок магнітного поля B_{max} , які суттєво вищі (у 1,5–3 рази) за B_{eff} . На значну неоднорідність магнітного поля у вертикальному напрямку вказує те, що по лінії NiI було виміряно близьке до нуля магнітне поле. Отже, у дослідженому місці спалаху справджувався нетиповий висотний розподіл магнітного поля, коли магнітне поле на рівні хромосфери є сильнішим, ніж на рівні фотосфери. Це вказує на локальне підсилення магнітного поля в області сонячного спалаху завдяки специфічним фізичним механізмам, відмінним від діючих у сонячних плямах. Точніші значення локальних магнітних полів у хромосфері можуть бути знайдені на основі моделювання в межах багатокомпонентних моделей.

Внесок авторів: Наталія Лозицька – формальний аналіз, валідація даних, написання (перегляд і редагування); Іван Яковкін – програмне забезпечення, методологія; Всеволод Лозицький – концептуалізація, написання (оригінальна чернетка).

Подяки і джерела фінансування. Представлене дослідження профінансовано Міністерством освіти і науки України, тема № 22БФ023-03.

Список використаних джерел

- Курочка, Е. В., Курочка, Л. Н., Лозицкий, В. Г., Лозицкая, Н. И., Остапенко, В. А., Полупан П. Н., & Россда, В. М. (1980). Горизонтальный солнечный телескоп Астрономической обсерватории Киевского университета. *Вестник Киевского университета. Серия "Астрономия"*, 22, 49–56.
- Лаба, І. С. (2007) Протонний спалах 4B/X17.2 на Сонці 28 жовтня 2003 р. Результати фотометрії. *Кінематика і фізика небесних тіл*, 23(1), 51–60.
- Лозицкая, Н. И., Лозицкий, В. Г. (1982). Существуют ли "магнитные транзиенты" в солнечных вспышках? *Письма в Астрономический журнал*, 8(8), 500–505. <https://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/1982SvAL....8..270L>.
- Лозицкий, В. Г., & Цап, Т. Т. (1989) Эмпирическая модель мелкомасштабного магнитного элемента спокойной области Солнца. *Кинематика и физика небесных тел*, 5(1), 50–58. <https://www.mao.kiev.ua/biblio/jscans/kfnt/1989-05/kfnt-1989-05-1-08.pdf>.
- Рачковский, Д. Н., Цап, Т. Т. (1985). Исследование магнитных полей методом отношения измеренных напряженностей в линиях вне активных областей. *Известия Крымской астрофизической обсерватории*, 71, 79–87.
- Северный, А. Б. (1988). *Некоторые проблемы физики Солнца*. Наука. https://books.google.com.ua/books/about/%D0%9D%D0%B5%D0%BA%D0%BE%D1%82%D0%BE%D1%80%D1%8B%D0%B5_%D0%BF%D1%80%D0%BE%D0%B1%D0%BB%D0%B5%D0%BC%D1%8B_%D1%84%D0%B8.html?id=1qA/AAAIAAJ&redir_esc=y.
- Фриш С. Э. (1963). *Оптические спектры атомов*. Физматгиз.
- Babcock, H. W. (1953). The solar magnetograph. *The Astrophysical Journal*, 118, 387–396.
- Banasek, J. T., Engelbrecht, J. T., Piko, S. A., Shelkovenko T. A., & Hammer D. A. (2003). Measuring 10–20 T magnetic fields in single wire explosions using Zeeman splitting. *Review of Scientific Instruments*, 87, 103506. <http://doi.org/10.1063/1.4965836>.
- Cerdena, D., Almeida, J. S., & Kneer, F. (2003). Inter-network magnetic fields observed with sub-arcsec resolution. *Astronomy and Astrophysics*, 407, 741–757.
- Hori, H., Miki, M., & Date, M. (1982). Paschen-Back effect in D-lines sodium under a high magnetic field. *Journal of the Phys. Journal of the Physical Society of Japan*, 51(5), 1566–1570.
- Kiener, J., Gros, M., Tatischeff, V., & Weidenspointner, G. (2006). Properties of the energetic particle distributions during the October 28, 2003 solar flare from INTEGRAL/SPI observations. *Astronomy and Astrophysics*, 445, 725–733.
- Kosovichev, A. G. (2006). Properties of flares-generated seismic waves on the Sun. *Solar Physics*, 238, 1–11.
- Kosovichev, A. G. (2007). The cause of sunquakes: electrons or protons? *Bulletin of the American Astronomical Society*, 39, 215.
- Kosovichev, A. (2015). Sunquakes: Helioseismic response to solar flares. In V. Tong & R. García (Eds.), *Extraterrestrial Seismology* (306–322). Cambridge University Press. <https://doi.org/10.1017/CBO9781107300668.025>.
- Lozitsky, V. G., Baranovsky, E. A., Lozitska, N. I., & Tarashchuk, V. P. (2018). Profiles of spectral lines, magnetic fields and thermodynamical conditions in X17.2/4B solar flare of October 28, 2003. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 477(2), 2796–2803.
- Mandrini, C. H., Demoulin, P., Schmieder, B., Deluca, E. E., Pariat, E., & Uddin, W. (2006). Companion event and precursor of the X17 flare on 28 October 2003. *Solar Physics*, 238, 293–312.
- Moore, Ch. E., Minnaert, M. G. J., & Houtgast, J. (1966). The solar spectrum 2935 Å to 8770 Å. *National Bureau of Standards, Washington: US Government Printing Office (USGPO)*. <https://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/1966sst.book.....M>.
- Priest, E. R. (2014). Magnetohydrodynamics of the Sun. *Cambridge University Press*. <https://doi.org/10.1017/CBO9781139020732>.
- Rachkovsky, D. N., Tsap, T. T., & Lozitsky, V. G. (2005). Small-scale magnetic field diagnostics outside sunspots: comparison of different methods. *The Journal of Astrophysics and Astronomy*, 26, 435–445.
- Solanki, S. K. (2003). Sunspots: An overview. *Astronomy and Astrophysics Review*, 11, 153–286.
- Stenflo, J. O. (1973). Magnetic-field structure of the photospheric network. *Solar Physics*, 32(1), 41–63.
- Stenflo, J. O. (2011). Collapsed, uncollapsed, and hidden magnetic flux on the quiet Sun. *Astronomy and Astrophysics*, 529, id.A42, 20.
- Wiehr, E. (1978). A unique magnetic field range for non-spot solar magnetic regions. *Astronomy and Astrophysics*, 69(2), 279–284.
- Zharkova, V. V., & Zharkov, S. I. (2007). On the origin of three seismic sources in the proton-rich flare of 2003 October 28. *The Astrophysical Journal*, 664(1), 573–585.
- Zharkova, V. V., Vasilieva, I., Popova, E., & Shepherd, S. J. (2023). Comparison of solar activity proxies: eigenvectors versus averaged sunspot numbers. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 521(4), 6247–6265.

References

- Babcock, H. W. (1953). The solar magnetograph. *The Astrophysical Journal*, 118, 387–396.
- Banasek, J. T., Engelbrecht, J. T., Piko, S. A., Shelkovenko T. A., & Hammer D. A. (2003). Measuring 10–20 T magnetic fields in single wire explosions using Zeeman splitting. *Review of Scientific Instruments*, 87, 103506. <http://doi.org/10.1063/1.4965836>.
- Cerdena, D., Almeida, J. S., & Kneer, F. (2003). Inter-network magnetic fields observed with sub-arcsec resolution. *Astronomy and Astrophysics*, 407, 741–757.
- Frish, S. E. (2010). *Optical atom spectra*. Fizmatgiz [in Russian].
- Hori, H., Miki, M., & Date, M. (1982). Paschen-Back effect in D-lines sodium under a high magnetic field. *Journal of the Phys. Society of Japan*, 51(5), 1566–1570.
- Kiener, J., Gros, M., Tatischeff, V., & Weidenspointner, G. (2006). Properties of the energetic particle distributions during the October 28, 2003 solar flare from INTEGRAL/SPI observations. *Astronomy and Astrophysics*, 445, 725–733.
- Kosovichev, A. G. (2006). Properties of flares-generated seismic waves on the Sun. *Solar Physics*, 238, 1–11.
- Kosovichev, A. G. (2007). The cause of sunquakes: electrons or protons? *Bulletin of the American Astronomical Society*, 39, 215.
- Kosovichev, A. (2015). Sunquakes: Helioseismic response to solar flares. In V. Tong & R. García (Eds.), *Extraterrestrial Seismology* (306–322). Cambridge University Press. <https://doi.org/10.1017/CBO9781107300668.025>.

- Kurochka, V. V., Kurochka, L. N., Lozitsky, V. G., Lozitska, N. I., Ostapenko V. A., Polupan P. N., & Rossada V. M. (1980). Horizontal solar telescope of Astronomical Observatory of Kyiv University. *Bulletin of Taras Shevchenko National University of Kyiv, Astronomija*, 22, 48–56 [in Russian].
- Laba, I. S. (2007). Solar proton flare 4B/X17.2 on October 28, 2003. Photometric results. *Kinematics and Physics of Celestial Bodies*, 23, 36–40 [in Russian].
- Lozitska, N. I., & Lozitsky V. G. (1982). Do 'magnetic transients' exist in solar flares? *Pis'ma v Astronomicheskii Zhurnal*, 8(8), 500–505 [in Russian].
- Lozitsky, V. G., & Tsap, T. T. (1989). Empirical model of small-scale magnetic element of a quiet region of the Sun. *Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel*, 5(1), 50–58 [in Russian].
- Lozitsky, V. G., Baranovsky, E. A., Lozitska, N. I., & Tarashchuk, V. P. (2018). Profiles of spectral lines, magnetic fields and thermodynamical conditions in X17.2/4B solar flare of October 28, 2003. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 477(2), 2796–2803.
- Mandrini, C. H., Demoulin, P., Schmieder, B., Deluca, E. E., Pariat, E., & Uddin, W. (2006). Companion event and precursor of the X17 flare on 28 October 2003. *Solar Physics*, 238, 293–312.
- Moore, Ch. E., Minnaert, M. G. J., & Houtgast, J. (1966). The solar spectrum 2935 Å to 8770 Å. *National Bureau of Standards, Washington: US Government Printing Office (USGPO)*. <https://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/1966sst..book.....M>.
- Priest, E. R. (2014). Magnetohydrodynamics of the Sun. *Cambridge University Press*. <https://doi.org/10.1017/CBO9781139020732>.
- Rachkovsky, D. N., & Tsap, T. T. (1985). Study of magnetic fields using a method of measured strength ratio in lines outside active regions. *Izvestia of the Crimean Astrophysical Observatory*, 71, 79–87 [in Russian].
- Rachkovsky, D. N., Tsap, T. T., & Lozitsky, V. G. (2005). Small-scale magnetic field diagnostics outside sunspots: comparison of different methods. *The Journal of Astrophysics and Astronomy*, 26, 435–445.
- Severny, A. B. (1988). *Some problems of the physics of the Sun*. Nauka [in Russian].
- Solanki, S. K. (2003). Sunspots: An overview. *Astronomy and Astrophysics Review*, 11, 153–286.
- Stenflo, J. O. (1973). Magnetic-field structure of the photospheric network. *Solar Physics*, 32(1), 41–63.
- Stenflo, J. O. (2011). Collapsed, uncollapsed, and hidden magnetic flux on the quiet Sun. *Astronomy and Astrophysics*, 529, id.A42, 20.
- Wiehr, E. (1978). A unique magnetic field range for non-spot solar magnetic regions. *Astronomy and Astrophysics*, 69(2), 279–284.
- Zharkova, V. V., & Zharkov, S. I. (2007). On the origin of three seismic sources in the proton-rich flare of 2003 October 28. *The Astrophysical Journal*, 664(1), 573–585.
- Zharkova, V. V., Vasilieva, I., Popova, E., & Shepherd, S. J. (2023). Comparison of solar activity proxies: eigenvectors versus averaged sunspot numbers. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 521(4), 6247–6265.

Отримано редакцією журналу / Received: 23.06.23
Прорецензовано / Revised: 14.07.23
Схвалено до друку / Accepted: 19.12.23

Natalia LOZITSKA, PhD (Phys. & Math.)
ORCID ID: 0000-0002-7005-646X
e-mail: nloz@knu.ua
Taras Shevchenko National University of Kyiv, Kyiv, Ukraine

Ivan YAKOVKIN, PhD Student
ORCID ID: 0000-0003-1563-8528
e-mail: yakovkinii@knu.ua
Taras Shevchenko National University of Kyiv, Kyiv, Ukraine

Vsevolod LOZITSKY, DSc (Phys. & Math.)
ORCID ID: 0000-0002-6895-5271
e-mail: vsevolod.lozitsky@knu.ua
Taras Shevchenko National University of Kyiv, Kyiv, Ukraine

COMPARISON OF MAGNETIC FIELDS BY SODIUM AND NICKEL LINES MEASURED IN THE AREA OF THE SEISMIC SOURCE OF A POWERFUL SOLAR FLARE

Background. Seismic sources in solar flares are the least studied manifestation of solar activity. Since the possible sources of their energy are magnetic fields as well as beams of electrons and protons, it is important to study in detail the magnetic fields in the region of seismic sources at different levels of the solar atmosphere, including the height range "photosphere – chromosphere". For such studies, the D1 and D2 NaI spectral lines as well as the NiI 5892.883 line are convenient, which are quite close in the spectrum (up to 6 Å), but have significantly different heights of formation in the solar atmosphere.

Methods. The spectral-polarization method of measuring magnetic fields was used to process the observations made on the Echelle spectrograph of the horizontal solar telescope of the Astronomical Observatory of Taras Shevchenko Kyiv National University. The Zeeman spectrogram of the solar flare on October 28, 2003 of X17.2/4B class for the moment 11:15 UT was scanned, and the blackening on the spectrogram was converted into intensity taking into account the characteristic curves of both the photo material and the scanner itself. Based on the resulting profiles of the spectral lines indicated above, manifestations of the Zeeman effect in the approximation of a weak magnetic field and taking into account the empirical factors of the Lande lines were analyzed.

Results. It was found that in the specified solar flare, the D1 and D2 NaI lines had narrow and intense emission peaks that significantly (up to 1.8 times) exceeded the level of the nearest spectral continuum. If the empirical Lande factors, which take into account the Paschen-Back effect, are used for the calibration of the measurements, then effective magnetic fields B_{eff} by the D1 and D2 lines agree well with each other and are within 0.7–1.0 kG with measurement errors of about 0.07 kG. Estimation of local fields B_{max} by splitting the tops of emission peaks leads to estimates of the magnetic field, which are 1.5–3 times higher than B_{eff} . A significant inhomogeneity of the magnetic field in the vertical direction is indicated by the fact that a near-zero magnetic field was measured by the NiI line.

Conclusions. The obtained results indicate a local strengthening of the magnetic field at the chromospheric level not only in the region of the seismic source, but also beyond it. This confirms the hypothesis that specific physical mechanisms of magnetic field amplification operate in the solar flare region, different from those in sunspots.

Keywords: Sun, solar activity, solar flares, magnetic fields, line ratio method, measurements using NaI and NiI lines.

Автори заявляють про відсутність конфлікту інтересів. Спонсори не брали участі в розробленні дослідження; у зборі, аналізі чи інтерпретації даних; у написанні рукопису; в рішенні про публікацію результатів.

The author declares no conflicts of interest. The funders had no role in the design of the study; in the collection, analyses, or interpretation of data; in the writing of the manuscript; or in the decision to publish the results.