

All authors have read and agreed to the published version of the manuscript. The authors declare 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.

УДК 523.98 + 52-337

DOI

Іван ЯКОВКІН, аспірант

ORCID ID: 0000-0003-1563-8528

email: yakovkinii@knu.ua

Київський національний університет імені Тараса Шевченка, Київ, Україна

Наталія ЛОЗИЦЬКА, канд. фіз.-мат. наук

ORCID ID: 0000-0002-7005-646X

email: nloz@knu.ua

Київський національний університет імені Тараса Шевченка, Київ, Україна

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

ORCID ID: 0000-0002-6895-5271

email: vsevolod.lozitsky@knu.ua

Київський національний університет імені Тараса Шевченка, Київ, Україна

ПРИХОВАНІ ПРОЯВИ ЕФЕКТУ ПАШЕНА-БАКА В ЛІНІЯХ D1 і D2 У СПЕКТРІ СОНЯЧНОЇ ПЛЯМИ БЕЗ СПАЛАХІВ

Наведено результати вимірювань магнітних розщеплень ліній D1, D2 і Ni I 5892.9 Å в спектрі сонячної плями 24.07.2023 р., в якій на момент спостережень не було сонячних спалахів. Спостережений матеріал отриманий на ешельному спектрографі горизонтального сонячного телескопа Астрономічної обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка. Виявилось, що в деяких місцях плями виміряні розщеплення вказаних ліній є практично однаковими, а в інших – достовірно відрізняються. Це вказує на неоднорідність магнітного поля, адже при однорідному полі ці розщеплення мали б відрізнятися скрізь на однакову величину, залежну від факторів Ланде цих ліній. Якщо припустити, що ці фактори відповідають LS зв'язку для всіх ліній, то маємо таке протиріччя: фотосферна лінія Ni I 5892.9 Å показує магнітне поле, проміжне по величині між лініями D1 і D2. Фізично це нереально при однорідному магнітному полі; якщо ж магнітне поле ослаблюється з висотою, то лінія нікелю повинна показувати сильніше поле, ніж обидві лінії натрію. Більш реалістичні оцінки магнітного поля отримуються при емпіричних факторах Ланде для ліній D1 і D2, що відповідають ефекту Пашена-Бака в цих лініях. Однак і в цьому випадку лінія D2 з меншим фактором Ланде ($g_{\text{емп}} = 1.22$) показує у деяких місцях плями сильніше виміряне магнітне поле, ніж лінія D1 з більшим фактором Ланде ($g_{\text{емп}} = 1.36$). Це можливо тоді, коли локальні магнітні поля у дослідженій плямі були значно сильнішими, ніж згідно з прямими вимірюваннями. Оцінка таких полів може бути здійснена на основі моделювання методом «відношення ліній», що планується зробити в наступному дослідженні.

Ключові слова: Сонце, сонячна активність, сонячні плями, магнітні поля, вимірювання по лініях NaI та NiI, ефект Пашена-Бака.

Вступ. Сонячні плями – добре видимі прояви сонячної активності з повільною еволюцією і тривалим часом існування. Їх діаметр в межах від кількох до ≈ 150 мегаметрів (Мм), що набагато більше, ніж межа просторового розділення сучасних сонячних телескопів (0.03-0.1Мм). Саме тому вони є досить зручними об'єктами для спостережень і вимірювань в них магнітного поля. Було з'ясовано, що сонячні плями можуть мати різну магнітну полярність і напруженість магнітного поля в межах, як правило, 2000–3000 Гс, і дуже рідко – 4000–6000 Гс (Lozitsky, & Tsap, 1989; Stenflo, 2011; Stenflo, 1973).

У розвинених плямах з тінню і півтінню напруженість магнітного поля, в середньому, зростає з розміром плями. Саме в тінях сонячних плям можна прямим чином виміряти важливу характеристику магнітного поля – модуль (абсолютну величину) вектора напруженості. Така можливість може бути реалізована завдяки тому, що при магнітних полях у 2-3 кГс і більше зеєманівське розщеплення $\Delta\lambda_D$ є повним у деяких вузьких ліній нейтрального заліза Fe I з півшириною близько 0.1 Å і великими факторами Ланде ($g = 2.5-3$), тобто при цьому повністю спектрально розділяються зеєманівські π - і σ -компоненти. Регулярні вимірювання напруженостей в тіні сонячних плям ведуться візуальним методом за незмінною методикою уже близько 100 років. На даний час такі вимірювання регулярно проводяться лише у п'яти обсерваторіях світу – Маунт Вілсон, Кітт Пік, КраО, АО КНУ і обсерваторії Уральського університету. Цінність таких даних полягає у їх досить довгому ряді вимірювань, надійності і досить високій точності. Для порівняння можна сказати, що, наприклад, регулярні магнітографічні вимірювання магнітних полів Сонця ведуться на орбітальній обсерваторії SOHO лише з 1995 р., причому такі вимірювання дають наближено лише поздовжню компоненту вектора напруженості, а не його абсолютну величину. Крім того, магнітографічні вимірювання не дозволяють точно визначити величину магнітного поля в ядрі сонячної плями. Щодо ж візуальних вимірювань, то при накопиченні великих масивів однорідних даних і узагальненні даних з різних обсерваторій можна виміряти відповідні магнітні індекси сонячних плям (зокрема, $B_{\text{сп}}$) з точністю близько 10 Гс або 4×10^{-3} у відносних одиницях (Moore, Minnaert, & Houtgast, 1966). Така точність, формально, можлива і при магнітографічних даних, але при цьому втрачається фізичний зміст відповідної спостережної характеристики. Адже тоді визначається деякий параметр, залежний від величини магнітного поля, нахилу його силових ліній до променя

зору, фактора заповнення, тощо. Водночас, при зведенні в єдиний ряд вимірювань у різних обсерваторіях виникають певні методичні проблеми, які детально розглянуті в роботі (Moore, Minnaert, & Houtgast, 1966).

Сонячні плями, як і інші прояви активності на Сонці, мають дуже тонку структуру магнітних полів і швидкостей. Найбільш виразно цю структуру можна бачити у північній сонячній плямі. Найменші елементи цієї структури, ймовірно, просторово не розділяються і саме в них можуть існувати особливо сильні магнітні поля. Їх можна виявити, детально аналізуючи тонкі фотометричні ефекти у зеєманівському розщепленні спектральних ліній.

Магнітні поля сонячних плям на рівні хромосфери вивчені значно гірше, ніж на рівні фотосфері. Серед тих ліній, які формуються у хромосфері, немає вузьких спектральних ліній а також ліній, що мають великі фактори Ланде. По цій причині в хромосферних лініях при магнітних полях у декілька кілогаусів спостерігається лише неповне розщеплення, по якому можна виміряти не модуль напруженості магнітного поля B , а (в кращому випадку) лише його поздовжню компоненту B_{LOS} . Незважаючи на це, навіть такі вимірювання можуть бути цінними для хромосфери, у якій, як нині відомо, виділяється значна частина енергії сонячних спалахів.

Метою представленої роботи було отримання нових даних про магнітні поля у сонячній плямі на рівні хромосфери, використовуючи вимірювання в лініях D1 і D2 Na I і порівнюючи їх з вимірюваннями у фотосферній лінії NiI 5892.9 Å.

Спостережені дані і деякі особливості вибраних спектральних ліній. Вказані вище спектральні лінії вивчалися у великій сонячній плямі активної області NOAA 3379. Ця пляма у день спостережень, 24 липня 2023 р., мала діаметр 35 Мм і знаходилась недалеко від центру диску Сонця – її геліоцентричний кут був $\approx 18^\circ$. Спектр цієї плями був сфотографований Лозицьким В.Г. на ешелюному спектрографі горизонтального сонячного телескопа Астрономічної обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка (Lozitsky, Staude, 2008). При спостереженнях використовувався аналізатор кругової (циркулярної) поляризації. Початок експозиції при фотографуванні спектру плями був о 7:29:40 UT, тривалість експозиції 30 сек. Спектр був сфотографований на фотопластинку ORWO WP3. За даними візуальних вимірювань магнітного поля у ядрі цієї плями, виконаними у той же день по лінії FeI 5250.2 ($g = 3.0$), напруженість магнітного поля в цій плямі досягала 2660 Гс, а полярність поля була північною (N).

Суттєво 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 спектру, 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 $I - V$ отримуються одночасно, на окремих суміжних смугах спектрограм. Це реалізується завдяки тому, що аналізатор кругової поляризації складається з фазової пластинки $\lambda/4$ перед вхідною щільною спектрографом і призми-розщеплювача (аналога призми Волластона) – позаду вхідної щілини. Тому спектри $I + V$ і $I - V$ стосуються одного і того ж 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 великого розміру – 18×24 або 24×24 см. Відношення сигнал/шум для таких фотомульсій становить приблизно 100 при умові нормальної експозиції. Завдяки таким великим платформам 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 ($\approx 1\%$) того спектру, який фіксується фотопластинках.

Лінії дублета натрію NaI мають довжини хвиль 5895.923 Å (D1) і 5889.953 Å (D2). У них однакові потенціали збудження нижнього терма (0.00 eV) і близькі еквівалентні ширини у спектрі спокійного Сонця, які дорівнюють 564 і 752 мÅ, відповідно (Rachkovsky, Tsap, & Lozitsky, 2005). Обидві лінії формуються у хромосфері, яка, як відомо, простягається по висоті від 500 до 2000 км над рівнем $\tau_c = 1$ (Rachkovsky, & Tsap, 1985). Фактори Ланде цих ліній для випадку спін-орбітального взаємодії (LS зв'язку у атомі) дорівнюють $4/3$ і $3/4$, відповідно.

Щодо фотосферної лінії NiI 5892.883 Å, то у неї потенціал збудження нижнього терма 1.99 електрон-вольт (eV), еквівалентна ширина 66 мÅ, а фактор Ланде для LS зв'язку дорівнює 1.00. Навколо усіх трьох вказаних ліній у спектрі багато вузьких телуричних ліній молекулярної води H₂O, які зручно використовувати як спектральні репери, що мають однакову довжину хвилі у спектрах $I + V$ та $I - V$.

Вимірювання в лініях D1 і D2 привабливі також тим, що їх, в принципі, можна використовувати в методі «відношення ліній» (Wiehr, 1978) для оцінки локальних магнітних полів навіть у тому випадку, коли такі поля є просторово нероздільними (субтелескопічними). Суть цього методу зводиться до того, що дійсні напруженості магнітного поля B_{true} у таких структурах (дуже тонких силових трубках, названих fluxtubes) можна оцінити на основі порівняння виміряних 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 повинні формуватись на однаковій висоті в атмосфері Сонця і змінюватись однаковим чином при переході до тих областей на Сонці з іншою температурою. Формально такі лінії можна розглядати як одну і ту ж магніточутливу лінію, яка має два різні значення (моди) фактора Ланде g . У такому разі, теоретично, вимірювання по лінії з меншим фактором Ланде мають краще відповідати режиму слабого магнітного поля, коли сигнал магнітографа (Babcock, 1953) строго пропорційний дійсному зеєманівському розщепленню $\Delta\lambda_n$. Однак для тієї лінії, що має більший фактор Ланде, відхилення від вказаної пропорційності має бути більш суттєвим, якщо дійсні магнітні поля на Сонці настільки сильні, що зеєманівське розщеплення $\Delta\lambda_n$ є близьким до спектральної ширини лінії $\Delta\lambda_{1/2}$ або ж навіть більше за неї. Це відхилення від пропорційності називається «насиченням» сигналу магнітографа; воно спостерігається у сонячних плямах при напруженостях магнітного поля більше 1000 Гс. Фізична причина цього ефекту дуже проста: при сильних магнітних полях зеєманівські сігма-компоненти розщеплюються настільки сильно, що частково виходять за межі щілин фотометра магнітографа, який реєструє величину сигналу поляризації

внаслідок ефекту Зеємана. Якщо на Сонці існують дуже тонкі просторово нероздільні силові трубки з такими ж сильними полями, як у сонячних плямах, то тоді порівняння вимірних напруженостей V_{obs} у двох вказаних лініях повинно 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 для лінії з більшим фактором Ланде. Ефект «насичення» має бути тим більшим, чим більшою є дійсна напруженість V_{true} магнітного поля у просторово нероздільних (субтелескопічних) силових трубках. Порівнявши вимірні напруженості V_{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 V_{obs} знайдені не з магнітографічних вимірювань, а з спектрально-поляризаційних, які дають змогу оцінити дійсну напруженість магнітного поля за величиною каліброваної амплітуди параметра Стокса V або ж за зміщенням «центрів ваги» профілів $I \pm V$.

Важливо підкреслити, що до цього часу метод «відношення ліній» використовувався для оцінки локальних магнітних полів лише у фотосфері. Для хромосфери цей метод не використовувався по тій причині, що хромосферні лінії є досить широкими – значно ширшими за фотосферні лінії. Наприклад, спектральна ширина ліній D1 і D2 у спектрі фотосфери ≈ 400 мÅ (http://bass2000.obspm.fr/solar_spect.php), тоді як ліній типу FeI 5250.2 – близько 100 мÅ. Щоб вказаний вище ефект спектрального «насичення» діяв для випадку цих ліній, зеєманівське розщеплення $\Delta\lambda_n$ для D1 і D2 має бути не менше 200 мÅ, тоді як для ліній типу 5250.2 – не менше 50 мÅ. Враховуючи цю обставину а також фактори Ланде цих ліній, можна очікувати, що по лініях D1 і D2 не повинно бути ефекту «насичення» при магнітних полях напруженістю 2-3 кГс, типових для сонячних плям. Навпаки, цей ефект має спостерігатись при таких полях у лініях типу FeI 5250.2. Саме це було неодноразово відмічено спостереженнями (Cerdena, Almeida, & Kneer, 2003; Priest, 2014; Solanki, 2003). Ситуація щодо D1 і D2 може бути іншою, якщо локальні магнітні поля у хромосфері значно сильніші, наприклад, ~ 10 кГс.

Первинна обробка даних. Для отримання кількісних характеристик інтенсивностей у спектрі, досліджена спектрограма була просканована за допомогою сканера Epson Perfection V 550, який дозволяє отримати двовимірні скани зображень, записаних на прозорі плівки або фотопластинки. Щоб перевести почорніння у інтенсивності, необхідно враховувати як характеристичну криву фотоматеріалу, так і криву самого сканера. Обидві криві є нелінійними і потребують попереднього визначення спеціальними методами. Для цього використовувався ступінчастий послаблювач (атенюатор), для якого точно відомі коефіцієнти пропускання. При перерахунку фотометричних почорнінь в інтенсивності розсіяне світло в спектрографі враховувалося шляхом віднімання інтенсивностей, що відповідають проміжкам між зображеннями різних порядків спектру ешельного спектрографа.

В процесі попередньої обробки спостережних даних записи спектрів $I + V$ та $I - V$ в інтенсивностях були взаємно «прив'язані» по довжинах хвиль за допомогою телуричної лінії 5889.977 Å; точність такої «прив'язки» 1-2 мÅ. Це забезпечує точність вимірювання магнітного поля на рівні ≈ 100 Гс по лініях з факторами Ланде близько 1.0.

Для оптимізації прискореної обробки 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 з довільною шириною інтервалу згладжування, виправляти інструментальний нахил записів неперервного спектру, усереднювати дані по багатьох фотометричних ділянках, знаходити не тільки параметри I і V , але й $dI/d\lambda$ і оцінювати похибки вимірювань відповідних величин.

Сканування дозволило отримати локальні значення інтенсивностей з кроком ≈ 4 мÅ. Була використана така дуже тонка спектральна дискретизація для того, щоб надійно усунути найвужчі артефакти, пов'язані з дрібними частинками пилу на спектрограмі. Оскільки найвужчі артефакти значно вужчі, ніж FWHM інструментального профілю, то вони найкраще виявляються та усуваються саме при тонкій дискретизації. Якби ми використовували спектральну дискретизацію з кроком 50 мÅ, то деякі артефакти могли б залишитися непоміченими і внесли б значні спотворення у дані спостережень.

Результати і їх обговорення. Для вимірювання зеєманівських розщеплень використовувались лише «чисті» ділянки профілів ліній, де немає впливу сусідніх ліній (бленд). Наприклад, для лінії D1 це ділянки на рівні інтенсивності біля 0.2 (рис. 1); приблизно на такому ж рівні вимірювались розщеплення і в лінії D2. Щодо лінії NiI 5892.883 Å, то відповідний рівень був в межах 0.35-0.4.

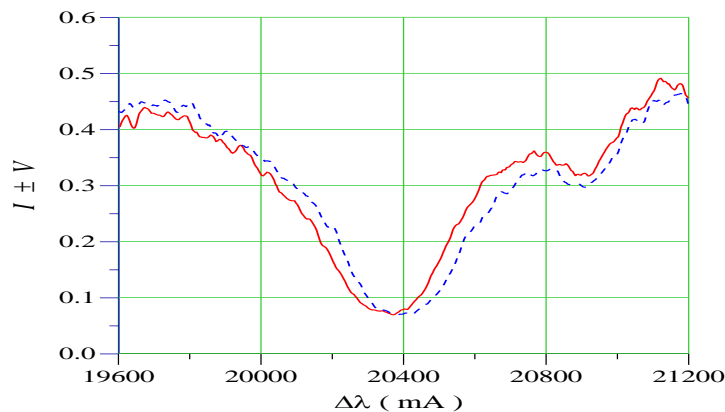


Рис. 1. Профілі $I \pm V$ лінії D1 у фотометричному розрізі № 12, який відповідає $L = 12$ Мт на рис. 2-4. На цьому рисунку нуль-пункт на осі абсцис відповідає лінії D3 He I, $\lambda = 5875.6$ Å.

Вимірювання розщеплень у міліангстремах (рис. 2) показало, що в одних місцях плями (напр., при $L = 4-6, 12-14$ Мм) ці розщеплення добре співпадають, тоді як в інших місцях – достовірно відрізняються ($L = 8-10$ Мм). Це свідчить про суттєву неоднорідність магнітного поля у плямі, адже при однорідному полі ці розщеплення мали б відрізнятись скрізь на однакову величину, тобто їх відношення мало б дорівнювати відношенню факторів Ланде цих ліній.

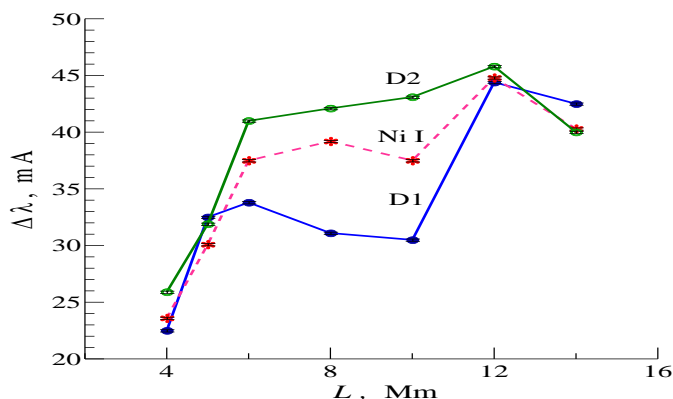


Рис. 2. Співставлення вимірних розщеплень $\Delta\lambda$ (у мА) досліджених ліній для різних місць сонячної плями. По горизонтальній осі відкладено віддалі на Сонці у мегаметрах (Мм).

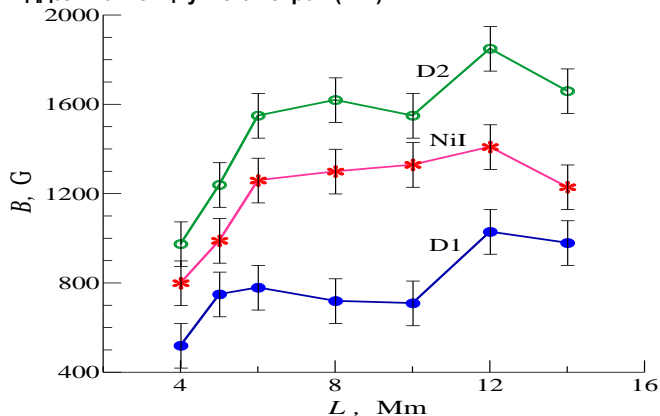


Рис. 3. Співставлення вимірних напруженостей магнітного поля для різних місць сонячної плями в припущенні, що фактори Ланде всіх ліній відповідають теоретичним для LS зв'язку.

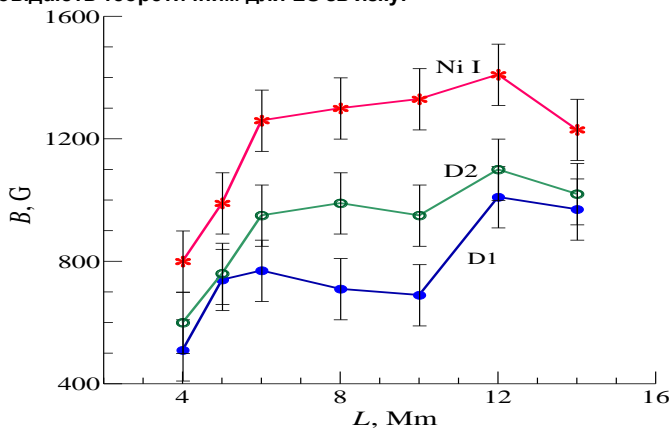


Рис. 4. Співставлення вимірних напруженостей магнітного поля для різних місць сонячної плями в припущенні, що фактори Ланде ліній D1 і D2 відповідають емпіричним, визначеним при дії ефекту Пашена-Бака.

Якщо припустити, що вимірне розщеплення ліній $\Delta\lambda$ дорівнює їх подвоєному зееманівському розщепленню $\Delta\lambda_n$, то при теоретичних факторах Ланде, що відповідають LS зв'язку, маємо картину, представлену на рис. 3. Ця картина уявляється нереалістичною по тій причині, що фотосферна лінія Ni I показує магнітне поле, проміжне між лініями D1 і D2. Якби поле було однорідним, то всі лінії показували б однакове магнітне поле для даного місця у сонячній плямі. Навіть якщо магнітне поле в плямі є неоднорідним, у формі багатьох дискретних силових трубок, то в тіні плями ці трубки, ймовірно, настільки тісно притиснуті одна до одної, що фактор заповнення близький до одиниці (Severny, 1988; Wiehr, 1978). При спектрально-поляризаційних спостереженнях, подібних до наших, це давало б ефект квазіоднорідного магнітного поля. Однак якщо таке поле спадало б з висотою, то тоді обидві хромосферні лінії, D1 і D2, давали б меншу вимірну напруженість, ніж лінія нікелю. Як видно з рис. 3, такого немає, а це може означати, що деякі фактори Ланде цих ліній є неправильними.

З експериментальних робіт (Banasek et al., 2003; Kurochka, et al., 1980), в яких досліджувалось розщеплення ліній D1 і D2 при дуже сильних магнітних полях (до 600 кГс), коли в цих лініях виникає ефект Пашена Бака (Hori, Miki, & Date, 1982), випливає такий висновок. При дії цього ефекту дійсні фактори Ланде цих ліній вже є іншими, а саме, 1.36 для лінії D1 і 1.22 для лінії D2. Якщо прокалібрувати виміряні розщеплення (рис. 2) з саме такими факторами Ланде, то маємо картину, представлену на рис. 4. Видно, що фотосферна лінія нікелю показує скрізь сильніше магнітне поле, ніж обидві лінії натрію. Це цілком очікуваний результат, який відображає від'ємний висотний градієнт у плямі. Враховуючи, що відмінність напруженостей по лініях нікелю і натрію, згідно рис. 4, в межах 300-600 Гс, а висоти формування цих ліній відрізняються приблизно на 1000 км, отримуємо висотний градієнт на рівні $-(0.3 \div 0.6)$ Гс/км, що є типовим значенням для тих сонячних плям, у яких не було спалахів (Stenflo, 1973).

Однак на рис. 4 видно ще один цікавий ефект: лінія D2 у деяких місцях плями ($L = 8-10$ Мм) показує сильніше магнітне поле, ніж лінія D1. Враховуючи, що згідно з лабораторними вимірюваннями фактор Ланде у лінії D2 є меншим (1.22), ніж у лінії D1 (1.36), то це, як було пояснено вище, може відобразити ефект магнітного «насичення» внаслідок наявності у плямі особливо сильних субтелескопічних магнітних полів. У такому разі, до вимірювань у цих хромосферних лініях можна застосувати метод «відношення ліній», щоб оцінити локальні магнітні поля подібно до того, як це зроблено у роботах (Priest, 2014; Wiehr, 1978), але по фотосферних лініях. Відповідне дослідження, яке вимагає моделювання профілів ліній, може бути зроблено в окремій роботі.

Висновки. При дослідженні магнітного полі у сонячній плямі 24.07.2023 р. по лініях D1, D2 і NiI 5892.9 були виявлені така ознака неоднорідності магнітного поля: фотосферна лінія NiI показує на 300-600 Гс вищі напруженості магнітного поля, ніж хромосферні лінії D1 і D2. Це вказує на від'ємний висотний градієнт магнітного поля на рівні $-(0.3 \div 0.6)$ Гс/км, оскільки висоти формування цих ліній відрізняються приблизно на 1000 км. Такий градієнт є типовим для сонячних плям без сонячних спалахів.

Виявлена також така ознака неоднорідності магнітного поля у горизонтальному напрямі: лінія D2 з меншим фактором Ланде ($g_{\text{emp}} = 1.22$) показує сильніше магнітне поле, ніж лінія D1 з більшим фактором Ланде ($g_{\text{emp}} = 1.36$). Це можливо тоді, коли локальні магнітні поля у дослідженій плямі були значно сильнішими, ніж згідно з прямими вимірюваннями. Оцінка локальних магнітних полів може бути здійснена на основі моделювання методом «відношення ліній».

Внесок авторів.

Наталія ЛОЗИЦЬКА –

Іван ЯКОВКІН –

Всеволод ЛОЗИЦЬКИЙ –

Джерела фінансування. Представлене дослідження профінансовано Міністерством освіти і науки в Україні, проект № 22БФ023-03.

Список використаних джерел

- Babcock, H. W. (1953). The solar magnetograph. *Astrophys. J.*, 118, 387–396.
- Banasek, J. T., Engelbrecht, J. T., Piko, S. A. et al. (2003). Measuring 10-20 T magnetic fields in single wire explosions using Zeeman splitting. *Rev. Sci. Instr.*, 87, 103506, [http:// dx.doi.org/10.1063/1.4965836](http://dx.doi.org/10.1063/1.4965836).
- Cerdena, D., Almeida, J.S., & Kneer, F. (2003). Inter-network magnetic fields observed with sub-arcsec resolution. *Astron. Astrophys.*, 407, 741–757.
- Hori, H., Miki, M., & Date, M. (1982). Pashen-Back effect in D-lines sodium under a high magnetic field. *Journal of the Phys. Society of Japan*, 51, 5, 1566–1570.
- Kurochka, V.V., Kurochka, L.N., Lozitsky, V.G., Lozitska, N.I. et al. (1980). Horizontal solar telescope of Astronomical Observatory of Kyiv University. *Vestnik Kiev. Univ. Astronomija*, 22, 48–56
- Lozitsky, V.G., & Staude, J. (2008). Observational evidences for multi-component magnetic field structure in solar flares. *J. Astrophys. Astron.*, 29, 387–404.
- 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.
- Moore, Ch.E., Minnaert, M.G.J., & Houtgast, J. (1966). The spectrum 2935 Å to 8770 Å. Second revision of Rowland's Table of solar spectrum wave lengths, *Nat. Bureau Stand.*, Monogr., 61.
- 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. *Izvestiya of Krim. Astrofiz. Observatory*, 71, 79–87.
- Rachkovsky, D.N., Tsap, T.T., & Lozitsky, V.G. (2005). Small-scale magnetic field diagnostics outside sunspots: comparison of different methods. *J. Astrophys. Astron.*, 26, 435–445.
- Severny, A.B. (1988). Some problem of solar physics. *Moscow: Nauka*.
- Solanki, S.K. (2003). Sunspots: An overview. *Astronomy and Astrophysics Review*, 11, 153–286.
- Stenflo, J.O. (2011). Collapsed, uncollapsed, and hidden magnetic flux on the quiet Sun. *Astronomy & Astrophysics*, 529, id.A42, 20 pp.
- Stenflo, J.O. (1973). Magnetic-field structure of the photospheric network. *Solar Physics*, 32, 1, 41–63.
- Wiehr, E. (1978). A unique magnetic field range for non-spot solar magnetic regions. *Astron. and Astrophys.*, 69, 2, 279–284.

References

- Babcock, H. W. (1953). The solar magnetograph. *Astrophys. J.*, 118, 387–396.
- Banasek, J. T., Engelbrecht, J. T., Piko, S. A. et al. (2003). Measuring 10-20 T magnetic fields in single wire explosions using Zeeman splitting. *Rev. Sci. Instr.*, 87, 103506, [http:// dx.doi.org/10.1063/1.4965836](http://dx.doi.org/10.1063/1.4965836).
- Cerdena, D., Almeida, J.S., & Kneer, F. (2003). Inter-network magnetic fields observed with sub-arcsec resolution. *Astron. Astrophys.*, 407, 741–757.
- Hori, H., Miki, M., & Date, M. (1982). Pashen-Back effect in D-lines sodium under a high magnetic field. *Journal of the Phys. Society of Japan*, 51, 5, 1566–1570.
- Kurochka, V.V., Kurochka, L.N., Lozitsky, V.G., Lozitska, N.I. et al. (1980). Horizontal solar telescope of Astronomical Observatory of Kyiv University. *Vestnik Kiev. Univ. Astronomija*, 22, 48–56
- Lozitsky, V.G., & Staude, J. (2008). Observational evidences for multi-component magnetic field structure in solar flares. *J. Astrophys. Astron.*, 29, 387–404.
- 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.
- Moore, Ch.E., Minnaert, M.G.J., & Houtgast, J. (1966). The spectrum 2935 Å to 8770 Å. Second revision of Rowland's Table of solar spectrum wave lengths, *Nat. Bureau Stand.*, Monogr., 61.

- 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. *Izvestiya of Krim. Astrofiz. Observatory*, 71, 79–87.
- Rachkovsky, D.N., Tsap, T.T., & Lozitsky, V.G. (2005). Small-scale magnetic field diagnostics outside sunspots: comparison of different methods. *J. Astrophys. Astron.*, 26, 435–445.
- Severny, A.B. (1988). Some problem of solar physics. *Moscow: Nauka*.
- Solanki, S.K. (2003). Sunspots: An overview. *Astronomy and Astrophysics Review*, 11, 153–286.
- Stenflo, J.O. (2011). Collapsed, uncollapsed, and hidden magnetic flux on the quiet Sun. *Astronomy & Astrophysics*, 529, id.A42, 20 pp.
- Stenflo, J.O. (1973). Magnetic-field structure of the photospheric network. *Solar Physics*, 32, 1, 41–63.
- Wiehr, E. (1978). A unique magnetic field range for non-spot solar magnetic regions. *Astron. and Astrophys.*, 69, 2, 279–284.

Отримано редакцією журналу / Received: 11.09.2023

Прорецензовано / Revised: 6.10.2023

Схвалено до друку / Accepted: 19.09.2023

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

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

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

HIDDEN MANIFESTATIONS OF THE PASCHEN-BACK EFFECT IN D1 AND D2 LINES IN THE SPECTRUM OF A SUNSPOT WITHOUT FLARES

The results of measurements of the magnetic splittings of the D1, D2, and Ni I 5892.9 Å lines in the spectrum of the sunspot on July 24, 2023, in which there were no solar flares at the time of observation, are given. The observational material was obtained with the Echelle spectrograph of the horizontal solar telescope of the Astronomical Observatory of Taras Shevchenko Kyiv National University. It turned out that in some locations of the sunspot, the measured splitting of the specified lines are practically the same, and in others they are significantly different. This indicates the inhomogeneity of the magnetic field, because with a uniform field, these splitting should differ everywhere by the same amount, depending on the Lande factors of these lines. If we assume that these factors correspond to LS coupling for all lines, then we have the following contradiction: the photospheric line Ni I 5892.9 Å shows a magnetic field intermediate in magnitude between lines D1 and D2. Physically, this is unreal in the case of a uniform magnetic field; if the magnetic field weakens with height, then the nickel line should show a stronger field than both sodium lines. More realistic estimates of the magnetic field are obtained with empirical Lande factors for lines D1 and D2, corresponding to the Paschen-Back effect in these lines. However, even in this case, line D2 with a smaller Lande factor ($g_{emp} = 1.22$) shows a stronger measured magnetic field in some places of the spot than line D1 with a larger Lande factor ($g_{emp} = 1.36$). This is possible when the local magnetic fields in the studied spot were much stronger than according to direct measurements. Evaluation of such fields can be carried out on the basis of modeling by the "line ratio" method, which is planned to be done in the next study.

Key words: Sun, solar activity, sunspots, magnetic fields, measurements by the Ni I and Ni II lines, Paschen-Back effect.

Автори заявляють про відсутність конфлікту інтересів. Спонсори не брали участі в розробленні дослідження; у зборі, аналізі чи інтерпретації даних; у написанні рукопису; або в рішенні про публікацію результатів.
All authors have read and agreed to the published version of the manuscript. The authors declare 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.