doi: https://doi.org/10.15407/kfnt2024.06.059
УДК 523.982

Н. Й. Лозицька[1], І. І. Яковкін[1], В. Г. Лозицький[1], М. А. Громов[2]

[1]Астрономічна обсерваторія Київського національного університету імені Тараса Шевченка
вул. Обсерваторна 3, Київ, Україна, 04053
[2]Київський національний університет імені Тараса Шевченка,
просп. Академіка Глушкова 4, м. Київ, Україна, 03127
E-mails: lozitsky_v@ukr.net, vsevolod.lozitsky@knu.ua

Порівняння даних прямих вимірювань магнітного поля у сонячній плямі по десяти спектральних лініях Fe I, Fe II, Ti I і Ti II

Прямі вимірювання магнітних полів у сонячних плямах по багатьох спектральних лініях є важливими для з'ясування дійсної величини і структури магнітного поля на різних рівнях сонячної атмосфери. У даний час магнітографічні вимірювання є найбільш масовими, але такі вимірювання в основному представляють поздовжню компоненту магнітного поля. У тіні сонячних плям такі вимірювання дають недостовірну інформацію і не дозволяють визначити дійсну величину модуля (абсолютного значення) магнітного поля. Такі дані можна отримати зі спектрополяризаційних спостережень, завдяки яким магнітне поле можна визначити безпосередньо по зеєманівському розщепленню, а не як калібровану поляризацію у профілях ліній. У представленій роботі наведено результати дослідження магнітного поля у сонячній плямі 17 липня 2023 року, яка спостерігалась на ешельному спектрографі горизонтального сонячного телескопа Астрономічної обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка. Детально проаналізовано профілі I ± V десяти фотосферних ліній Fe I, Fe II, Ti I та Ti II. Найбільше значення магнітного поля, виміряне по лініях Fe I, досягає 2600 Гс, а різниця виміряних напруженостей по цих лініях місцями становить 50...80 %. Тіньові лінії Ti I показують в цілому такі ж магнітні поля, як і лінії Fe I, тоді як лінії іонів Fe II і Ti II — достовірно слабші поля. Хоча боковий профіль поля у плямі по більшості ліній Fe I є плавним, гауссоподібним, одна із ліній, а саме Fe I 629.10 нм, показує в тіні плями

© Головна астрономічна обсерваторія Національної академії наук України, 2024
© Видавець ВД «Академперіодика» Національної академії наук України, 2024

«провал» на 400...600 Гс, який, найімовірніше, є реальним. Очевидно, отримані дані свідчать про поєднання принаймні двох ефектів: залежності вимірювань від висоти утворення ліній в сонячній атмосфері та прояву зеєманівського «насичення» в лініях з різними факторами Ланде. Також виявилося, що тіньова лінія Ti I 630.38 нм показує достовірно сильніші магнітні поля, ніж нетіньові лінії. Отримані дані планується використовувати для уточнення загальної картини магнітного поля у плямі шляхом моделювання.

Ключові слова: *Сонце, сонячна активність, сонячні плями, спектрополяриметрія, магнітні поля.*

ВСТУП

Сонячні плями — добре видимі прояви сонячної активності з повільною еволюцією і тривалим часом життя. Їхні діаметри лежать у межах від кількох мегаметрів до 150 Мм, що набагато більше, ніж просторова роздільна здатність сучасних сонячних телескопів (0.03...0.1 Мм). 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 у межах, як правило, 2000...3000 Гс, і дуже рідко — 4000...6000 Гс [11]. Ці значення відповідають фактору заповнення, близькому до одиниці при прямих спостереженнях (f 1). У маломасштабних ділянках сонячних плям, для яких $f << 1$, зафіксовано магнітні поля напруженістю 7000... 8000 Гс [8, 12, 23].

У розвинених плямах з тінню і півтінню напруженість магнітного поля в середньому збільшується з розміром плями. Саме в тінях сонячних плям можна прямим чином виміряти важливу характеристику магнітного поля — абсолютну величину вектора напруженості. Такі вимірювання можливі завдяки тому, що при магнітних полях B 2.5… 3 кГс зеєманівське розщеплення $_H$ є повним для деяких вузьких ліній нейтрального заліза Fe I, що мають півширину $_{1/2}$ 10 пм і великі фактори Ланде (g = 2.5…3). Це означає, що при цьому повністю спектрально розділяються зеєманівські - і -компоненти. У сонячній магнітометрії цей режим розщеплення називають режимом сильного поля. По фізичному смислу така ситуація відрізняється від режиму сильного поля у фізиці, де однойменний випадок настає тоді, коли зеєманівське розщеплення наближається по величині до мультиплетного розщеплення. У такому випадку виникає ефект Пашена — Бака, коли у спектральних лініях зі складним (нетриплетним) розщепленням поступово зникає аномальна картина розщеплення (з кількома зеєманівськими підкомпонентами), і ця картина по зовнішньому вигляду наближається до простого триплету Зеємана, що має лише три компоненти розщеплення — один центральний -компонент і два бокові -компоненти [9].

Для переважної більшості спектральних ліній фактор Ланде близький до одиниці, тобто близький до того значення, яке має бути теоретично для класичного лоренцового триплету. У такому випадку при магнітних полях у декілька кілогауссів спостерігається неповне зеєманівське розщеплення, по якому можна виміряти (з аналізатором циркулярної поляризації) не модуль напруженості магнітного поля B, а лише його поздовжню складову $B_{\|} = B_{LOS}$ [22]. Цей режим розщеплення у сонячній магнітометрії називається режимом слабкого поля, який формально відповідає умові $_{\text{H}} << {}_{1/2}$, де $_{1/2}$ — спостережна півширина спектральної лінії. Точніше, ця умова відповідає дійсно слабкому полю лише тоді, коли це поле є однорідним (однокомпонентним), тобто f 1. Якщо ж магнітне поле є неоднорідним і містить, наприклад, дві складові, одна з яких відповідає $f << 1$, то спостережений випадок $_{\text{H}} << {}_{1/2}$ може маскувати ситуацію, коли у компоненті з малим фактором заповнення в дійсності має місце сильне зеєманівське розщеплення, тобто там $_{\text{H}}$ $_{1/2}$ [20, 21].

Слід відмітити принципову різницю між значеннями поздовжньої складової магнітного поля $B_{\|} = B_{LOS}$, отриманими із спектрально-поляризаційних і магнітографічних вимірювань. У першому випадку ця складова знаходиться безпосередньо по зміщенню спектральних ліній, без будь-якої прив'язки до моделі атмосфери або стандартного профілю лінії. У другому випадку вимірюється безпосередньо не зеєманівське розщеплення, а амплітуда циркулярної поляризації, виміряна на найбільш крутих ділянках профілю [7, 16]. Ця амплітуда порівнюється з аналогічним сигналом поляризації від «середнього» профілю, що відповідає місцям на Сонці за межами активних областей. Відношення вказаних амплітуд перемножується на деякий калібрувальний множник, який дає правильну величину магнітного поля саме для «середнього» профілю лінії. Однак в активних областях, особливо у сонячних спалахах і плямах, цей «середній» профіль може суттєво відрізнятись від реального, а відповідна оцінка магнітного поля — від дійсної її величини. Це основна причина того, чому у свій час не вдалося здійснити задовільне емпіричне калібрування сонячного магнітографа з використанням для порівняння прямі вимірювання візуальним і фотографічним методом [6]. Відповідна емпірична калібрувальна крива виявилась дуже розсіяною і вказувала на можливість досить великих похибок вимірювань, до 200...300 %.

Більш реалістично вимірює сонячні магнітні поля інструмент іншого типу — лямбда-метр [17]. В ньому не використовується ніяких припущень про стандартний профіль лінії. В результаті ослаблення профілю лінії, наприклад, включається у виміряну величину магнітного поля [18]. Єдиним параметром, який використовується для калібрування вимірювань, є фактор Ланде лінії — як і при спектрально-поляризаційних вимірюваннях, які аналізуються нижче.

Згідно з даними вимірювань з лямбда-метром, магнітне поле у сонячній плямі було знайдено майже однаковим по 12 спектральних

лініях, що мають фактори Ланде у межах 0.93...3.00; відповідна розбіжність становила 10 % [17]. Це розглядається у вказаній роботі як позитивний результат тесту на використання такої техніки вимірювань, яка дає лише поздовжню складову $B_{\|}$. Крім того, цей результат вказує на те, що у сонячній плямі просторово нероздільна структура менш яскраво виражена, ніж у сонячному факелі. Для сонячного факела розбіжність знайдених величин магнітного поля по різних лініях виявилась майже на порядок більшою і залежала в основному від еквівалентної ширини лінії. Зокрема, сильні лінії з більшою еквівалентною шириною (типу Fe I 523.3 нм) показували у 3...6 разів більші напруженості, ніж слабші лінії типу Fe I 525.02 нм.

Наведені результати щодо сонячних плям дещо відрізняються від аналогічних даних, отриманих в роботі Венглінського і Лозицького [1]. У цій роботі досліджувались дві великі сонячні плями, які спостерігались 25.03.1991 р. та 22.07.2004 р. на горизонтальному сонячному телескопі Астрономічної обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка. Магнітне поле вимірювалось по зеєманівському розщепленню багатьох (150) спектральних ліній різних хімічних елементів — в основному Fe I, а також Fe II. Виявилось, що результати вимірювань магнітного поля по лініях Fe I та Fe II достовірно відрізняються. Особливо цікаво те, що хоча у тіні плями магнітне поле по Fe I є сильнішим за поле по лініях Fe II, у півтіні плями й прилеглій фотосфері виникає обернене співвідношення. Подібного результату у науковій літературі не знайдено. Він свідчить про просторову неоднорідність поля та вплив термодинамічних ефектів на результати вимірювань. Можливо також, що різні сонячні плями дуже відрізняються своїми магнітними і термодинамічними характеристиками, і тому нові дослідження у цьому напрямі мають значну наукову цінність.

Метою представленої роботи було вивчення особливостей магнітного поля у сонячній плямі на новому спостережному матеріалі, отриманому у липні 2023 р. Для цієї мети аналізуються прояви ефекту Зеємана у десяти спектральних лініях Fe I, Fe II, Ti I та Ti II, що мають різні фактори Ланде і температурну чутливість.

МАТЕРІАЛ СПОСТЕРЕЖЕНЬ І ВИБРАНІ СПЕКТРАЛЬНІ ЛІНІЇ

Матеріал спостережень було отримано В. Г. Лозицьким на горизонтальному сонячному телескопі (ГСТ) Астрономічної обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка (АО КНУ), описаному в роботах [4, 12]. На цьому інструменті одночасно реєструється широкий діапазон спектру, від 380 до 660 нм, 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 /4 перед вхідною щілиною спектрографа і призми-розщіплювача (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. Спосіб реєстрації спектрів — фотографічний, на платівки WP3 ORWO великого розміру — 18 24 або 24 24 см. Відношення сигнал/шум для таких фотоемульсій становить приблизно 100 при умові нормальної експозиції. Завдяки таким великим платівкам можна одночасно реєструвати спектр практично всієї видимої області з досить високою дисперсією, 40...80 пм/мм. Якщо ж використовувати для цього типові ПЗЗ-матриці, то можна було б одночасно зареєструвати лише невелику частину (1...2 %) того спектру, який фіксується на фотопластинках.

При спостереженнях було сфотографовано спектр сонячної плями 17 липня 2023 р., яка лежала в активній області NOAA 3372 недалеко від центра диска, = 0.95. Ця пляма була більш-менш правильної округлої форми, її діаметр становив близько 40 Мм. Згідно з візуальними вимірюваннями магнітного поля в лінії Fe I 525.02 нм, виконаними одним із авторів (В.Л.), напруженість магнітного поля у цій плямі сягала 2870 Гс, магнітна полярність була N. Спектр цієї плями фіксувався на фотоемульсії ORWO WP3 з експозицією 20 с, починаючи з 7^h28^m UT.

Для отримання кількісних характеристик інтенсивностей у спектрі отриману на ГСТ спектрограму було просканировано за допомогою сканера «Epson Perfection V 550», який дозволяє отримати двовимірні скани зображень, записані 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 у спектрографі світло враховувалося шляхом віднімання інтенсивностей, що відповідають проміжкам між зображеннями різних порядків спектру ешельного спектрографа.

Для оптимізації прискореної обробки даних І. Яковкін розробив зручну комп'ютерну програму Profile Manipulator, яка дозволяє швидко обробляти великі масиви даних спостережень (www.yakovkinii.com/profile_manipulator/). 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 і оцінювати похибки вимірювань відповідних величин.

У табл. 1 наведено параметри вибраних спектральних ліній: номер мультиплету, еквівалентна ширина W, потенціал збудження E_{low},

Таблиця 1. **Параметри вибраних спектральних ліній**

№ п/п	, нм	Елемент	Номер мультиплету	W, пм	E_{low}, еВ	$g_{еф}$
1	541.407	Fe II	48	3.1	3.22	1.190
2	541.877	Ti II	69	4.9	1.58	1.036
3	542.526	Fe II	49	4.8	3.20	1.235
4	629.097	Fe I	1258	6.6	4.73	1.481
5	629.780	Fe I	62	6.5	2.22	0.993
6	630.151	Fe I	816	12.7	3.65	1.669
7	630.250	Fe I	816	8.3	3.69	2.487
8	630.377	Ti I	104	0.5	1.44	0.915
9	631.150	Fe I	342	2.3	2.83	1.325
10	6312.23	Ti I	104	5	1.46	1.155

ефективний фактор Ланде $g_{еф}$. В основному їхні значення взято із монографії [14]. Значення фактора Ланде g є емпіричними згідно з даними [3] та Line Database VALD (http://vald.astro.uu.se/~vald/ php/vald. php). Лінії № 8 і 10 є «тіньовими», тобто вони значно підсилюються у тіні сонячних плям, де суттєво знижена температура. Якщо у найбільш холодних місцях плями наявні підсилені магнітні поля, ці лінії повинні показувати дещо більші виміряні напруженості, ніж інші «нетіньові» лінії.

РЕЗУЛЬТАТИ І ЇХНЄ ОБГОВОРЕННЯ

Просканові і оцифровані спектри в ортогональних циркулярних поляризаціях, які відповідають комбінаціям параметрів Стокса $I + V$ та $I – V$, взаємно «прив'язувались» по довжинах хвиль. Для цього використовувались телуричні лінії O_2 (для ліній № 4 10), а також «немагніточутлива» лінія Fe I 543.45 нм (для ліній № 1—3). Похибка такої «прив'язки» 0.1…0.2 пм, і саме вона, в основному, визначає точність вимірювань магнітного поля. В цілому «прив'язка» по лініях O_2 була точнішою, оскільки вони є спектрально вузькими. Щодо лінії Fe I 543.45 нм, то вона не тільки значно ширша за телуричні лінії, а й проявляє деякі ознаки слабкого магнітного розщеплення у плямі. Це видно по тому, що оптимальне суміщення профілів $I + V$ та $I – V$ цієї лінії здебільшого виявлялось різним у ядрі лінії, її середніх і далеких крилах. Цей ефект відносно невеликий, на рівні 0.2...0.3 пм, якщо порівнювати ядро лінії і її середні крила, які відповідають половинній глибині профілю лінії. Подібний ефект був помічений раніше Лозицьким і Клюєвою [5] у іншій плямі, де він досягав величини 0.3...0.5 пм. Враховуючи, що лінія 543.45 нм згідно з лабораторними вимірюваннями має в дійсності ненульовий фактор Ланде ($g =$ 0.014), було висловлено припущення, що цей ефект може відображати наявність у сонячній плямі просторово нероздільних (субтелескопічних) магнітних

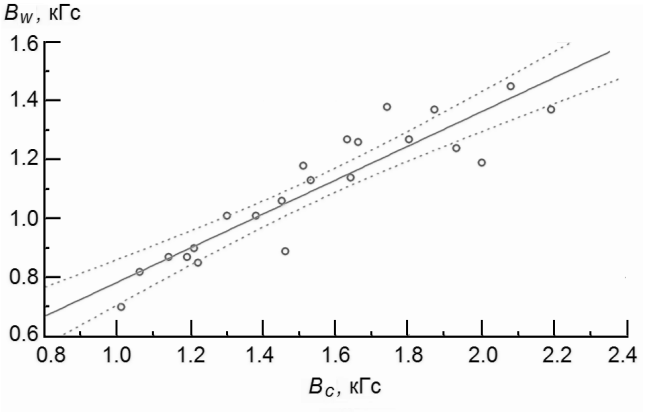

Рис. 1. Корелятивна залежність між напруженостями магнітного поля у плямі, виміряними у крилах (B_w) і ядрі (B_c) лінії Fe I 630.15 нм (коефіцієнт кореляції $r = 0.91$, $p = 0.95$)

полів з напруженістю 10...13 кГс. Було виявлено також інші спектральні ефекти у цій лінії, які можуть вказувати на такі і навіть сильніші магнітні поля у сонячних плямах [13].

Для всіх магніточутливих ліній вимірювання зеєманівських розщеплень виконувалось як у середніх крилах ліній, тобто у місцях найбільшої крутизни профілів, так і в ядрах ліній. Дані першого типу методологічно зіставні з магнітографічними вимірюваннями, в яких амплітуда поляризації фіксується також у місцях найкрутіших ділянок профілів, що підвищує точність вимірювань. Для калібрування зеєманівських розщеплень $_{\text{H}}$ у величинах напруженостей магнітного поля B використовувалась відома формула

$$_{\text{H}} = 4.67 \;\; 10^{\;13} g \;\; ^{2} B, \tag{1}$$

де $_{\text{H}}$ і — в ангстремах, B — у Гс, g — фактор Ланде. Підставляючи у цю формулу числові значення для спектральних ліній, зазначених у табл. 1, отримуємо простішу формулу:

$$_{\text{H}} = C \;\; 10^{\;5} B, \tag{2}$$

де $C = 1.72, 3.10, 4.65$ і 1.71 для ліній Fe II 542.527 нм, Fe I 630.15 нм, Fe I 630.25 нм і Ti I 630.38 нм відповідно. Аналогічно розраховувались параметри C і для інших спектральних ліній.

Виявилось, що оцінки, отримані у крилах ліній і їхніх ядрах, тісно корелюють між собою, причому відповідні напруженості в ядрах систематично більші за напруженості в крилах (рис. 1). Цей результат є цілком очікуваним теоретично для однорідного магнітного поля, у якого є певний (ненульовий) нахил силових ліній до променя зору [12]. Якщо ж цей нахил дорівнює нулеві, у спектрі немає центрального -компонента в ефекті Зеємана, і тоді зеєманівське розщеплення, виміряне з аналізатором циркулярної поляризації, є однаковим у різних частинах профіля магніточутливої лінії.

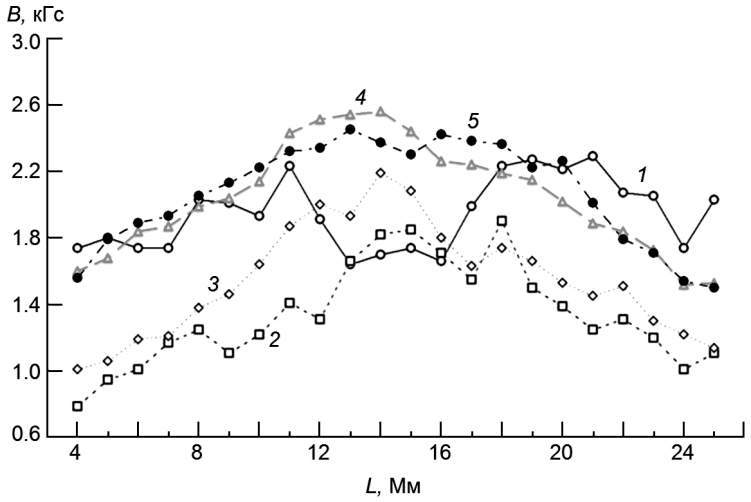

Рис. 2. Порівняння значень магнітних полів, виміряних по різних спектральних лініях у сонячній плямі 17.07.2023 р.: *1* — Fe I 629.10 нм, *2* — Fe I 629.78 нм, *3* — Fe I 630.15 нм, *4* — Fe I 630.25 нм, *5* — Fe I 631.15 нм

Отримані результати по інших лініях Fe I представлено на рис. 2, де параметр L — це горизонтальна координата, яка відраховується у напрямі перетину зображення плями вхідною щілиною ешельного спектрографа ГСТ АО КНУ. Вона виражена у мегаметрах (Мм) і показує, що вимірювання магнітних полів у плямі були виконані на ділянці близько 25 Мм. Видно, що в тіні сонячної плями (L = 10...22 Мм) результати вимірювань по різних лініях в цілому суттєво відрізняються і значно переважають рівень розбіжностей у 10 %, знайдений у іншій сонячній плямі з допомогою лямбда-метра [18].

Виміряне по більшості ліній магнітне поле поступово зростає при переході від півтіні плями у її тінь, однак є цікавий виняток, отриманий по лінії Fe I 629.10 нм: ця лінія у центральній частині ядра плями (L = 13...16 Мм) показує різке зменшення («провал») напруженостей на 400...600 Гс. Подібний ефект був знайдений в роботі [1], але по лініях Fe II: тоді як по лініях Fe I там спостерігався плавний гаусоподібний розподіл, по лініях Fe II відмічався достовірний «провал» напруженостей в середині цих плям (рис. 3). Візуальне вивчення зображення лінії Fe I 629.10 нм на зеєман-спектрограмі плями 17 липня 2023 р. показало, що цей ефект не пов'язаний з яким-небудь дефектом на спектрограмі, і тому він, найімовірніше, є реальним.

Цей ефект заслуговує на додаткове й ретельне вивчення, тому що може пролити світло на суттєві особливості структури магнітного поля у сонячних плямах, які до цього часу випадали з уваги інших дослідників. Адже загальновідомо, що магнітне поле у плямах плавно підсилюється при переході від півтіні до тіні, і відповідний розподіл є близьким до гауссового [19]. Цей результат отримано по лініях нейтральних атомів (Fe I) і є цілком очікуваним теоретично [15].

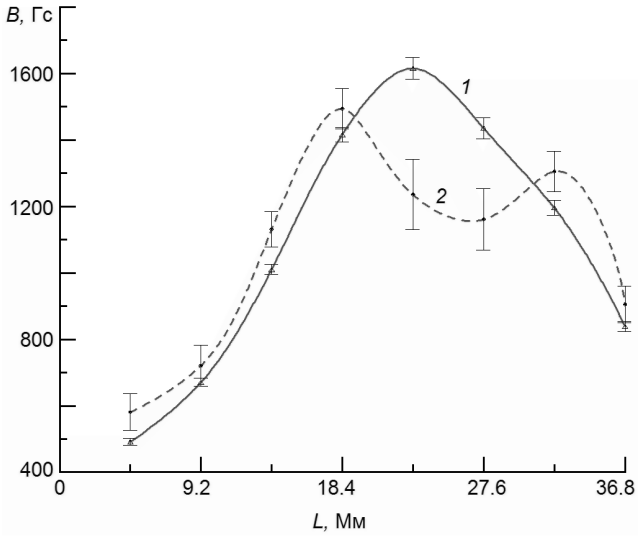

Рис. 3. Зіставлення виміряних магнітних полів по лініях Fe I (*1*) та Fe II (*2*) для кількох ділянок великих сонячних плям, отримане в роботі [1] (дані по 146 спектральних лініях)

Щоб зрозуміти, чому магнітне поле по лініях Fe II стає слабшим у центрі плями, слід врахувати те, що лінії Fe II формуються в атмосфері в цілому глибше, ніж лінії Fe I [2]. Якщо магнітне поле, виміряне по лініях Fe II, стає в центрі плями слабшим, то це може означати, що по цих лініях досягається «дно» сонячної плями, де силові лінії вже починають розходитись зі збільшенням глибини у плямі. Тобто, це підтверджує модель плоскої, неглибокої плями — типу тонкого «млинця».

Однак подібний ефект можливий і при такій субтелескопічній структурі магнітного поля (у горизонтальному напрямку), коли у плямі є дуже тонкі силові трубки, в яких лінії Fe II суттєво послаблюються, майже «пропадають». Тоді від певної частини площі плями буде недостача сигналу поляризації, спричиненої ефектом Зеємана. У спостереженому сумарному профілі це дасть зменшену величину зеєманівського розщеплення. Для ліній Fe II це можливо тоді, коли в таких силових трубках суттєво знижена температура, тобто це деякі особливо холодні місця сонячної плями. Варто зазначити, що лінія Fe I 629.10 нм найбільше подібна до ліній Fe II (серед інших ліній Fe I), тому що у неї найвищий потенціал збудження нижнього терма (4.73 еВ). Такі лінії формуються в атмосфері Сонця глибше, ніж інші лінії з більш низьким потенціалом збудження. Це вказує на те, що структура магнітного поля у плямі може бути дуже тонкою не лише у горизонтальному напрямку, але також і по висоті в атмосфері.

Цікаво, що лінія № 7 з фактором Ланде 2.5 за межами тіні плями показує вищі поля, ніж лінія № 6 з фактором Ланде 1.67. Якби за межами тіні плями існували суттєво роззосереджені ($f << 1$) силові трубки з високими напруженостями кілогауссового діапазону, у цих місцях мало б бути обернене співвідношення напруженостей з позицій мето-

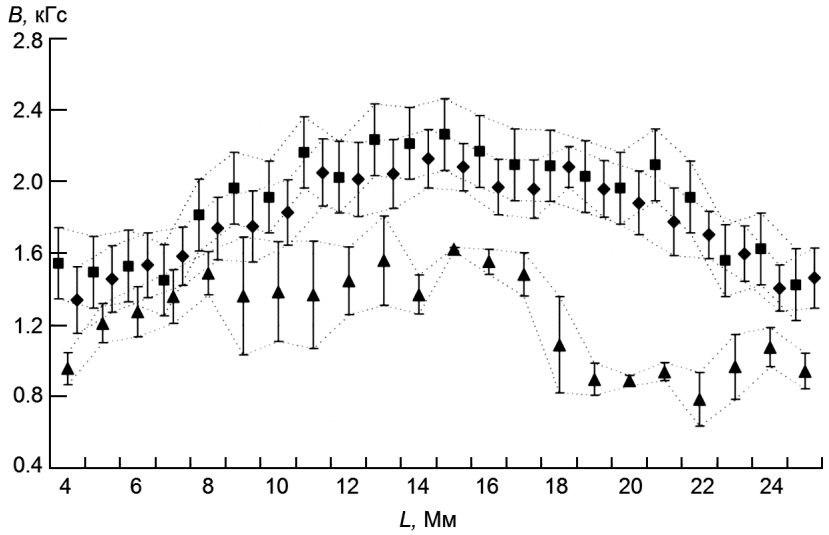

Рис. 4. Розподіл виміряних напруженостей у сонячній плямі для трьох груп ліній: лінії Fe I (ромбики), лінії іонів Ti II і Fe II (трикутники) і тіньові лінії Ti I (квадратики)

ду «відношення ліній» [20]. Однак можливо, що у даному випадку також грає певну роль відмінність висот формування вказаних ліній. Хоча згідно з даними роботи [2] лінії 630.15 нм і 630.25 нм мають близькі висоти формування (вони для спокійної атмосфери відрізняються лише на 22 км), нові розрахунки показали, що їхні функції вкладу дуже сильно відрізняються по глибині в атмосфері, і тому ефективні висоти формування відрізняються значно більше — на 157 км [10], причому лінія 630.25 нм формується на вказану величину глибше, ніж лінія 630.15 нм. З огляду на це пара ліній 524.71 і 525.02 нм, запропонована в роботі [20] для методу «відношення ліній», є значно кращою — у неї відмінність висот формування ліній становить 41 км. Ці обставини мають враховуватись при інтерпретації спостережень.

При усередненні всіх даних для таких груп ліній: лінії Fe I, лінії іонів Ti II і Fe II і тіньові лінії Ti I, виявилось, що лінії Fe I і тіньові лінії Ti I дуже добре згоджуються між собою, тоді як лінії іонів показують майже скрізь слабші магнітні поля, ніж лінії вказаних нейтральних атомів (рис. 4). Це в цілому узгоджується з даними роботи [1], згідно з якою в тіні плями магнітне поле по лініях Fe II достовірно слабше, ніж по лініях Fe I. Однак з рис. 4 видно, що таке співвідношення зберігається також у півтіні сонячної плями, тоді як за даними роботи [1] у півтіні плями і навколишній фотосфері магнітне поле по лініях іонів сильніше, ніж по лініях нейтральних елементів. Це ще раз вказує на те, що сонячні плями можуть бути дуже різноманітними по характеру неоднорідності в них магнітного поля. По суті навіть найпростіший параметр — боковий профіль магнітного поля у сонячній плямі, визначений по обмеженому числу ліній з високими факторами

Ланде (типу Fe I 630.25 нм) може суттєво відрізнятися від загальновідомого, гауссоподібного, якщо перейти до інших ліній з меншими факторами Ланде.

У цілому можна констатувати, що у сонячних плямах відмінність магнітних полів по різних спектральних лініях може набагато перевищувати значення 10 %, знайдене в роботі [18]. Також не підтверджується припущення (принаймні на прикладі дослідженої плями 17.07.2023 р.), що у сонячній плямі тіньові лінії показують сильніші магнітні поля, ніж лінії Fe I (рис. 4). Заслуговує окремого ретельного розгляду питання про те, чому лінії іонів (які формуються в атмосфері в цілому глибше, ніж лінії нейтральних атомів) показують менші виміряні поля, ніж лінії нейтральних атомів.

ВИСНОВКИ

Наведено результати дослідження магнітного поля у сонячній плямі 17 липня 2023 року, яка спостерігалась на ешельному спектрографі горизонтального сонячного телескопа Астрономічної обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка. Детально проаналізовано профілі $I \pm V$ десяти фотосферних ліній Fe I, Fe II, Ti I та Ti II. Найсильніше магнітне поле, виміряне по лініях Fe I, виявилось рівним 2600 Гс. Відмінність виміряних напруженостей по різних лініях місцями досягає 50...80 %, тобто значно більше, ніж різниця 10 %, отримана в роботі [18]. Тіньові лінії Ti I в цілому показують, такі ж магнітні поля, як і лінії Fe I, тоді як лінії іонів Fe II і Ti II — достовірно слабші поля. Хоча боковий профіль поля у плямі по більшості ліній Fe I є плавним, гауссоподібним, одна із ліній, а саме Fe I 629.10 нм показує в тіні плями «провал» на 400...600 Гс, який, найімовірніше, є реальним. Ймовірно, отримані дані свідчать про вплив таких трьох факторів: залежності вимірювань від висоти утворення ліній в сонячній атмосфері, проявів зеєманівського «насичення» в лініях з різними факторами Ланде а також термодинамічних ефектів. Отримані дані планується використовувати для уточнення загальної картини магнітного поля у плямі шляхом моделювання.

ПОДЯКИ

Автори вдячні рецензентам та працівникам редакції за слушні зауваження. Представлене дослідження виконане при фінансовій підтримці Міністерства освіти і науки України, тема № 22 БФ023-03.

1. Венглінський Є., Лозицький В. Г. Прямі вимірювання магнітного поля в тіні й півтіні сонячних плям по 146 спектральних лініях. *Вісник Київ. ун-ту. Астрономія*. 2012. Вип. 49. С. 25—27.

2. Гуртовенко Э. А., Костык Р. И. *Фраунгоферов спектр и система солнечных сил осцилляторов*. Киев: Наук. думка, 1989. 200 с.
3. Земанек Е. Н., Стефанов А. П. Расщепление некоторых спектральных линий Fe I в магнитном поле. *Вестник Киев. ун-та. Астрономия*. 1976. Вып. 18. С. 20—36.
4. Курочка Е. В., Курочка Л. Н., Лозицкий В. Г., Лозицкая Н. И., Остапенко В. А., Полупан П. Н., Романчук П. Р., Россада В. М. Горизонтальный солнечный телескоп Астрономической обсерватории Киевского университета. *Вестник Киев. ун-та. Астрономия*. 1980. Вып. 22. С. 48—56.
5. Лозицький В. Г., Клюєва А. І. Особливості зеєманівського розщеплення в лініях з малими факторами Ланде у спектрі сонячної плями. *Вісник Астрон. школи*. 2011. **7**. С. 63—69. DOI: 10.18372/2411-6602.07.1063
6. Северный А. Б. Калибровка сигналов магнитного поля солнечного магнитографа. 1967. *Изв. КрАО*. 36. С. 22—50.
7. Babcock H. W. The solar magnetograph. *Astrophys. J.* 1953. 118. P. 387—396. https://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/1953ApJ...118..387B
8. Durán C. J. S., Lagg A., Solanki S. K., van Noort M. Detection of the strongest magnetic field in a sunspot light bridge. *Astrophys. J.* 2020. 895. P. 129—146. DOI 10.3847/1538-4357/ab83f1
9. Frish S. E. *Optical atom spectra*. St.-Peterburg. Moscow. Krasnodar. 2010. 656 p.
10. Khomenko E., Collados M. On the Stokes V amplitude ratio as an indicator of the field strength in the solar internetwork. *Astrophys. J.* 2007. 659. P. 1726—1735. DOI: 10.1086/512098 .
11. Livingston W., Harvey J. W., Malanushenko O. V. Sunspots with the strongest magnetic fields. *Solar Phys*. 2006. 239. P. 41—68.
12. Lozitsky V. G. Indications of 8-kilogauss magnetic field existence in the sunspot umbra. *Advances in Space Res.* 2016. 57. P. 398—407. DOI: 10.1016/j.asr.2015.08.032
13. Lozitsky V. G., Osipov S. M., Stodilka M. I. Comparative study of spectral lines with different Lande factors observed in sunspots. *J. Phys. Studies*. 2022. 26, No. 4. id. 4902. https://doi.org/10.30970/jps.26.4902
14. Moore Ch. E., Minnaert M. G. J., Houtgast J. *The spectrum 2935* Å *to 8770* Å. *Second revision of Rowland's Table of solar spectrum wave lengths*, Nat. Bureau Stand., Monogr. 61. 1966. 349 p.
15. Priest E. R. *Magnetohydrodynamics of the Sun*. Cambridge University Press. 2014. https://doi.org/10.1017/CBO9781139020732 .
16. Scherrer P. H., Bogart R. S., Bush R. I., et al. The solar oscillations investigation — Michelson Doppler Imager. *Solar Phys*. 1995. 162. P. 129—188. https://doi.org/10.1007/BF00733429
17. Semel M. A precise optical polarization analyzer. *Astron. and Astrophys.* 1980. 91. P. 369—371.
18. Semel M. Magnetic fields observed in a sunspot and faculae using 12 lines simultaneously. *Astron. and Astrophys.* 1981. 97. P. 75—78.
19. Solanki S. K. Sunspots: An overview. *Astron. and Astrophys. Rev*. 2003. 11. P. 153—286.
20. Stenflo J. O. Magnetic-field structure of the photospheric network. *Solar Phys*. 1973. 32, No. 1. P. 41—63.
21. Stenflo J. O. Collapsed, uncollapsed, and hidden magnetic flux on the quiet Sun. *Astron. and Astrophys*. 2011. 529, id. A42, 20 p.
22. Unno W. Line formation of a normal Zeeman triplet. *Publ. Astron. Soc. Jap*. 1956. 8. P. 108—125. https://articles.adsabs.harvard.edu/full/1956PASJ....8..108U
23. Van Noort M., Lagg A., Tiwari S. K., Solanki S. K. Peripheral downflows in sunspot penumbrae. *Astron. and Astrophys*. 2013. 557, id. A24, 14 p.

REFERENCES

1. Venglinsky E. R., Lozitsky V. G. (2012) Direct magnetic field measurements in the sunspot umbra and penumbra using 146 spectral lines. *Bull. Kyiv Astron. Obs*., 49, 25—27.
2. Gurtovenko E. A., Kostik R. I. (1989) *Fraunhofer spectrum and the system of solar power oscillators*. Kyiv: Nauk. Dumka. 200.
3. Zemanek E. N., Stefanov A. P. (1976) Splitting of some spectral lines of Fe I in a magnetic field. *Vestnik Kiev University, Seria Astronomii,* 18,20—36.
4. 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.
5. Lozitsky V. G., Klyueva A. I. (2011) Peculiarities of the Zeeman splitting in lines with small Lande factors in a sunspot spectrum. *Astron. School's Rep*., 7, 63—69. DOI: 10.18372/2411-6602.07.1063
6. Severny A. B. (1967) Calibration of magnetic field signals of solar magnetograph. *Bull. Crimea Astrophys. Obs.,* 36, 22—50.
7. Babcock H. W. (1953). The solar magnetograph. *Astrophys. J.*, 118, 387—396. https://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/1953ApJ...118..387B
8. Durán C. J. S., Lagg A., Solanki S. K., van Noort M. (2020) Detection of the strongest magnetic field in a sunspot light bridge. *Astrophys. J.,* 895,129—146. DOI 10.3847/1538-4357/ab83f1
9. Frish S. E. *Optical atom spectra*. (2010) St.-Peterburg. Moscow. Krasnodar. 656 p.
10. Khomenko E., Collados M. (2007) On the Stokes V amplitude ratio as an indicator of the field strength in the solar internetwork. *Astrophys. J.,* 659, 1726—1735. DOI: 10.1086/512098
11. Livingston W., Harvey J. W., Malanushenko O. V. (2006) Sunspots with the strongest magnetic fields. *Solar Phys*., 239, 41—68.
12. Lozitsky V. G. (2016) Indications of 8-kilogauss magnetic field existence in the sunspot umbra. *Advances in Space Res*., 57, 398—407. DOI: 10.1016/j.asr.2015.08.032
13. Lozitsky V. G., Osipov S. M., Stodilka M. I. (2022) Comparative study of spectral lines with different Lande factors observed in sunspots. *J. Phys. Studies,* 26(4), 4902, 14 p. https://doi.org/10.30970/jps.26.4902
14. 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. 349 p.
15. Priest E. R. (2014) *Magnetohydrodynamics of the Sun*. Cambridge University Press. https://doi.org/10.1017/CBO9781139020732.
16. Scherrer P. H., Bogart R. S., Bush R. I., et al. (1995) The solar oscillations investigation — Michelson Doppler Imager. *Solar Phys*., 162, 129—188. https://doi.org/10.1007/BF00733429
17. Semel M. (1980) A precise optical polarization analyzer. *Astron. and Astrophys.,* 91, 369—371.
18. Semel M. (1981) Magnetic fields observed in a sunspot and faculae using 12 lines simultaneously. *Astron. and Astrophys.,* 97, 75—78.
19. Solanki S. K. (2003) Sunspots: An overview. *Astron. and Astrophys. Rev*., 11, 153—286.
20. Stenflo J. O. (1973) Magnetic-field structure of the photospheric network. *Solar Phys*., 32(1), 41—63.
21. Stenflo J. O. (2011) Collapsed, uncollapsed, and hidden magnetic flux on the quiet Sun. *Astron. and Astrophys.,* 529, id. A42, 20.
22. Unno W. (1956) Line formation of a normal Zeeman triplet. *Publ. Astron. Soc. Jap*., 8, 108—125. https://articles.adsabs.harvard.edu/full/1956PASJ....8..108U

23. Van Noort M., Lagg A., Tiwari S. K., Solanki S. K. (2013) Peripheral downflows in sunspot penumbrae. *Astron. and Astrophys.,* 557, id. A24, 14 p.

N. I. Lozitska[1], *I. I. Yakovkin*[1], *V. G. Lozitsky*[1], *M. A. Hromov*[2]

[1]Astronomical Observatory, Taras Shevchenko National University of Kyiv,
Kyiv, Ukraine
3 Observatorna Str., Kyiv, 04053 Ukraine
[2]Taras Shevchenko National University of Kyiv, Kyiv, Ukraine
4 Glushkova Ave., Kyiv, 03680 Ukraine
E-mails: lozitsky_v@ukr.net, vsevolod.lozitsky@knu.ua

COMPARISON OF DIRECT MAGNETIC FIELD MEASUREMENTS
IN A SUNSPOT BY TEN SPECTRAL LINES OF Fe I, Fe II, Ti I and Ti II

Direct magnetic field measurements in sunspots by many spectral lines are important for elucidating the true magnitude and structure of the magnetic field at different levels of the solar atmosphere. Currently, magnetographic measurements are the most widespread, but such measurements mainly represent the longitudinal component of the magnetic field. In the sunspot umbra, such measurements give unreliable information and do not allow determining the actual value of the module (absolute value) of the magnetic field. Such data can be obtained from spectral-polarization observations, thanks to which the magnetic field can be determined directly from Zeeman splitting, rather than as calibrated polarization in line profiles. The presented work presents the results of the study of the magnetic field in the sunspot on July 17, 2023, which was observed on the Echelle spectrograph of the horizontal solar telescope of the Astronomical Observatory of Taras Shevchenko Kyiv National University. The $I \pm V$ profiles of ten photospheric lines of Fe I, Fe II, Ti I, and Ti II were analyzed in detail. The strongest magnetic field measured by the Fe I lines reaches 2600 G, and the difference in the measured intensities by these lines is sometimes at the level of 50—80%. The umbral lines of Ti I show, in general, the same magnetic fields as Fe I lines, while the lines of Fe II and Ti II show significantly weaker fields. Although the lateral field profile in the spot by most of the Fe I lines is smooth, quasi-Gaussian, one of the lines, namely Fe I 629.10 nm, shows a «dip» at 400—600 G in the sunspot umbra, which, most likely, is real. Probably, the obtained data indicate a combination of at least two effects: the dependence of measurements on the height of line formation in the solar atmosphere and the manifestation of Zeeman “saturation” in lines with different Lande factors. It also turned out that the shadow line of Ti I 630.38 нм shows significantly stronger magnetic fields compared to non-shadow lines. The obtained data are planned to be used to clarify the general picture of the magnetic field in the spot by means of simulation.
Keywords: Sun, solar activity, sunspots, spectropolarimetry, magnetic fields.

Стаття надійшла до редакції 08.08.2024
Після доопрацювання 17.08.2024
Прийнята до друку 19.08.2024