

See discussions, stats, and author profiles for this publication at: <https://www.researchgate.net/publication/385139840>

COMPARISON OF DIRECT MAGNETIC FIELD MEASUREMENTS IN A SUNSPOT BY TEN SPECTRAL LINES OF Fe I, Fe II, Ti I and Ti II Порівняння прямих вимірювань магнітного поля у сонячній плямі по д...

Preprint · October 2024

DOI: 10.15407/kfnt2024.06.05

CITATIONS

0

READS

19

4 authors, including:



Ivan I Yakovkin

Taras Shevchenko National University of Kyiv

41 PUBLICATIONS 69 CITATIONS

SEE PROFILE



Vsevolod G. Lozitsky

Taras Shevchenko National University of Kyiv

177 PUBLICATIONS 673 CITATIONS

SEE PROFILE



Maksym Andriyovych Hromov

7 PUBLICATIONS 3 CITATIONS

SEE PROFILE

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

N. I. Lozitska¹, I. I. Yakovkin¹, V. G. Lozitsky¹, M. A. Hromov²

¹ *Astronomical Observatory, Taras Shevchenko National University of Kyiv,
Kyiv, Ukraine*

² *Taras Shevchenko National University of Kyiv, Kyiv, Ukraine*

Received August 8, 2024; revised August 17, 2024; accepted August 19, 2024

doi: <https://doi.org/10.15407/kfnt2024.06.05>

Abstract. 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. In this work we present the results of the study of the magnetic field in the sunspot on July 17, 2023, which was observed with the Echelle spectrograph of the horizontal solar telescope of the Astronomical Observatory of Taras Shevchenko National University of Kyiv. 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 6291.0, shows a "dip" at 400-600 G in the sunspot umbra, which, most likely, is real. Probably, the obtained data indicate the influence of the following three factors: dependence of measurements on the height of line formation in the solar atmosphere, manifestations of Zeeman "saturation" in lines with different Lande factors, as well as thermodynamic effects. The obtained data are planned to be used to clarify the general picture of the magnetic field in the spot by means of simulation.

Key words: Sun, solar activity, sunspots, spectro-polarimetry, magnetic fields.

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

Н.І. Лозицька¹, І.І. Яковкін¹, В.Г. Лозицький^{1*}, М.А. Громов²

¹Астрономічна обсерваторія Київського національного університету імені Тараса Шевченка
вул. Обсерваторна 3, м. Київ, Україна, 04053

²Фізичний факультет Київського національного університету імені Тараса Шевченка
просп. Академіка Глушкова 4, м. Київ, Україна, 03127

*e-mails: lozitsky_v@ukr.net, vsevolod.lozitsky@knu.ua

Резюме. 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 позовжню 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 спектрально-поляризаційних спостережень, завдяки яким магнітне поле можна визначити безпосередньо по зєсманівському розщепленню, а не як калібровану поляризацію в 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 $I \pm V$ профілі десяти фотосферних ліній Fe I, Fe II, Ti I та Ti II. Найсильніше магнітне поле, виміряне по лініях Fe I, досягає 2600 Гс, причому відмінність виміряних напруженостей по цих лініях місцями на рівні 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, гаусоподібним, одна із ліній, а саме Fe I 6291.0 показує в тині плями «провал» на 400-600 Гс, який, скоріш всього, є реальним. Ймовірно, отримані дані свідчать про вплив таких трьох факторів: залежності вимірювань від висоти формування ліній у сонячній атмосфері, проявів зєсманівського «насичення» в лініях з різними факторами Ланде а також термодинамічних ефектів. Отримані дані планується використати для уточнення загальної картини магнітного поля в 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 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). 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 [11]. Ці значення відповідають фактору заповнення f , близькому до одиниці при прямих спостереженнях, тобто $f \approx 1$. У маломасштабних ділянках сонячних плям, для яких $f \ll 1$, зафіксовані магнітні поля напруженістю 7000-8000 Гс [8, 13, 23].

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 $B \geq 2.5-3$ кГс зєсманівське розщеплення $\Delta\lambda_n$ є повним у деяких вузьких ліній нейтрального заліза Fe I, що мають півширину $\Delta\lambda_{1/2}$ близько 0.1 \AA і великі фактори Ланде ($g = 2.5-3$). Тобто це означає, що при цьому повністю спектрально розділяються зєсманівські π - і σ -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 зєсманівське розщеплення наближається по величині до мультиплетного розщеплення. У такому разі виникає ефект Пашена-Бака, коли у спектральних лініях зі складним (нетриплетним) розщепленням поступово зникає аномальна картина розщеплення (з кількома зєсманівськими підкомпонентами), і ця картина по зовнішньому вигляду наближається до

простого триплету Зеємана, що має лише три компоненти розщеплення – одну центральну π -компоненту і дві бокові σ -компоненти [9].

У переважній 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 кілогаусів спостерігається неповне зеєманівське розщеплення, по якому можна виміряти (з аналізатором циркулярної поляризації) не модуль напруженості магнітного поля B , а лише його поздовжню компоненту $B_{\parallel} = B_{\text{LOS}}$ [22]. Цей режим розщеплення у сонячній магнітометрії називається режимом слабого поля, який формально відповідає умові $\Delta\lambda_H \ll \Delta\lambda_{1/2}$, де $\Delta\lambda_{1/2}$ – спостережна півширина спектральної лінії. Точніше, ця умова відповідає дійсно слабкому полю лише тоді, коли це поле є однорідним (однокомпонентним), тобто $f \approx 1$. Якщо ж магнітне поле є неоднорідним і містить, наприклад, дві компоненти, одна з яких відповідає $f \ll 1$, то спостережений випадок $\Delta\lambda_H \ll \Delta\lambda_{1/2}$ може маскувати ситуацію, коли у компоненті з малим фактором заповнення в дійсності має місце сильне зеєманівське розщеплення, тобто там $\Delta\lambda_H \geq \Delta\lambda_{1/2}$ [20, 21].

Слід відмітити принципову різницю між поздовжньою компонентою магнітного поля $B_{\parallel} = B_{\text{LOS}}$, виміряну із спектрально-поляризаційних і магнітографічних вимірювань. У першому випадку ця компонента знаходиться безпосередньо по зміщенню спектральних ліній, без будь-якої прив'язки до моделі атмосфери або стандартного профіля лінії. У другому випадку вимірюється безпосередньо не зеєманівське розщеплення, а амплітуда циркулярної поляризації, виміряна на найбільш крутих ділянках профіля [7, 16]. Ця амплітуда порівнюється з аналогічним сигналом поляризації від «середнього» профіля, що відповідає місцям на Сонці за межами активних областей. Відношення вказаних амплітуд перемножується на деякий калібровочний множник, який дає правильну величину магнітного поля саме для «середнього» профіля лінії. Однак в активних областях, особливо у сонячних спалахах і плямах, цей «середній» профіль може суттєво відрізнятись від реального, а відповідна величина магнітного поля – від дійсної її величини. Це основна причина того, чому у свій час не вдалося здійснити задовільну емпіричну калібровку сонячного магнітографа, використовуючи для порівняння прямі вимірювання візуальним і фотографічним методом [6]. Відповідна емпірична калібровочна 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 профіля лінії, наприклад, включається у виміряну величину магнітного поля [18]. Єдиним параметром, який використовується для калібровки 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 в межах 0.93 – 3.00; відповідна розбіжність була в межах 10% [18]. Це розглядається у вказаній роботі як позитивний результат тесту на використання такої техніки вимірювань, яка дає лише поздовжню компоненту B_{\parallel} . 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 5233) показували у 3-6 разів більші напруженості, ніж більш слабкі лінії типу FeI 5250.2.

Наведені результати щодо сонячних плям дещо відрізняються від аналогічних даних, отриманих в роботі Венглінського і Лозицького [1]. Автори цієї роботи досліджували дві великі сонячні плями, які спостерігались 25.03.1991р. та 22.07.2004р. на ГСТ АО КНУ. 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 прилягаючій фотосфері виникає обернене співвідношення. Подібного результату у науковій літературі не знайдено. Він свідчить про просторову неоднорідність поля й 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 I, що мають різні фактори Ланде і температурну чутливість.

МАТЕРІАЛ СПОСТЕРЕЖЕНЬ І ВИБРАНІ СПЕКТРАЛЬНІ ЛІНІЇ

Матеріал спостережень отриманий В.Г. Лозицьким на горизонтальному сонячному телескопі Астрономічної обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка (нижче – ГСТ АО КНУ), який описаний в роботах [4, 13]. На цьому інструменті 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 входною щілиною спектрографа і призми-розщеплювача (аналога призми Волластона) – позаду входної 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, 0.4-0.8 Å/мм. Якщо ж використовувати для цього типові ПЗЗ-матриці, то можна було б одночасно зареєструвати лише невелику частину ($\approx 1-2\%$) того спектру, який фіксується на фотопластинках.

При спостереженнях був сфотографований спектр сонячної плями 17 липня 2023 р., яка знаходилась в активній області NOAA 3372 недалеко від центру диска, $\mu = 0.95$. Ця пляма була більш-менш правильної округлої форми, її діаметр близько 40 Мм. Згідно з візуальними вимірюваннями магнітного поля в лінії Fe I 5250.2, виконаними одним із авторів (В.Л.), напруженість магнітного поля у цій плямі сягала 2870 Гс, магнітна

поляриність була N . Спектр цієї плями був зафіксований на фотоемульсії ORWO WP3 з експозицією 20 сек, починаючи з 7^h28^m UT.

Для отримання кількісних характеристик інтенсивностей у спектрі, отримана на ГСТ спектрограма була просканована 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 світло в спектрографі враховувалося шляхом віднімання інтенсивностей, що відповідають проміжкам між зображеннями різних порядків спектру ешельного спектрографа.

Для оптимізації прискореної обробки даних, Іваном Яковкіним було розроблено 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 $dI/d\lambda$ і оцінювати похибки вимірювань відповідних величин.

В табл. 1 наведено перелік вибраних спектральних ліній. В основному їх дані відповідають опублікованим у монографії [14]. Фактори Ланде є емпіричними згідно [3] а також згідно Line Database VALD (<http://vald.astro.uu.se/~vald/php/vald.php>).

Таблиця 1. Вибрані спектральні лінії

№ п/п	Довжина хвилі, Å	Елемент	Номер мультиплету	Еквівалентна ширина, mÅ	Потенціал збудження, E_{low} , eV	Ефективний фактор Ланде g_{eff}
1	5414.07	Fe II	48	31	3.22	1.190
2	5418.77	Ti II	69	49	1.58	1.036
3	5425.26	Fe II	49	48	3.20	1.235
4	6290.97	Fe I	1258	66	4.73	1.481
5	6297.80	Fe I	62	65	2.22	0.993
6	6301.51	Fe I	816	127	3.65	1.669
7	6302.50	Fe I	816	83	3.69	2.487
8	6303.77	Ti I	104	5	1.44	0.915
9	6311.50	Fe I	342	23	2.83	1.325
10	6312.23	Ti I	104	5	1.46	1.155

Лінії № 8 і 10 є «тіньовими», тобто вони значно підсилюються у тінях сонячних плям, де суттєво знижена температура. Якщо у найбільш холодних місцях плями існують підсилені магнітні поля, ці лінії повинні показувати дещо більші виміряні напруженості, ніж інші «нетіньові» лінії.

РЕЗУЛЬТАТИ І ЇХ ОБГОВОРЕННЯ

Проскановані і оцифровані спектри в ортогональних циркулярних поляризаціях, які відповідають комбінаціям параметрів Стокса $I + V$ та $I - V$, взаємно «прив'язувались» по довжинах хвиль, використовуючи для цього телуричні лінії O_2 (для ліній №№ 4-10), а також «немагніточутливу» лінію FeI 5434.5 (для ліній №№ 1-3). Точність такої «прив'язки» 1-2 мÅ, і саме вона, в основному, визначає точність вимірювань магнітного поля. В цілому, «прив'язка» по телуричних лініях була точнішою, оскільки ці лінії є спектрально вузькими. Щодо лінії FeI 5434.5, 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 2-3 мÅ, якщо порівнювати ядро лінії і її середні крила, які відповідають половинній глибині профіля лінії. Подібний ефект був помічений раніше Лозицьким і Ключовою [5] у іншій плямі, де він досягав величини 3-5 мÅ. Враховуючи, що лінія 5434.5 згідно з лабораторними вимірюваннями має в дійсності ненульовий фактор Ланде (а саме, -0.014), було висловлено припущення, що цей ефект може відображати присутність у сонячній плямі просторово нероздільних (субтелескопічних) магнітних полів з напруженістю 10 – 13 кГс. Були виявлені також інші спектральні ефекти у цій лінії, які можуть вказувати на такі і навіть сильніші магнітні поля у сонячних плямах [12].

Для всіх магніточутливих ліній вимірювання зеєманівських розщеплень виконувалось двояко: в середніх крилах ліній, тобто в місцях найбільшої крутизни профілів, а також в ядрах ліній. Дані першого типу в методологічному відношенні співставимі з магнітографічними вимірюваннями, в яких амплітуда поляризації фіксується також в місцях найбільш крутих ділянок профілів, що підвищує точність вимірювань. Для калібровки зеєманівських розщеплень $\Delta\lambda_H$ у величинах напруженостей магнітного поля B використовувалась відома формула

$$\Delta\lambda_H = 4.67 \times 10^{-13} g \lambda^2 B, \quad (1)$$

де $\Delta\lambda_H$ і λ – в Å, B – у Гс; g – фактор Ланде. Підставляючи у цю формулу числові значення для зазначених в табл.1 спектральних ліній, отримуємо таку більш просту формулу:

$$\Delta\lambda_H = C \times 10^{-5} B, \quad (2)$$

де $C = 1.72, 3.10, 4.65$ і 1.71 для ліній Fe II 5425.27, Fe I 6301.5, Fe I 6302.5 і Ti I 6303.8, відповідно. Аналогічно розраховувались параметри C і для інших спектральних ліній.

Виявилось, що вимірювання в крилах ліній і їх 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 [13]. Якщо ж цей нахил рівний нулю, у спектрі відсутня центральна π -компонента в ефекті Зеємана, і тоді зеєманівське розщеплення, виміряне з аналізатором циркулярної поляризації, є однаковим у різних частинах профіля магніточутливої лінії.

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 щільною 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.

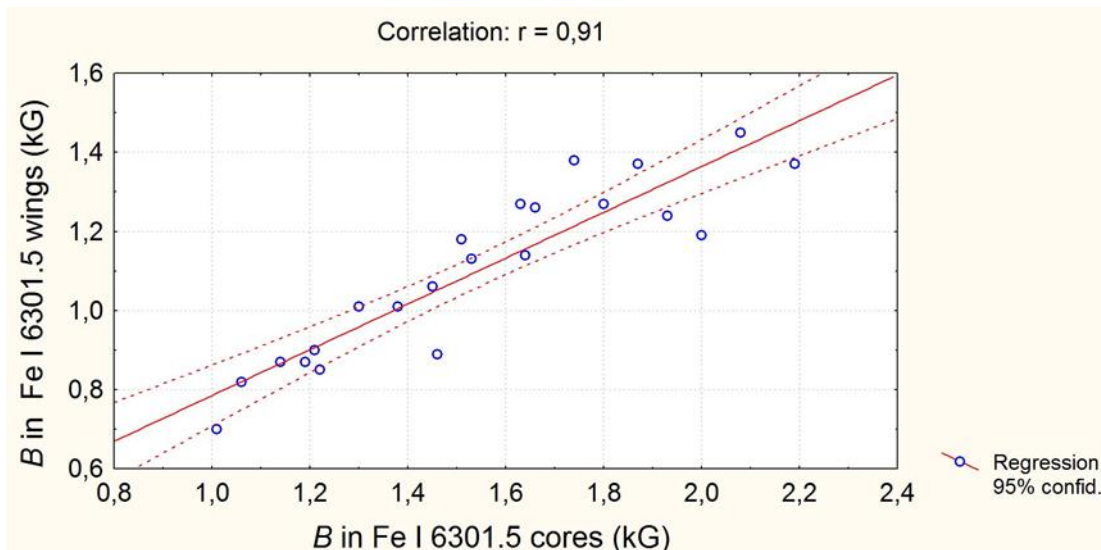


Рис. 1. Залежність між напруженостями магнітного поля у плямі, виміряними у крилах і ядрі лінії Fe I 6301.5.

З рисунка 2 видно, що в тіні сонячної плями ($L \approx 10 - 22$ Мм) результати вимірювань по різних лініях в цілому суттєво відрізняються і значно переважають рівень розбіжностей у 10%, знайдений Semel [18] у іншій сонячній плямі з допомогою лямбда-метра. По більшості ліній магнітне поле поступово зростає при переході від півтіні плями у її тінь, однак є цікавий виняток, отриманий по лінії FeI 6291.0: ця лінія в 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: у той час як по лініях FeI там спостерігався плавний гаусоподібний розподіл, по лініях FeII відмічався достовірний «провал» напруженостей в середині цих плям (рис. 3). Візуальне вивчення зображення лінії FeI 6291.0 на зєсман-спектрограмі плями 17 липня 2023 року показало, що цей ефект не пов'язаний з яким-небудь дефектом на спектрограмі, і тому він, скоріш за все, 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 були поза увагою інших дослідників. Адже загальновідомо, що магнітне поле у плямах плавно підсилюється при переході від півтіні до її тіні, і відповідний розподіл є близьким до гаусового [19]. Цей результат отриманий по лініях нейтральних атомів (Fe I) і є цілком очікуваним теоретично [15].

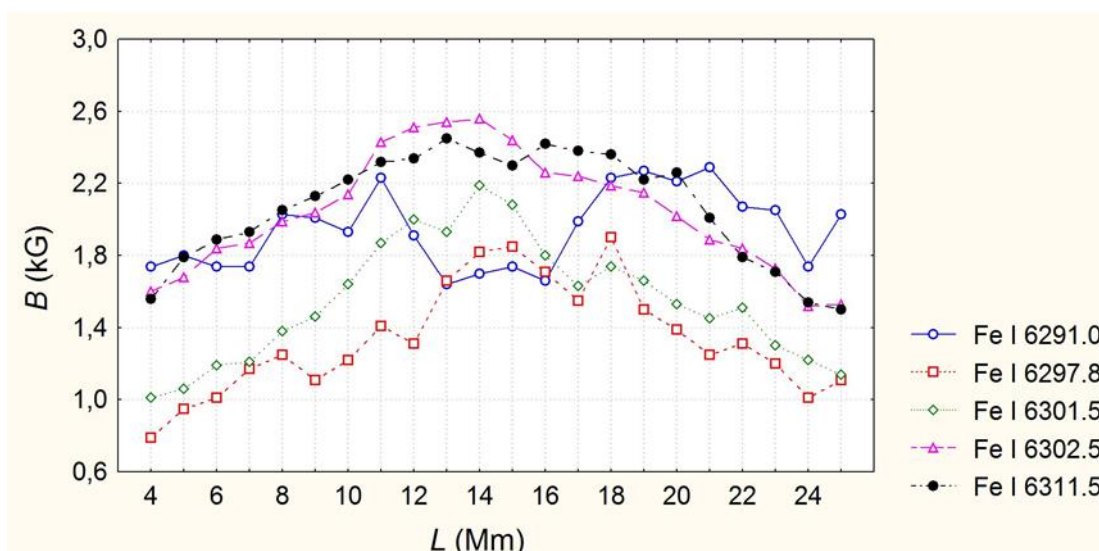


Рисунок 2. Порівняння вимірювань магнітного поля у дослідженій плямі по лініях нейтрального заліза.

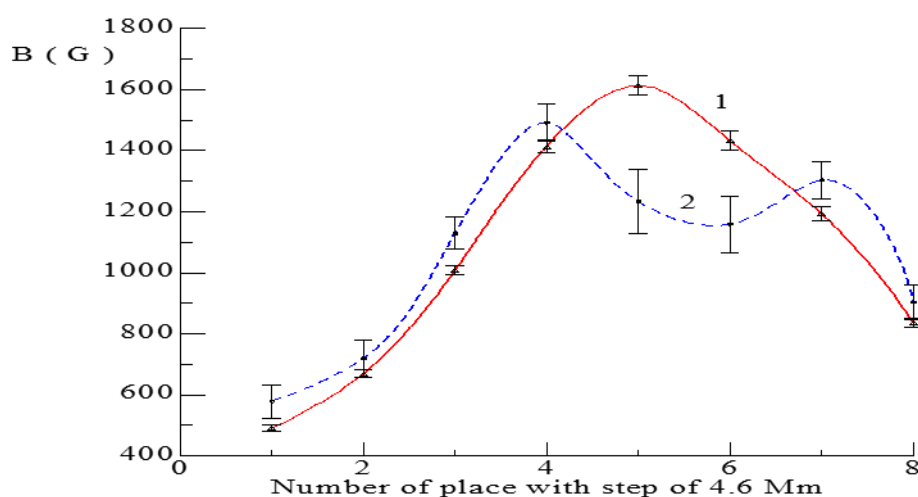


Рисунок 3. Співставлення виміряних магнітних полів по лініях FeI (1) та FeII (2) для кількох ділянок великих сонячних плям, отримане в роботі Венглінського і Лозицького [1]. Ці дані представляють результати прямих вимірювань по 146 спектральних лініях.

Щоб зрозуміти, чому магнітне поле по лініях Fe II стає слабшим по центру плями, слід врахувати те, що лінії Fe II формуються в атмосфері в цілому глибше, ніж лінії Fe I [2]. Якщо виміряне магнітне поле 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 зростанням глибини у плямі. Тобто це підтверджує модель плоскої, неглибокої плями – типу тонкого «млинця».

Однак подібний ефект можливий і при такій субтелескопічній структурі магнітного поля, коли в плямі існують 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 Зеемана. У спостереженому сумарному профілі це дасть зменшену величину зееманівського 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 FeI 6291.0 найбільше подібна до

ліній Fe II (серед інших ліній Fe I) у тому відношенні, що у неї найвищий потенціал збудження нижнього терма (4.73 eV). 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 напрямі, 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 розсосереджені ($f \ll 1$) силові трубки з високими напруженостями кілогаусового діапазону, у цих місцях мало б бути обернене співвідношення напруженостей з позицій ідеології методу «відношення ліній» [21]. Однак можливо, у даному випадку також грає певну роль відмінність висот формування вказаних ліній. Хоча згідно роботи [2] лінії 6301.5 і 6302.5 мають близькі висоти формування (вони для спокійної атмосфери відрізняються лише на 22 км), нові розрахунки показали, що їх функції вкладу дуже сильно відрізняються по глибині в атмосфері і тому ефективні висоти формування відрізняються значно більше – на 157 км [10], причому лінія 6302.5 формується на вказану величину глибше, ніж лінія 6301.5. У цьому відношенні, пара ліній 5247.1-5250.2, запропонована Stenflo [21] для методу «відношення ліній», є значно кращою – у неї відмінність висот формування ліній складає 41 км. Ці обставини мають враховуватись при інтерпретації спостережень.

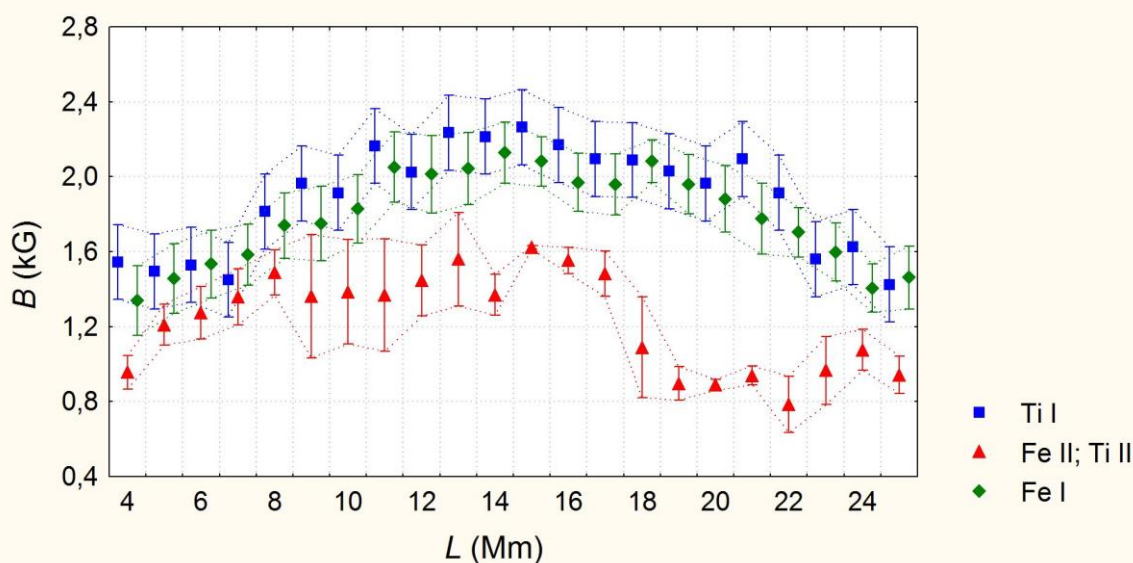


Рис. 4. Розподіл вимірених напруженостей у сонячній плямі для таких груп ліній: лінії Fe I (ромби), лінії іонів Ti II і Fe II (трикутники) і тіньові лінії Ti I (квадратики).

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 6302.5) може суттєво відрізнятись від загальновідомого, гаусоподібного, якщо перейти до інших ліній з меншими факторами Ланде.

В цілому, можна констатувати, що у сонячних плямах відмінність магнітних полів по різних спектральних лініях може набагато перевищувати 10%, як це знайдено Семелем [18]. Також не підтверджується припущення (принаймні на прикладі дослідженої плями 17.07.2023 р.), що у сонячній плямі тіньові лінії показують більш сильні 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 ешелюму спектрографі горизонтального сонячного телескопа Астрономічної обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка. Детально проаналізовано $I \pm V$ профілі 10 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 10%, знайдені Семелем [18]. 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, гаусоподібним, одна із ліній, а саме Fe I 6291.0 показує в тині плями «провал» на 400-600 Гс, який, скоріш всього, 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 за слушні зауваження. Сердечна вдячність також працівникам редакції Володимиру Мусійовичу Клименко і Ользі Василівні Клименко за винятково швидке й доброзичливе опрацювання матеріалів статті, з бездоганною редакцією тексту і виконанням значної частини роботи по форматуванню тексту і рисунків, яку, по суті, мали б робити автори відповідно до вимог журналу, а не працівники редакції. Представлене дослідження виконане при фінансовій підтримці Міністерства Освіти і Науки України, тема № 22 БФ023-03.

ЛІТЕРАТУРА

1. Венглінський Є., Лозицький В.Г. Прямі вимірювання магнітного поля в тині й півтині 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. 200с.
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. Лозицкий В.Г., Ключева А.І. Особливості зєсманівського розщеплення в лініях з малими факторами Ланде у спектрі сонячної плями. *Вісник Астрономічної Школи*. 2011. Т.7. С. 63 – 69. DOI: 10.18372/2411-6602.07.1063 .
6. Северный А.Б. Калибровка сигналов магнитного поля солнечного магнитографа. 1967. *Известия КРАО*. Т. 36. С. 22–50.
7. Babcock H. W. The solar magnetograph. *Astrophysical Journal*. 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. *The Astrophysical Journal*. 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 // *The Astrophysical Journal*. – 2007. – Vol. 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., Osipov S.M., Stodilka M.I. Comparative study of spectral lines with different Lande factors observed in sunspots. *Journal of Physical Studies*. 2022. 26. id. 4902, 14 pp. <https://doi.org/10.30970/jps.26.4902>
13. Lozitsky, V.G. Indications of 8-kilogauss magnetic field existence in the sunspot umbra // *Advances in Space Research*. 2016. 57. P. 398–407. DOI: [10.1016/j.asr.2015.08.032](https://doi.org/10.1016/j.asr.2015.08.032)
14. Moore Ch.E., M.G.J. 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 Physics*. 1995. 162. P. 129–188. <https://doi.org/10.1007/BF00733429>
17. Semel M. A precise optical polarization analyzer. *Astronomy and Astrophysics*. 1980. 91. P. 369 – 371.
18. Semel M. Magnetic fields observed in a sunspot and faculae using 12 lines simultaneously. *Astronomy and Astrophysics*. 1981. 97. P. 75–78.
19. Solanki S.K. Sunspots: An overview. *Astronomy and Astrophysics Review*. 2003. 11. P. 153–286.
20. Stenflo J.O. Collapsed, uncollapsed, and hidden magnetic flux on the quiet Sun. *Astronomy and Astrophysics*. 2011. 529, id.A42, 20 pp.
21. Stenflo J.O. Magnetic-field structure of the photospheric network. *Solar Physics*. 1973. 32. P. 41 – 63.
22. Unno W. Line formation of a normal Zeeman triplet. *Publs. of Astron. Society of Japan*. 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 // *Astronomy and Astrophysics*. 2013. 557. id.A24, 14 pp.

REFERENCES

1. Venglinsky E.R., Lozitsky V.G. Direct magnetic field measurements in the sunspot umbra and penumbra using 146 spectral lines. *Bull. Kyiv Astron. Obs.* 2012. 49. 25 – 27.
2. Gurtovenko E. A., Kostik R. I. *Fraunhofer spectrum and the system of solar power oscillators*. Kyiv: Nauk. Dumka. 1989. 200 p.
3. Zemanek, E.N., Stefanov, A.P. Splitting of some spectral lines of FeI in a magnetic field. *Vestnik Kiev University, Seriya Astronomii* . 1976. 18. 20 – 36.
4. Kurochka E.V., Kurochka L.N., Lozitsky V.G., Lozitska N.I. et al. Horizontal solar telescope of Astronomical Observatory of Kyiv University. *Vestnik Kiev. Univ. Astronomija*. 1980. 22. 48 – 56.
5. Lozitsky V. G., Klyueva, A. I. Peculiarities of the Zeeman splitting in lines with small Lande factors in a sunspot spectrum. *Astronomical School's Report*. 2011. 7. 63-69. DOI: 10.18372/2411-6602.07.1063
6. Severny A.B. Calibration of magnetic field signals of solar magnetograph. *Bull. Crimea Astrophys. Obs.* 1967. 36. 22 – 50.
7. Babcock H. W. The solar magnetograph. *Astrophysical Journal*. 1953. 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. Detection of the strongest magnetic field in a sunspot light bridge. *The Astrophysical Journal*. 2020. 895. 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 // *The Astrophysical Journal*. – 2007. – Vol. 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. 41– 68.
12. Lozitsky V.G., Osipov S.M., Stodilka M.I. Comparative study of spectral lines with different Lande factors observed in sunspots. *Journal of Physical Studies*. 2022. 26. id. 4902, 14 pp. <https://doi.org/10.30970/jps.26.4902>
13. Lozitsky, V.G. Indications of 8-kilogauss magnetic field existence in the sunspot umbra // *Advances in Space Research*. 2016. 57. 398-407. DOI: [10.1016/j.asr.2015.08.032](https://doi.org/10.1016/j.asr.2015.08.032)
14. Moore Ch.E., M.G.J. 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 Physics*. 1995. 162. 129–188. <https://doi.org/10.1007/BF00733429>
17. Semel M. A precise optical polarization analyzer. *Astronomy and Astrophysics*. 1980. 91. 369 – 371.
18. Semel M. Magnetic fields observed in a sunspot and faculae using 12 lines simultaneously. *Astronomy and Astrophysics*. 1981. 97. 75–78.
19. Solanki S.K. Sunspots: An overview. *Astronomy and Astrophysics Review*. 2003. 11. 153–286.
20. Stenflo J.O. Collapsed, uncollapsed, and hidden magnetic flux on the quiet Sun. *Astronomy and Astrophysics*. 2011. 529. id.A42, 20 pp.
21. Stenflo J.O. Magnetic-field structure of the photospheric network. *Solar Physics*. 1973. 32. 41–63.
22. Unno W. Line formation of a normal Zeeman triplet. *Publs. of Astron. Society of Japan*. 1956. 8. 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 // *Astronomy and Astrophysics*. 2013. 557, id.A24, 14 pp.

Стаття надійшла до редакції 08.08.2024

Прийнята до друку 15.08.2024