

УДК 523.982 + 52-337

DOI: <https://doi.org/10.17721/BTSNUA.2025.71.21-28>

Всеволод ЛОЗИЦЬКИЙ¹, д-р фіз.-мат. наук
 ORCID ID: 0000-0002-6895-5271
 e-mail: vsevolod.lozitsky@knu.ua

Валентина ШЕМІНОВА², д-р фіз.-мат. наук
 ORCID ID: 0009-0004-0624-2032
 e-mail: shem@mao.kiev.ua

Іван ЯКОВКІН^{1,3}, д-р філософії
 ORCID ID: 0000-0003-1563-8528
 e-mail: yakovkinii@knu.ua

Максим ГРОМОВ¹, студ.

¹Київський національний університет імені Тараса Шевченка, Київ, Україна

²Головна астрономічна обсерваторія НАН України, Київ, Україна

³Інститут фізики НАН України, Київ, Україна

ОСОБЛИВОСТІ ДРІБНОМАСШТАБНОЇ СТРУКТУРИ МАГНІТНОГО ПОЛЯ У СОНЯЧНІЙ ПЛЯМІ ЗА ДАНИМИ У СПЕКТРАЛЬНИХ ЛІНІЯХ ТИТАНУ, ЗАЛІЗА І КАЛЬЦІЮ

Вступ. Найнадійніші дані про магнітні поля у сонячних плямах отримано на основі вивчення ефекту Зеємана в лініях нейтрального заліза Fe I з великими факторами Ланде, в межах 2.5–3.0. Оскільки сонячні плями є дуже неоднорідними утвореннями, з надзвичайно тонкою (просторово нероздільною) структурою магнітного поля і розподілу термодинамічних параметрів, то представляє значний інтерес порівняння вимірюваних магнітних полів у лініях інших хімічних елементів, зокрема лінії титану і кальцію. Ці лінії значно підсилюються у сонячних плямах і більше відображають фізичні умови у найхолодніших ділянках сонячних плям, де можуть існувати особливо сильні магнітні поля. Саме тому метою цієї роботи є вивчення магнітних полів у сонячній плямі по спектральних лініях титану, кальцію, а також заліза.

Методи. Використано спектрально-поляризаційний метод вимірювання магнітних полів для опрацювання спостережень, проведених на ешелльному спектрографі горизонтального сонячного телескопа Астрономічної обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка. Зеєман-спектрограму сонячної плями 17 липня 2023 р. проскановано за допомогою сканера Epson Perfection V 550 ї оцифровано з урахуванням непінійності характеристичних кривих як фотоматеріалу, так і самого сканера. Оцінки поздовжніх і локальних магнітних полів у дослідженні плямі отримано на основі вивчення розщеплення бісекторів профілів $I \pm V$ ліній Ti I 6554.238 Å, Fe I 6569.224 Å і Ca I 6572.795 Å.

Результати. Оскільки обрані спектральні лінії мають неповне спектральне розщеплення внаслідок невеликих факторів Ланде (від 1.08 до 1.5), з прямих вимірювань отримано оцінки лише поздовжньої компоненти магнітного поля B_{los} , а не модуля напруженості. Цей параметр у деяких місцях плями достовірно відрізняється по лініях різних елементів і має найвищі значення (до 2400 Гс) по лінії Ti I 6556.066 Å. Дані по обох "тіньових" лініях титану (які сумтєво підсилюються в тіні плями) добре кореляють між собою, однак лінія Ti I 6556.066 Å показує скрізь достовірно вищий полі, ніж інша лінія титану. Цікаво відмітити, що інша "тіньова" лінія, а саме Ca I 6572.795 Å, показує найнижчі вимірювані поля, до 1700 Гс. В останній лінії бісектори профілів $I \pm V$ мають максимум розщеплення на віддалі близько 0.32 Å від її центра, що може вказувати на особливо сильні локальні поля напруженістю близько 10.5 кГс.

Висновки. У дослідженні сонячній плямі спостерігалася сумтєва неоднорідність магнітного поля як по поверхні Сонця, так і по висоті в його атмосфері. Порівняння вимірюваних напруженостей магнітного поля з висотами формувань ліній показує, що у плямі існує значний висотний градієнт магнітного поля, на рівні ≈ 10 Гс / км за абсолютною величиною. Важливо відмітити, що знак цього градієнта був різний на різних висотах у плямі: вище рівня 305 км він був негативний, а на менших висотах – позитивний. Це може вказувати на те, що сонячна пляма є відносно неглибоким утворенням, яке нагадує тонкий млинець, а не глибоку силову трубку. З отриманих даних також випливає, що магнітне поле у цій плямі мало просторово нероздільну структуру по поверхні Сонця, локальні напруженості в якій були сумтєво вищими, ніж отримані з прямих спостережень, і ймовірно досягали 10.5 кГс. Найпереконливіше це випливає з даних по лінії кальцію. Саме ця лінія має помітний нахил бісекторів у профілях $I \pm V$, який вказує на значний висотний градієнт швидкостей у фотосферних шарах плями.

Ключові слова: Сонце, сонячна активність, сонячні плями, магнітні поля, бісектори профілів ліній Ti I, Fe I і Ca I, 10-кілогаусові магнітні поля.

Вступ

Найнадійніші дані про магнітні поля у сонячних плямах отримано на основі вивчення ефекту Зеємана в лініях нейтрального заліза Fe I з великими факторами Ланде, в межах 2.5–3.0. В основному це лінії Fe I 5250.2, 6173.3, 6302.5 і 15648.5 Å, які мають фактори Ланде 3.0, 2.5, 2.5 і 3.0, відповідно (див. напр., Livingston et al., 2006; Lozitsky et al., 2022). Деякі автори вивчали магнітні поля у плямах також по лінії Fe I 6301.5 Å, яка має фактор Ланде 1.67 (Van Noort et al., 2013; Lozitsky, 2016; Durán et al., 2020).

Суттєвою перевагою спектральних ліній із великими факторами Ланде є те, що по них можна прямим методом виміряти важливу характеристику магнітного поля – модуль (абсолютну величину) вектора напруженості. Така можливість може бути реалізована завдяки тому, що при сильних магнітних полях з напруженістю $B \geq 2.5\text{--}3$ кГс спостерігається повне зеєманівське розщеплення $\Delta\lambda$ у деяких вузьких ліній нейтрального заліза Fe I, що мають півширину $\Delta\lambda_{1/2}$ близько 0.1 Å і великі фактори Ланде ($g_{eff} = 2.5\text{--}3$). Тобто це означає, що у цьому разі повністю спектрально розділяються зеєманівські т- і σ-компоненти. В сонячній магнітометрії цей режим розщеплення називають

© Лозицький Всеволод, Шемінова Валентина, Яковкін Іван, 2025

режимом сильного поля. За фізичним змістом зазначений режим сильного поля відрізняється від однотипного режиму в атомній фізиці, де останній реалізується, коли зееманівське розщеплення за величиною значно перевищує мультиплетне розщеплення тонкої структури. В такому разі виникає ефект Пащеня – Бака, коли у спектральних лініях зі складним (нетріплетним) розщепленням поступово зникає аномальна картина розщеплення (з кількома зееманівськими підкомпонентами), і ця картина за зовнішнім виглядом наближається до простого триплету Зеемана, що має лише три компоненти розщеплення – одну центральну π-компоненту і дві бокові σ-компоненти (Фріш, 2010).

У переважній більшості спектральних ліній фактор Ланде близький до одиниці, тобто близький до того значення, яке має бути теоретично для класичного лоренцового триплету. В такому випадку, в магнітних полях у кілька кілогаусів спостерігається неповне зееманівське розщеплення, за яким можна виміряти (з аналізатором циркулярної поляризації) не модуль напруженості магнітного поля B , а лише його поздовжню компоненту $B_{\parallel} \equiv B_{\text{los}}$ (Унно, 1956). Цей режим розщеплення у сонячній магнітометрії називають режимом слабкого поля, який формально відповідає умові $\Delta_{\text{H}} \ll \Delta_{1/2}$, де $\Delta_{1/2}$ – спостережна півширина спектральної лінії. Точніше, ця умова відповідає дійсно слабкому полю лише тоді, коли це поле є однорідним (однокомпонентним) і містить, наприклад, дві компоненти, одна з яких відповідає $f \ll 1$, то спостережений випадок $\Delta_{\text{H}} \ll \Delta_{1/2}$ може маскувати ситуацію, коли у компоненті з малим фактором заповнення в дійсності виконується сильне зееманівське розщеплення, тобто, коли там $\Delta_{\text{H}} \approx \Delta_{1/2}$ (Stenflo, 1973; 2011).

Варто відмітити принципову різницю між величинами поздовжньої компоненти магнітного поля B_{LOS} , які знайдено зі спектрально-поляризаційних і магнітографічних вимірювань. У першому випадку ця компонента знаходитьться безпосередньо по зміщенню спектральних ліній, без будь-якої прив'язки до моделі атмосфери або стандартного профілю лінії. У другому випадку вимірюється безпосередньо не зееманівське розщеплення, а амплітуда циркулярної поляризації, вимірюна на найкрутіших ділянках профілю (Babcock, 1953; Scherrer et al., 1995). 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 величина магнітного поля – від дійсної її величини. Це основна причина того, чому свого часу не вдалося здійснити задовільне емпіричне калібрування сонячного магнітографа, використовуючи для порівняння прямі вимірювання візуальним і фотографічним методом (Северний, 1967). Відповідна емпірична калібрувальна крива виявилась дуже розсіяною і вказувала на можливість досить великих похибок вимірювань, до 200–300 %.

Реалістичніше вимірює сонячні магнітні поля інструмент лямбда-метр (Semel, 1980; 1981). В ньому не використовують жодних припущень про стандартний профіль лінії. В результаті, ослаблення профілю лінії, наприклад, не впливає на вимірюну величину магнітного поля. Единим параметром, який застосовують для калібрування вимірювань, є фактор Ланде лінії – як і в спектрально-поляризаційних вимірюваннях, які аналізуються нижче.

Згідно з даними вимірювань із лямбда-метром, магнітне поле у сонячній плямі знайдено майже однаковим по 12 спектральних лініях, що мають фактори Ланде в межах 0.93–3.00; відповідна розбіжність була в межах 10 % (Semel, 1981). Це розглядається у вказаній роботі як позитивний результат тестування на використання такої техніки вимірювань, яка дає лише поздовжню компоненту B_{\parallel} . Крім того, цей результат, на думку автора, 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 типу Fe I 5233 показували у 3–6 разів більші напруженості, ніж слабші лінії типу Fe I 5250.2.

Наведені результати щодо сонячних плям дещо відрізняються від аналогічних даних, отриманих в роботі Венглінського і Лозицького (2012). Автори цієї роботи досліджували дві великі сонячні плями, які спостерігались 25.03.1991 р. та 22.07.2004 р. на ГСТ АО КНУ. Магнітне поле вимірювалось по зееманівському 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, в півтіні плями й навколоїншій фотосфері виникає обернене співвідношення. Також посередині досліджених плям було зафіксовано достовірний "провал" у величині магнітного поля по лініях Fe II; подібного результату у науковій літературі не знайдено. Він свідчить про просторову неоднорідність поля і 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.

Оскільки сонячні плями є дуже неоднорідними утвореннями, з надзвичайно тонкою (просторово нероздільною) структурою магнітного поля і розподілу термодинамічних параметрів, представляє значний інтерес порівняння вимірюваних магнітних полів по лініях інших хімічних елементів, зокрема ліній титану і кальцію. Ці лінії значно підсилюються у сонячних плямах і більше відображають фізичні умови у найхолодніших ділянках сонячних плям, де можуть існувати особливо сильні магнітні поля. Саме тому метою цієї роботи є вивчення магнітних полів у сонячній плямі по спектральних лініях титану і кальцію, а також запіза.

Методи

Використано спектрально-поляризаційний метод вимірювання магнітних полів для опрацювання спостережень, проведених на ешелльному спектрографі горизонтального сонячного телескопа Астрономічної обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка. Цей інструмент описано в роботах: Курочкин и др. (1980) та Lozitsky (2016), а метод опрацювання спостережного матеріалу (ешельних зееман-спектрограм) – у роботі Yakovkin, & Lozitsky (2022).

Матеріал спостережень, що отриманий В. Лозицьким, стосується сонячної плями 17 липня 2023 р., яка містилась в активній області NOAA 3372 недалеко від центра диска, $\mu = 0.95$. Ця пляма була більш-менш правильної округлої форми, її діаметр становив близько 40 Мм (рис. 1). Згідно з візуальними вимірюваннями магнітного поля в лінії

Fe I 5250.2, напруженість магнітного поля у цій плямі сягала 2870 Гс, магнітна полярність була N. Спектр цієї плями зафіковано на фотоемульсії ORWO WP3 з експозицією 20 с, починаючи із 7^h28^m UT; у процесі фотографування спектрів використано аналізатор циркулярної поляризації.

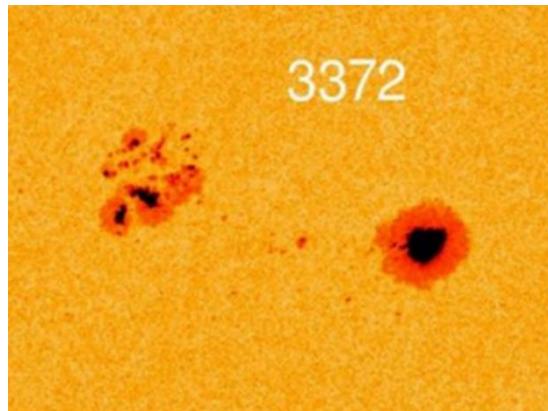


Рис. 1. Геліограма активної області NOAA 3372 з досліденою сонячною плямою (вона найбільша на цій геліограмі) у спектральному континуумі згідно з даними орбітальної обсерваторії SDO/HMI (<https://spaceweather.com/>)

Для отримання кількісних характеристик інтенсивностей у спектрі, одержану на ГСТ спектрограму проскановано за допомогою сканера Epson Perfection V 550, який дозволяє отримати двовимірні скани зображень, записані на прозорі плівки або фотопластинки. Щоб перевести почорніння на інтенсивності, необхідно враховувати як характеристичну криву фотоматеріалу, так і криву самого сканера. Обидві криві нелінійні й потребують попереднього визначення спеціальними методами. Для цього використовувався ступінчастий послаблювач (атеноютор), для якого точно відомі коефіцієнти пропускання. Для перерахунку фотометричних почорнінь в інтенсивності розсіяні світло в спектрографі враховувалося відніманням інтенсивностей, що відповідають проміжкам між зображеннями різних порядків спектра ешельного спектрографа.

Для оцифрування й оптимізації прискореного оброблення великих масивів даних спостережень використано спеціально розроблені програми Virtual Photometer (yakovkinii.com/virtual_photometer/) та Profile Manipulator (yakovkinii.com/profile_manipulator/). Зокрема, програма Virtual Photometer дозволяє згладжувати дані спостережень із довільною шириною інтервалу згладжування, виправляти інструментальний нахил записів неперервного спектра, усереднювати дані по багатьох фотометричних ділянках, знаходити не тільки параметри I і V , але й $dI/d\lambda$, бісектори профілів і оцінювати похибки вимірювань відповідних величин.

В табл. 1 наведено перелік вибраних спектральних ліній. В основному їхні дані відповідають опублікованим у Moore, Minnaert, Houtgast (1966), а фактори Ланде – згідно з Line Database VALD (<http://vald.astro.uu.se/~vald/php/vald.php>).

Таблиця 1
Вибрані спектральні лінії

№ з/п	Довжина хвилі, Å	Елемент	Номер мультиплету	Еквівалентна ширина, мÅ	Потенціал збудження, E_{low} , еВ	Ефективний фактор Ланде, g_{eff}
1	6554.238	Ti I	102	14	1.44	1.083
2	6556.077	Ti I	102	14	1.46	1.250
3	6569.224	Fe I	1253	71	4.73	1.375
4	6572.795	Ca I	1	26	0.00	1.500

Ці лінії є привабливими для вимірювань тому, що три з них, а саме лінії титану і кальцію, суттєво підсилюються у тінях (ядрах) сонячних плям внаслідок їхньої температурної чутливості. Причому еквівалентні ширини, які подані в табл. 1 для випадку незбуреної фотосфери, можуть зрости до 10 раз. Таке підсилення означає, що ці лінії відображають фізичні умови переважно у найхолодніших ділянках тіней сонячних плям, де можуть бути особливо сильні магнітні поля. Зовсім інакше веде себе у плямах лінія зализа. Вона має високий потенціал збудження нижнього терма (4.73 еВ), потребує більш високої температури для "заселення" її термів і тому у тінях плям вона, навпаки, послаблюється (це показують наші спостереження). У випадку багатокомпонентної структури магнітного поля у плямі, з більш холодними і більш гарячими областями, вказані лінії мають відображати магнітні поля саме в тих областях, де є сприятливіші умови для їхнього формування. Із цього погляду можна очікувати, що обидві лінії титану повинні показувати практично однакове вимірюване магнітне поле, оскільки вони відносяться до одного мультиплету (№ 102) і мають майже однакові потенціали збудження (1.44 і 1.46 еВ). У них помітніше відрізняються лише фактори Ланде (на 15 %), і це може мати певне значення у разі використання методу "відношення ліній" (Stenflo, 1973).

В процесі опрацювання спостережень оцифровані профілі ліній, що відповідають параметрам Стокса $I + V$ та $I - V$, були взаємно "прив'язані" по довжинах хвиль за допомогою вузьких телурічних ліній молекулярної води H_2O . Точність такої "прив'язки" переважно становила 2 міліангстреми (мÅ), і саме вона, в основному, визначає точність прямих вимірювань магнітного поля.

Результати

Магнітні поля у плямі вимірювались по розщепленню бісекторів профілів $I \pm V$ (рис. 2). Причому вважалось, що це розщеплення відповідає подвоєному зееманівському розщепленню, тобто $2\Delta h$. З рисунка видно, що бісектори профілів $I + V$ та $I - V$ майже паралельні між собою, тобто їхнє розщеплення майже не змінюється з рівнем інтенсивності в лінії. Саме такий випадок є очікуванням теоретично в однорідному слабкому полі, коли $\Delta h \ll \Delta_{1/2}$. Однак у спостереженій картині бісекторів є цікавий тонкий ефект, а саме: зростання розщеплення бісекторів у крилах лінії, і цей ефект буде обговорено нижче.

Варто врахувати, що теоретично у перехідному випадку від режиму слабкого поля до режиму сильного поля розщеплення бісекторів є максимальним в ядрі лінії і саме воно відображає напруженість магнітного поля, найближчу до модуля вектора поля (Unno, 1956; Лозицька та ін. 2015). Саме тому у представлена досліджені величина зееманівського розщеплення оцінювалась по розщепленню бісекторів в ядрі всіх ліній, тобто на мінімальному рівні інтенсивності.

Для калібрування зееманівських розщеплень Δh у напруженостях магнітного поля B використовувалась промежука формула: $\Delta h = C \times 10^{-5} B$, де $C = 2.17, 2.51, 2.77$ і 3.03 для ліній № 1–4 (табл. 1), відповідно; у цій формулі зееманівське розщеплення Δh виражено в ангстремах (\AA), а магнітне поле B – у гаусах (Гс). Ця формула випливає з відомої формули $\Delta h = 4.67 \times 10^{-13} g_{\text{eff}} \lambda^2 B$, у яку підставлено відповідні значення g_{eff} і λ .

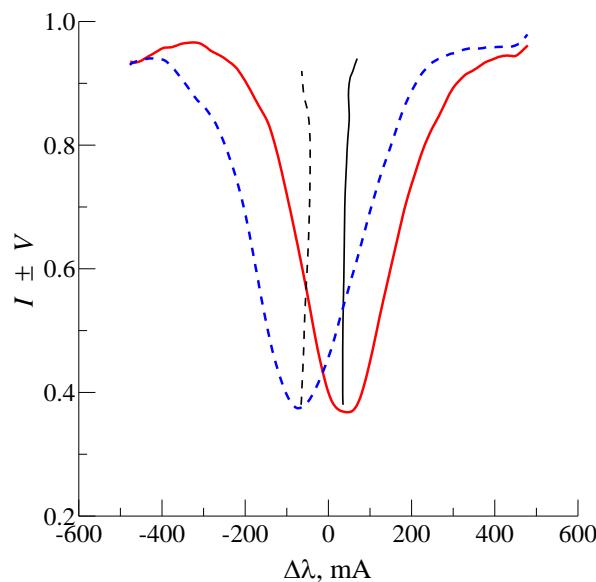


Рис. 2. Порівняння профілів $I \pm V$ лінії Ca I 6572.795 у фотометричному розрізі № 16 (тобто $L = 16$ Мм).
Майже вертикальними лініями, проведеними посередині профілів, показано відповідні бісектори у цій лінії

Оскільки вхідна щілина ешелльного спектрографа перетинала зображення досліджені плями у напрямі "схід – захід" на ділянці протяжністю 27 Мм, була можливість порівнювати профілі ліній і відповідні магнітні поля для різних місць на Сонці з дискретністю 1 Мм, що приблизно відповідає просторовій роздільній здатності інструменту. Щоб конкретизувати положення відповідних місць на Сонці, до яких стосуються дані вимірювань, була введена горизонтальна координата L , яка вимірювалась вздовж напрямку вхідної щілини спектрографа, починаючи з її західної межі.

Отримані результати представлено на рис. 3. Видно, що максимальна напруженість магнітного поля в тіні плями досягає 2400 Гс, що значно менше, ніж ті 2870 Гс, які були виміряні візуальним методом по лінії Fe I 5250.2. Ця відмінність цілком зрозуміла, враховуючи, що по лінії Fe I 5250.2 вимірювався модуль напруженості магнітного поля, тоді як по лінії Ti I 6556.077 – його поздовжня компонента B_{los} . Не зовсім зрозумілим є інший ефект – достовірна відмінність вимірюваних полів по обох лініях титану, враховуючи їхні близькі еквівалентні ширини і потенціали збудження (тобто температурну чутливість), а також висоти формування в атмосфері Сонця.

Конкретні значення висот формування всіх зазначених вище ліній розраховано за допомогою коду SPANSAT (Gadun, & Sheminova, 1988). При цьому використовувалась модель плями M згідно з Maltby et al. (1986). Виявилось, що висоти формувань центрів, вказаних у табл. 1 ліній відносно рівня $t_5 = 1$, дорівнюють 291.4, 305.2, 115.6 і 369.8 км, відповідно. Тобто обидві лінії титану дійсно мають дуже близькі висоти формування у плямі – вони відрізняються лише на 13.8 км. А оскільки лінія № 2 з більшою висотою формування показує на 200–400 Гс вищі напруженості, ніж лінія № 1, то виходить, що висотний градієнт магнітного поля $\partial B / \partial h$ є досить високим $\approx + (15 \div 30)$ Гс/км. Це значення приблизно на порядок більше, ніж отримане іншими авторами (Solanki, 2003).

Загалом, такий результат міг виникнути з двох причин: (а) не зовсім точно визначені фактори Ланде однієї або обох цих ліній; (б) вплив на результати вимірювань ефекту зееманівського "насичення" (Стенфло, 1973), враховуючи, що їх фактори Ланде відрізняються на 15 %. Останнє може бути суттєвим лише у двокомпонентній структурі магнітного поля, за якої в одній із компонент із малим фактором заповнення існують значно сильніші магнітні поля, ніж вимірюні прямим методом, як це зазначено вище. Обґрунтований вибір між цими альтернативами (а) і (б) може бути зроблений на основі додаткового аналізу, що виходить за межі цієї роботи.

Не менш цікавим ефектом є те, що лінія кальцію, яка також суттєво підсилюється в тіні плями, показує тут найменші напруженості, на рівні 1700–1800 Гс, хоча, як сказано вище, по ній можна було очікувати приблизно такі самі магнітні

поля, як по лініях титану. Але варто врахувати, що згідно з наведеними вище даними розрахунків по коду SPANSAT, ця лінія формується приблизно на 70 км вище, ніж лінії титану. Якщо така відмінність вимірюваних напруженостей по лініях титану і кальцію є наслідком висотного градієнта поля, то тоді у діапазоні висот "Ti I – Ca I" висотний градієнт поля має бути негативним, на рівні приблизно $-10 \text{ Гс} / \text{км}$. Тобто виявляється, знак цього градієнта був різний на різних висотах у плямі: вище рівня 305 км він був негативний, а на менших висотах – позитивний. Це означає, що магнітне поле у плямі швидко ослаблювалось у вертикальному напрямку не тільки вгору, але і вниз – у підфотосферних шарах. Такий випадок, як відомо авторам, ще ні разу не відмічався у плямах на основі прямих спостережень. Це може вказувати на те, що сонячна пляма є відносно неглибоким утворенням, яке нагадує тонкий млинець, а не глибоку довгу силову трубку. Щодо цього, то різні автори доходили різних висновків. Зокрема, на основі вивчення крутильних коливань плям зроблено висновок, що сонячна пляма є досить глибоким утворенням: довжина відповідної силової трубки у кілька разів більша за її товщину (Gopasyuk, & Gopasyuk, 2005). Однак деякі теоретичні дослідження, а також дані геліосеймології вказують на те, що плями, навпаки, є відносно неглибокими утвореннями (Kosovichev, 2012). Можливо, однак, що у цьому випадку відіграє роль не тільки висота формування ліній, але також іхня різна температурна чутливість до зміни термодинамічних умов на різних глибинах у плямі.

Форма бісекторів профілів $I \pm V$ є дуже чутливою до неоднорідності магнітного поля і променевих швидкостей. Найпростіший випадок виникає тоді, коли магнітне поле однорідне і суто поздовжнє, тобто кут γ між променем зору і напрямком силових ліній поля дорівнює 0° або 180° . Тоді, якщо в діапазоні висот формування спектральної лінії магнітні поля і променеві швидкості скрізь однакові, профілі ліній повинні мати вертикально орієнтовані бісектори, з однаковим їх розщепленням в ядрі і в крилах лінії. При ненульовому висотному градієнти променевих швидкостей бісектори профілів $I + V$ та $I - V$ стають нахиленими праворуч або ліворуч залежно від знака градієнта променевих швидкостей.

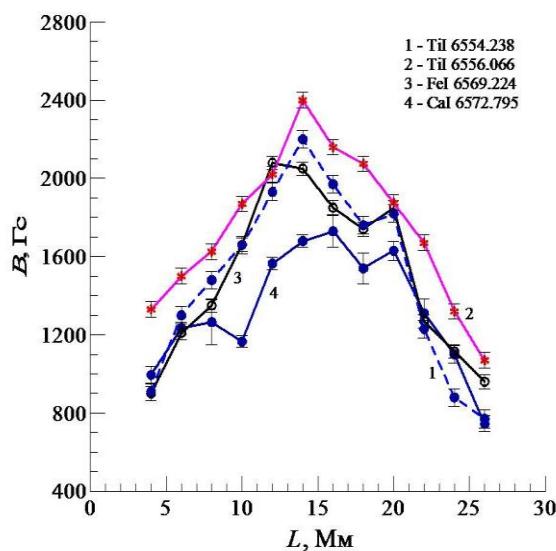


Рис. 3. Порівняння вимірюваних магнітних полів B (у гаусах) по різних лініях залежно від параметра L (у мегаметрах, Мм), який є лінійною координатою положення ділянки на Сонці вздовж напрямку вхідної щілини ешельного спектрографа

У магнітному полі проміжної орієнтації ($0^\circ < \gamma < 90^\circ$), у спектрі видно також центральну π -компоненту, яка поляризована завжди лінійно, не модулюється аналізатором циркулярної поляризації і тому проникає в обидва спектри $I + V$ та $I - V$. Тоді вона об'єднується з σ -компонентами у цих спектрах, що робить спостережений сумарний профіль асиметричним, із найбільшим розщепленням бісекторів на найменших інтенсивностях в лінії (Unno, 1956; Lozitska et al., 2015). Однак такий ефект найкраще спостерігається лише тоді, коли зееманівське розщеплення близьке за величиною до спектральної півширини лінії, тобто $\Delta h \approx \Delta l_{1/2}$. Якщо ж $\Delta h \ll \Delta l_{1/2}$, то спостережені бісектори профілів $I + V$ та $I - V$ будуть практично паралельними між собою. Вони будуть також паралельними між собою, якщо $\Delta h \gg \Delta l_{1/2}$ – тоді π - і σ -компоненти не перекриваються у спектрі, і бісектори відображають розподіл інтенсивності лише у σ -компонентах.

З огляду на сказане вище, цікаво порівняти картини розщеплення бісекторів у тіні дослідженого плями і її півтіні (рис. 4). У лінії Ca I 6572.795 розщеплення бісекторів у півтіні плями ($L = 24$ і 26 Мм) в цілому є типовим для однорідного магнітного поля проміжної орієнтації між суто поздовжнім і поперечним ($0^\circ < \gamma < 90^\circ$), причому при близькому до нуля градієнті променевих швидкостей. На це вказує те, що бісектори в цілому вертикальні, а іхнє розщеплення найбільше в ядрі лінії, тобто на мінімальних рівнях інтенсивності.

На противагу цьому, у тіні плями ($L = 14$, 16 і 18 Мм) бісектори, в цілому, нахилені праворуч, що вказує на деякий висотний градієнт променевих швидкостей. Якщо взяти за нуль-пункт відліку цих швидкостей ті більш глибокі шари у плямі, в яких формуються крила лінії, то виявляється, що на більших висотах, де формується ядро лінії, був помітний "фіолетовий" зсув по довжинах хвиль, тобто підйом плазми в атмосфері. Безпосередньо за рис. 4 можна оцінити, що цей "фіолетовий" зсув ядра лінії відносно її крил становить близько $11 \text{ м}\text{\AA}$, тоді за законом Допплера $v = c(\Delta\lambda/\lambda_0)$ маємо швидкість відносного підйому плазми на рівні $v \approx 0.5 \text{ км}/\text{s}$. Очевидно, це нижня межа відповідної різниці променевих швидкостей, оскільки і ядро лінії, і її крила формуються у певному діапазоні висот атмосфери, в якому усереднюються локальні фізичні параметри, зокрема і променеві швидкості.

Важливо особливістю бісекторів лінії Ca I 6572.795 в тіні плями ($L = 14, 16 \text{ і } 18 \text{ Мм}$) є те, що їхнє розщеплення збільшується в крилах лінії (в діапазоні інтенсивностей 0.85–0.97), тоді як в однорідному магнітному полі цього не повинно бути. Зазначене можна пояснити наявністю ще однієї компоненти магнітного поля, яка дає дуже слабкі й настільки сильно розщеплені сигма-компоненти, що вони попадають в далекі в крила лінії, на віддалі приблизно 0.32 Å від центра сумарної картини. На користь цього свідчить те, що у вказаному діапазоні інтенсивностей бісектори профілів $I + V$ та $I - V$ відхиляються у протилежні сторони. Саме це і можна очікувати за ефекту Зеемана, оскільки відповідні сигма-компоненти виникають симетрично відносно центра лінії. А те, що в цьому випадку величина розщеплення бісекторів збільшується (а не зменшується) вказує на однакову полярність магнітного поля в основній компоненті ("фоні") і дрібномасштабній компоненті з особливо сильним полем, але малим фактором заповнення.

Напруженість цього особливо сильного поля можна оцінити за формулою $\Delta\lambda_n = 3.03 \times 10^{-5} B$ (див. вище). Підставивши в неї $\Delta\lambda_n = 0.32 \text{ Å}$, маємо $B \approx 10.5 \text{ кГс}$. Порівнюючи це значення з подібними оцінками в роботах інших авторів, зокрема Van Noort et al. (2013), Lozitsky (2016; 2017), Durán et al. (2020), варто відмітити, що це найбільше нині значення напруженості у сонячних плямах, отримане по лініях із факторами Ланде в діапазоні 1.5–2.5. Зокрема, вказані автори отримали оцінки маломасштабних полів у сонячних плямах в діапазоні 7.0–8.2 кГс, але там аналізувались дані по інших спектральних лініях, а саме Fe I 6301.5 і 6302.5. Ці лінії мають вищі потенціали збудження і фактори Ланде, ніж лінія Ca I 6572.795.

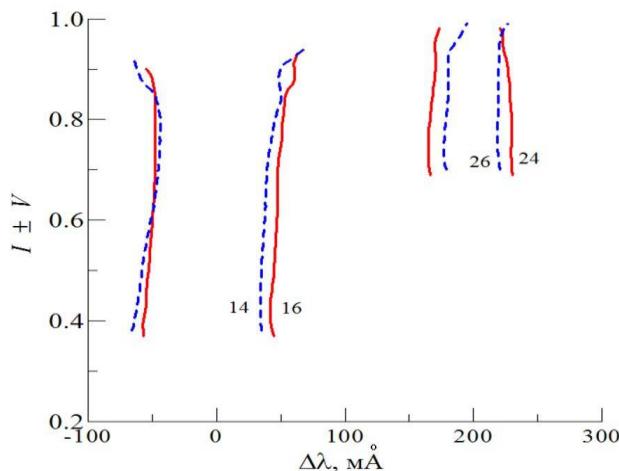


Рис. 4. Бісектори профілів $I \pm V$ лінії Ca I 6572.795 у тіні сонячної плями ($L = 14, 16 \text{ і } 18 \text{ Мм}$), а також у її півтіні ($L = 24, 26 \text{ Мм}$). Положення бісекторів для тіні плями є дійсним, оригінальним, а для півтіні вони штучно зсунуті на 200 мÅ вздовж осі абсцис для більшої зручності у порівнянні цих даних

Дискусія і висновки

У дослідженій сонячній плямі 17 липня 2023 р., згідно з даними прямих вимірювань, існувала дрібномасштабна структура магнітного поля як по поверхні Сонця, так і по висоті в його атмосфері. Найсильніше магнітне поле ($B_{\text{LOS}} = 2400 \text{ Гс}$) виміряно по тіньовій лінії Ti I 6556.077, причому інша подібна тіньова лінія, Ti I 6554.238, показує на 200–400 Гс слабші поля скрізь по перерізу зображення плями вхідною щілиною спектрографа. Найслабші магнітні поля виміряно по тіньовій лінії Ca I 6572.795, причому відповідні напруженості в тіні плями скрізь менші, ніж по лінії Fe I 6569.224, яка, навпаки, суттєво послаблюється у плямі. Така розбіжність вимірюваних напруженостей по вказаних лініях свідчить про суттєву висотну неоднорідність магнітного поля і, очевидно, також про вплив термодинамічних ефектів на результати вимірювань. Порівняння вимірюваних напруженостей магнітного поля з висотами формувань ліній показує, що у плямі існував значний висотний градієнт магнітного поля, на рівні близько 10 Гс/км за абсолютною величиною. Важливо відмітити, що знак цього градієнта був різний на різних висотах у плямі: вище рівня 305 км він був негативний, а на менших висотах – позитивний. Це може вказувати на те, що сонячна пляма є відносно неглибоким утворенням, яке нагадує тонкий млинець, а не довгу силову трубку. Аналіз бісекторів профілів $I \pm V$ лінії Ca I показує, що їхня форма лише у півтіні плями задовільно відповідає випадку відносно слабкого непоздовжнього поля ($0^\circ < \gamma < 90^\circ$), тоді як у тіні плями виявлено такі дві суттєві особливості: (а) їхній нахил, в цілому, праворуч, що вказує на висотний градієнт променевих швидкостей; (б) зростання розщеплення бісекторів у далеких крилах лінії, на віддалі приблизно 0.32 Å від центра лінії. Особливість (б) можлива у двокомпонентній структурі магнітного поля (Lozitsky, 2017), за якої у дрібномасштабній (просторово нероздільній) компоненті існували надсильні магнітні поля напруженістю близько 10.5 кГс. Магнітна полярність цього надсильного поля становила N , тобто була однакова з полярністю слабшого "фонового" поля.

Внесок авторів: Всеволод Лозицький – концептуалізація, методологія, формальний аналіз, валідація даних, написання (оригінальна чернетка); Валентина Шемінова – розрахунки ефективних висот утворення спектральних ліній поглинання, написання (перегляд і редактування); Іван Яковкін – програмне забезпечення, методологія, написання (перегляд і редактування); Максим Громов – опрацювання спостережного матеріалу і валідація даних, написання (перегляд і редактування).

Подяки. Низький уклін і глибока вдячність усім воїнам України, які зі зброєю в руках захищають або захищали свободу, незалежність і територіальну цілісність нашої держави, і завдяки відвазі, мужності та самопожертві яких українські вчені можуть продовжувати наукові дослідження. Автори також вдячні невідомому рецензенту за слушні зауваження.

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

Список використаних джерел

- Венглінський, Є., & Лозицький, В. Г. (2012). Прямі вимірювання магнітного поля в тіні й півтіні сонячних плям по 146 спектральних лініях. *Вісник Київського університету. Серія "Астрономія".* 49, 25–27.
- Курочка, Е. В., Курочка, Л. Н., Лозицький, В. Г., Лозицька, Н. І., Остапенко, В. А., Полупан, П. Н., Романчук, П. Р., & Россада, В. М. (1980). Горизонтальний сонечний телескоп Астрономічної обсерваторії Київського університета. *Вестник Київського університета. Серія "Астрономія".* 22, 48–56.
- Северний, А. Б. (1967). Калиброка сигналов магнитного поля солнечного магнитографа. *Известия КРАО*, 36, 22–50.
- Babcock, H. W. (1953). The solar magnetograph. *Astrophysical Journal.* 118, 387–396. <https://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/1953ApJ...118..387B>
- Durán, C. J. S., Lagg, A., Solanki, S. K., & van Noort, M. (2020). Detection of the strongest magnetic field in a sunspot light bridge. *The Astrophysical Journal*, 895, 129–146. <https://doi.org/10.1007/s11207-012-9996-6>
- Gadun, A. S., & Sheminova, V. A. (1988). Kiev SPANSAT: the Program for LTE Calculations of Absorption Line Profiles in Stellar Atmospheres. *Preprint of the Institute for Theoretical Physics of Academy of Sciences of USSR*, 87, 3.
- Gopasyuk, S. I., & Gopasyuk, O. S. (2005). Sunspot Rotations Derived from Magnetic and Velocity Fields Observations. *Solar Physics*, 231, 11–21. <https://doi.org/10.1007/s11207-005-1531-6>
- Kosovichev, A. G. (2012). Local helioseismology of sunspots: current status and perspectives. *Solar Physics*, 279, 323–348. <https://doi.org/10.1007/s11207-012-9996-6>
- .Livingston, W., Harvey, J.W., Malanushenko, O.V. (2006). Sunspots with the strongest magnetic fields. *Solar Physics*, 239, 41–68.
- Lozitska, N. I., Lozitsky, V. G., Andreyeva, O. A., Akhtemov, Z. S., Malashchuk, V. M., Perebeynos, V. A., Stepanyan, N. N., & Shterter, N. I. (2015). Methodical problems of magnetic field measurements in umbra of sunspots. *Advances in Space Research*, 55(3), 897–907. <https://doi.org/10.1016/j.asr.2014.08.006>
- Lozitsky, V., Yurchyshyn, V., Ahn, K., Wang, H. (2022). Observations of extremely strong magnetic fields in active region NOAA 12673 using GST magnetic field measurement. *The Astrophysical Journal*, 928, Iss. 1. id. 41, 7p. <https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac5518>
- Lozitsky, V. G. (2016). Indications of 8-kilogauss magnetic field existence in the sunspot umbra. *Advances in Space Research*, 57, 398–407. <https://doi.org/10.1016/j.asr.2015.08.032>
- Lozitsky, V. G. (2017). Spectral manifestations of extremely strong magnetic fields in the sunspot umbra. *Advances in Space Research*, 59, 1416–1424. <https://doi.org/10.1016/j.asr.2016.11.034>
- Maltby, P., Avrett, E. H., Carlsson, M., Kjeldseth-Moe, O., Kurucz, R. L., & Loeser, R. (1986).A new sunspot umbral model and its variation with the solar cycle. *Astrophysical Journal*, 306, 284–303.
- 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.* National Bureau of Standards.
- Scherrer, P. H., Bogart, R. S., Bush, R. I., Hoeksema, J. T., Kosovichev, A. G., Schou, J., Rosenberg, W., Springer, L., Tarbell, T. D., Title, A., Wolfson, C. J., Zayer, I., & The MDI Engineering Team. (1995). The solar oscillations investigation – Michelson Doppler Imager. *Solar Physics*, 162, 129–188. <https://doi.org/10.1007/BF00733429>
- Semel, M. (1980). A precise optical polarization analyzer. *Astronomy and Astrophysics*, 91, 369–371.
- Semel, M. (1981). Magnetic fields observed in a sunspot and faculae using 12 lines simultaneously. *Astronomy and Astrophysics*, 97, 75–78.
- Solanki, S. K. (2003). Sunspots: An overview. *Astronomy and Astrophysics Review*, 11, 53–286.
- Stenflo, J. O. (1973). Magnetic-field structure of the photospheric network. *Solar Physics*, 32, 41–63. <https://doi.org/10.1007/BF00152728>
- Stenflo, J. O. (2011). Collapsed, uncollapsed, and hidden magnetic flux on the quiet Sun. *Astronomy and Astrophysics*, 529, id. A42, 20 p. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201016275>
- Unno, W. (1956). Line formation of a normal Zeeman triplet. *Publications of Astronomical Society of Japan*, 8, 108–125.
- Van Noort, M., Lagg, A., Tiwari, S.K., & Solanki, S.K. (2013). Peripheral downflows in sunspot penumbrae. *Astronomy and Astrophysics*, 557. id. A24, 14 p.
- Yakovkin, I. I. & Lozitsky, V. G. (2022). Signatures of superstrong magnetic fields in a limb solar flare from observations of the Hα line. *Advances in Space Research*, 69, 4408–4418. <https://doi.org/10.1016/j.asr.2022.04.012>

References

- Babcock, H. W. (1953). The solar magnetograph. *Astrophysical Journal.* 118, 387–396. <https://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/1953ApJ...118..387B>
- Durán, C. J. S., Lagg, A., Solanki, S. K., & van Noort, M. (2020). Detection of the strongest magnetic field in a sunspot light bridge. *The Astrophysical Journal*, 895, 129–146. <https://doi.org/10.1007/s11207-012-9996-6>
- Gadun, A. S., & Sheminova, V. A. (1988). Kiev SPANSAT: the Program for LTE Calculations of Absorption Line Profiles in Stellar Atmospheres. *Preprint of the Institute for Theoretical Physics of Academy of Sciences of USSR*, 87, 3.
- Gopasyuk, S. I., & Gopasyuk, O. S. (2005). Sunspot Rotations Derived from Magnetic and Velocity Fields Observations. *Solar Physics*, 231, 11–21. <https://doi.org/10.1007/s11207-005-1531-6>
- Kurochka, E. V., Kurochka, L. N., Lozitsky, V. G., Lozitska, N. I., Ostapenko, V.A., Polupan, P. N., Romanchuk, P. R., Rossada, V. M. (1980). Horizontal solar telescope of Astronomical Observatory of Kyiv University. *Bulletin of Taras Shevchenko National University of Kyiv. Astronomy*, 22, 48–56 [in Russian].
- Kosovichev, A.G. (2012). Local helioseismology of sunspots: current status and perspectives. *Solar Physics*, 279, 323–348. <https://doi.org/10.1007/s11207-012-9996-6>
- Livingston, W., Harvey, J.W., Malanushenko, O.V. (2006). Sunspots with the strongest magnetic fields. *Solar Physics*, 239, 41–68.
- Lozitska, N. I., Lozitsky, V. G., Andreyeva, O. A., Akhtemov, Z. S., Malashchuk, V. M., Perebeynos, V. A., Stepanyan, N. N., & Shterter, N. I. (2015). Methodical problems of magnetic field measurements in umbra of sunspots. *Advances in Space Research*, 55(3), 897–907. <https://doi.org/10.1016/j.asr.2014.08.006>
- Lozitsky, V., Yurchyshyn, V., Ahn, K., Wang, H. (2022). Observations of extremely strong magnetic fields in active region NOAA 12673 using GST magnetic field measurement. *The Astrophysical Journal*, 928, Iss. 1. id. 41, 7p. <https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac5518>
- Lozitsky, V. G. (2016). Indications of 8-kilogauss magnetic field existence in the sunspot umbra. *Advances in Space Research*, 57, 398–407. <https://doi.org/10.1016/j.asr.2015.08.032>
- Lozitsky, V. G. (2017). Spectral manifestations of extremely strong magnetic fields in the sunspot umbra. *Advances in Space Research*, 59, 1416–1424. <https://doi.org/10.1016/j.asr.2016.11.034>
- Maltby, P., Avrett, E. H., Carlsson, M., Kjeldseth-Moe, O., Kurucz, R. L., & Loeser, R. (1986).A new sunspot umbral model and its variation with the solar cycle. *Astrophysical Journal*, 306, 284–303.
- 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.* National Bureau of Standards.
- Scherrer, P. H., Bogart, R. S., Bush, R. I., Hoeksema, J. T., Kosovichev, A. G., Schou, J., Rosenberg, W., Springer, L., Tarbell, T. D., Title, A., Wolfson, C. J., Zayer, I., & The MDI Engineering Team. (1995). The solar oscillations investigation – Michelson Doppler Imager. *Solar Physics*, 162, 129–188. <https://doi.org/10.1007/BF00733429>
- Semel, M. (1980). A precise optical polarization analyzer. *Astronomy and Astrophysics*, 91, 369–371.
- Semel, M. (1981). Magnetic fields observed in a sunspot and faculae using 12 lines simultaneously. *Astronomy and Astrophysics*, 97, 75–78.
- Severny, A. B. (1967). Calibration of magnetic field signals of solar magnetograph. *Bulletin of the Crimean Astrophysical Observatory*, 36, 22–50 [in Russian].
- Solanki, S. K. (2003). Sunspots: An overview. *Astronomy and Astrophysics Review*, 11, 53–286.
- Stenflo, J. O. (1973). Magnetic-field structure of the photospheric network. *Solar Physics*, 32, 41–63. <https://doi.org/10.1007/BF00152728>
- Stenflo, J. O. (2011). Collapsed, uncollapsed, and hidden magnetic flux on the quiet Sun. *Astronomy and Astrophysics*, 529, id. A42, 20 p. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201016275>
- Unno, W. (1956). Line formation of a normal Zeeman triplet. *Publications of Astronomical Society of Japan*, 8, 108–125.

- Van Noort, M., Lagg, A., Tiwari, S.K., & Solanki, S.K. (2013). Peripheral downflows in sunspot penumbrae. *Astronomy and Astrophysics*, 557. id. A24, 14 p.
- Venglinsky, E.R. & Lozitsky, V.G. (2012). Direct magnetic field measurements in the sunspot umbra and penumbra using 146 spectral lines. *Bulletin of Taras Shevchenko National University of Kyiv. Astronomy*, 49, 25–27 [in Ukrainian].
- Yakovkin, I.I. & Lozitsky, V.G. (2022). Signatures of superstrong magnetic fields in a limb solar flare from observations of the H α line. *Advances in Space Research*, 69, 4408-4418. <https://doi.org/10.1016/j.asr.2022.04.012>

Отримано редакцію журналу / Received: 01.04.25
 Прорецензовано / Revised: 12.06.25
 Схвалено до друку / Accepted: 08.07.25

Vsevolod LOZITSKY¹, DSc (Phys. & Math.)
 ORCID ID: 0000-0002-6895-5271
 e-mail: vsevolod.lozitsky@knu.ua

Valentina SHEMINOVA², DSc (Phys. & Math.)
 ORCID ID: 0009-0004-0624-2032
 e-mail: shem@mao.kiev.ua

Ivan YAKOVKIN^{1,3}, PhD
 ORCID ID: 0000-0003-1563-8528
 e-mail: yakovkinii@knu.ua

Maxym HROMOV¹, Student
 e-mail: maxgromow1@gmail.com

¹Taras Shevchenko National University of Kyiv, Kyiv, Ukraine
²Main Astronomical Observatory of National Academy of Sciences, Kyiv, Ukraine
³Institute of Physics, National Academy of Sciences of Ukraine

FEATURES OF THE SMALL-SCALE STRUCTURE OF THE MAGNETIC FIELD IN A SUNSPOT BASED ON DATA IN THE SPECTRAL LINES OF TITANIUM, IRON AND CALCIUM

B a c k g r o u n d . The most reliable data on magnetic fields in sunspots are obtained based on the study of the Zeeman effect in the lines of neutral iron Fe I with large Lande factors, within 2.5–3.0. Since sunspots are very heterogeneous formations, with an extremely fine (spatially unresolved) structure of the magnetic field and the distribution of thermodynamic parameters, it is of considerable interest to compare the measured magnetic fields in the lines of other chemical elements, in particular the lines of titanium and calcium. These lines are significantly enhanced in sunspots and more closely reflect the physical conditions in the coldest areas of sunspots, where particularly strong magnetic fields can exist. That is why the purpose of this work is to study the magnetic fields in the sunspot by the spectral lines of titanium, calcium and iron.

M e t h o d s . The spectral-polarization method of measuring magnetic fields was used to process observations made on the Echelle spectrograph of the horizontal solar telescope of the Astronomical Observatory of the Taras Shevchenko National University of Kyiv. The Zeeman spectrogram of the sunspot on July 17, 2023 was scanned using an Epson Perfection V 550 scanner and digitized taking into account the nonlinearity of the characteristic curves of both the photographic material and the scanner itself. Estimates of the longitudinal and local magnetic fields in the studied spot were obtained based on the study of the splitting of the bisectors of the $I \pm V$ profiles of the Ti I 6554.238 and 6556.066 Å, Fe I 6569.224 Å and Ca I 6572.795 Å lines.

R e s u l t s . Since the above spectral lines have incomplete spectral splitting due to low Lande factors (from 1.08 to 1.5), estimates of only the longitudinal component of the magnetic field B_{LOS} , and not the intensity modulus, were obtained from direct measurements. This parameter in some places of the spot significantly differs between the lines of different elements and has the highest values (up to 2400 G) in the Ti I 6556.066 Å line. The data for both titanium umbral lines correlate well with each other, but the Ti I 6556.066 Å line shows significantly higher fields everywhere than the other titanium line. It is interesting to note that the other umbral line, namely Ca I 6572.795 Å, shows the lowest measured fields, up to 1700 G. In the latter line, the bisectors of the $I \pm V$ profiles have a maximum splitting at a distance of about 0.32 Å from its center, which may indicate particularly strong local fields with an intensity of about 10.5 kG.

C o n c l u s i o n s . In the studied sunspot, significant inhomogeneity of the magnetic field was observed both on the surface of the Sun and at a height in its atmosphere. Comparison of the measured magnetic field strengths with the heights of the line formations shows that there was a significant altitudinal gradient of the magnetic field in the spot, at the level of about 10 G / km in absolute value. It is important to note that the sign of this gradient was different at different heights in the spot: above the level of 305 km it was negative, and at lower altitudes it was positive. This may indicate that the sunspot is a relatively shallow formation, resembling a thin pancake, rather than a deep force tube. The obtained data suggest that the magnetic field in this spot had a spatially unresolved structure, the local intensities in which were significantly higher than those obtained from direct observations and probably reached 10.5 kG. This is most convincingly shown by the data on the calcium line. It is the latter line that has a noticeable slope of the bisectors in the $I \pm V$ profiles, which indicates an altitudinal velocity gradient in the photosphere.

K e y w o r d s : Sun, solar activity, sunspots, magnetic fields, bisectors of the Ti I, Fe I and Ca I line profiles, 10-kilogauss magnetic fields.

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

The 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; in the decision to publish the results.