

УДК 523.985 + 52-337
 DOI: <https://doi.org/10.17721/BTSNUA.2025.71.15-20>

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

Київський національний університет імені Тараса Шевченка, Київ, Україна

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

Київський національний університет імені Тараса Шевченка, Київ, Україна

Уляна ПАВЛІЧЕНКО, студ.
 ORCID ID: 0009-0009-1332-8527
 e-mail: kitiketkotova@gmail.com

Київський національний університет імені Тараса Шевченка, Київ, Україна

СПЕКТРАЛЬНІ ПРОЯВИ ЛОКАЛЬНОГО ПІДСИЛЕННЯ МАГНІТНОГО ПОЛЯ НА ХРОМОСФЕРНОМУ РІВНІ СОНЯЧНОГО СПАЛАХУ

Вступ. Сучасні оцінки локальних магнітних полів у сонячних спалахах дуже відрізняються між собою і містяться в діапазоні 10^2 – 10^5 Гс. Частково це обумовлено тим, що сонячні спалахи реально є дуже різні за своїми фізичними характеристиками, але також тим, що різні методи вимірювань магнітного поля не еквівалентні між собою, особливо, якщо магнітне поле є суттєво неоднорідним. Найменш вивченими на основі прямих методів є магнітні поля у сонячній хромосфері і короні. Саме тому метою представленої роботи є нові оцінки хромосферних магнітних полів у сонячному спалаху на основі аналізу характерних особливостей ефекту Зесмана у лінії Нα і порівняння відповідних результатів із тими, які випливають із вивчення магнітного розщеплення фотосферної лінії Fe I 6569.2 Å.

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. Зесман-спектрограма сонячного спалаху 5 листопада 2004 р. бала M4.1/IВ для моменту 11:37 UT була просканована, і почорніння на спектрограмі переведені в інтенсивності з урахуванням характеристичних кривих як фотоматеріалу, так і самого сканера. Оцінювання усереднених і локальних магнітних полів в області сонячного спалаху і в сусідніх ділянках на Сонці виконано на основі вивчення розщеплення бісекторів профілів $I \pm V$ вказаних вище ліній.

Результати. Виявлено суттєві ознаки висотної неоднорідності магнітного поля в діапазоні висот "фотосфера – хромосфера". На це вказує те, що поздовжня компонента магнітного поля B_{LOS} була достовірно різною за величиною для вказаних спектральних ліній. В області сонячного спалаху відповідні напруженості були більшими по лінії Нα, ніж по лінії Fe I, тоді як за межами спалаху отримано обернене їх співвідношення. Крім того, бісектори профілів $I \pm V$ в лінії Нα є єюди у дослідженіх областях не відповідають однорідному магнітному полю: вони переважно не паралельні між собою, а в області спалаху мають максимальне розщеплення поблизу центрів емісійних профілів.

Висновки. В області сонячного спалаху поздовжня компонента магнітного поля B_{LOS} суттєво (до двох раз) більша по лінії Нα, ніж по лінії Fe I, досягає величини 1.5 кГс в області максимальної емісії спалаху. За межами спалаху відношення вказаних напруженостей по лініях Нα і Fe I отримано в межах 0.35–0.8. Непаралельність бісекторів у лінії Нα свідчить, що локальні магнітні поля на хромосферному рівні були значно сильнішими ніж 1.5 кГс, і можливо, досягали рівня 10^4 Гс.

Ключові слова: Сонце, сонячна активність, сонячні спалахи, магнітні поля, бісектори профілів ліній Нα і Fe I, локальне підсилення магнітного поля.

Вступ

Сонячні спалахи є найінтенсивнішим проявом сонячної активності, які тривають від кількох хвилин до 3–4 год, і пов’язані з раптовим перетворенням магнітної енергії на енергію в інших формах – теплову, електромагнітного випромінювання, прискорених часток, ударних хвиль і корональних викидів маси (Parker, 2001; Priest, 2014). Енергії сонячних спалахів мають діапазон 10^{27} – 10^{32} ерг. Найпотужніший спалах космічної ери виник 28 жовтня 2003 р. і мав енергію 7×10^{32} ерг (Nizamov et al., 2018). Саме цей спалах спостерігали в Астрономічній обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка (АО КНУ), і відповідні результати його дослідження опубліковані у серії наукових статей, зокрема й у недавніх роботах за такими посиланнями: <https://doi.org/10.1093/mnrasl/slad163>, <https://doi.org/10.3390/universe10060262>. Із цих та інших робіт різних авторів випливає, що магнітні поля у сонячних спалахах є дуже неоднорідними, а величина локального магнітного поля в них може бути в на рівні 10^2 – 10^5 Гс (Harvey, 2012; Kleint, 2017; Libbrecht et al., 2019; Yakovkin, & Lozitsky, 2022). Такий досить широкий діапазон напруженостей частково обумовлений тим, що сонячні спалахи є дуже різними за своїми фізичними характеристиками і еволюційними змінами, але також і тим, що різні методи вимірювань магнітного поля не еквівалентні між собою, особливо, якщо магнітне поле є суттєво неоднорідним.

Нині вважають, що основна енергія сонячних спалахів виділяється на рівнях сонячної корони і хромосфери, тому прямі дані про магнітні поля на цих рівнях дуже важливі для побудови адекватних фізичних моделей цих спорадичних процесів у сонячній атмосфері. Саме тому метою представленої роботи є нові оцінки хромосферних магнітних полів у сонячному спалаху середньої потужності на основі аналізу характерних особливостей ефекту Зесмана у лінії Нα і порівняння відповідних результатів із тими, які випливають з вивчення магнітного розщеплення фотосферної лінії Fe I 6569.2 Å.

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 (ГСТ АО КНУ). Цей метод описано, зокрема і в роботі Яковкін

© Лозицький Всеволод, Яковкін Іван, Павліченко Уляна, 2025

Лозицька, & Лозицький (2023). Спостережний матеріал стосується сонячного спалаху 5 листопада 2004 р. бала М4.1/1B, його моменту 11^h37^m UT. Це досить цікавий сонячний спалах, який уже досліджувався в роботі Курочки та ін. (2008), але лише на фотосферному рівні сонячної атмосфери.

Спалах 5 листопада 2004 р. виник в активній області AR 10696. Згідно з даними GOES про рентгенівське випромінювання в діапазоні 1–8 Å (<http://www.sel.noaa.gov>), спалах розпочався об 11^h 30^m UT, досяг максимуму об 11^h 33^m і практично закінчився о 12^h 00^m. Тобто це був спалах зі швидким наростианням інтенсивності (всього за 3 хв) і відносно повільним її згасанням. Спалах спостерігався одним з авторів (В. Лозицьким) на ешельному спектрографі горизонтального сонячного телескопа АО КНУ, починаючи з 11^h 35^m 35^s UT, тобто майже з максимумом спалаху. Усього отримано 5 зееман-спектрограм, однак у роботі (Курочка, Лозицький, & Оська, 2008) проаналізовано лише три з них, які стосуються моментів 11^h 35^m, 11^h39^m та 11^h45^m (тобто момент 11^h37^m там не аналізується). Усі спектрограми стосуються одного і того самого положення на Сонці в картичній площині. Під час фотографування спектрів перед вхідною щілиною спектрографа ставилася чвертьхвильова платівка, а за щілиною – призма-розщеплювач з ісландського шпату, що дозволяло реєструвати $I \pm V$ профілі Стокса.

На основі вивчення 9 фотосферних ліній FeI, FeII, ScII та CrII з'ясовано, що в максимумі спалаху (11^h 35^m) існував пік напруженості поля у верхній фотосфері ($I_{gr}(5000) = -2.7$), який із розвитком спалаху розмивався і зміщувався у глибші шари фотосфери. Напівемпірична модель спалаху має два шари з підвищеною температурою: у верхній і середній фотосфері. Ці шари також зміщувалися вглиб із розвитком процесу спалаху. Турбулентні швидкості у максимумі розподілу зросли у цьому разі майже у 5 разів порівняно зі швидкостями в незбурений фотосфері, тоді як густина змінювалася у 3–6 разів у напрямку як її збільшення, так і зменшення. Отже, з отриманих раніше результатів випливає, що магнітне поле й інші фізичні умови були дуже неоднорідними на фотосферному рівні цього спалаху, і тому важливо й цікаво з'ясувати, чи було щось подібне і в хромосфері.

Результати

Магнітні поля у спалаху вивчали по хромосферній лінії Hα 6562.82 Å і фотосферній лінії Fe I 6569.22 Å, які мають фактори Ланде 1.05 і 1.375, відповідно. З урахуванням цього, формули для калібрувки зееманівських розщеплень $\Delta\lambda$ у напруженостях магнітного поля B є такими: $\Delta\lambda = 2.11 \times 10^{-5} B$ і $\Delta\lambda = 2.77 \times 10^{-5} B$, відповідно, де зееманівське розщеплення $\Delta\lambda_H$ виражено в ангстремах (Å), а магнітне поле B – у гаусах (Гс). Величина магнітного поля оцінювалася за розщепленням бісекторів профілів $I \pm V$ на таких їх ділянках, де немає інтенсивних спектральних бленд (рис. 1). Причому вважали, що розщеплення бісекторів відповідає подвоєному зееманівському розщепленню.

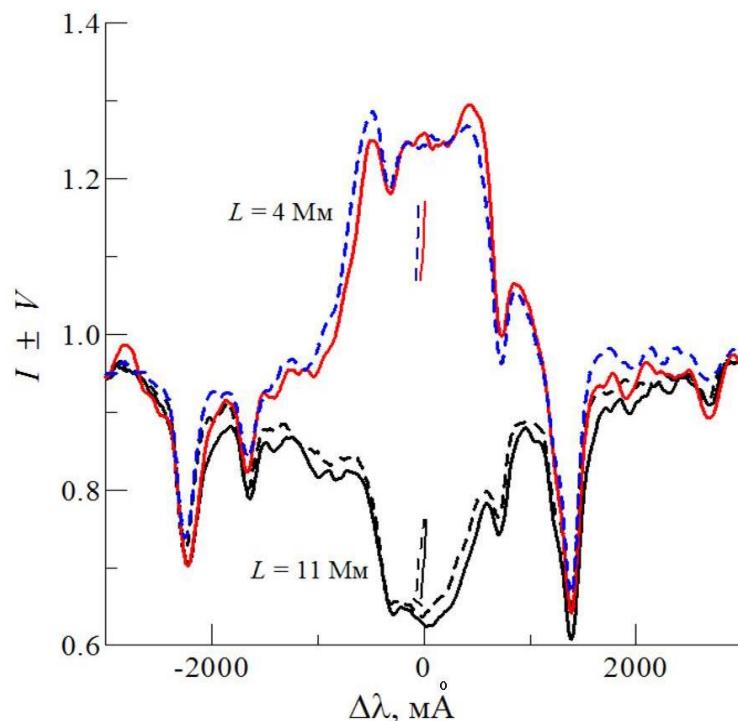


Рис. 1. Порівняння профілів $I \pm V$ лінії Hα і сусідніх спектральних бленд у фотометричних розрізах № 4 і 11.

Короткими майже вертикальними лініями показано бісектори профілів лінії Hα.

Положення нуль-пункту по осі $\Delta\lambda$ визначали по телуричній лінії H₂O з довжиною хвилі 6564.206 Å.

Вхідна щілина ешельного спектрографа перетинала зображення активної області, у якій виник спалах, у напрямку "схід – захід" на ділянці протяжністю 27 Мм. Завдяки цьому була можливість порівнювати профілі ліній і відповідні магнітні поля для різних місць на Сонці з дискретністю 1 Мм, що приблизно відповідає просторовій роздільній здатності інструмента. Щоб конкретизувати положення відповідних місць на Сонці, до яких стосуються дані вимірювань, введено горизонтальну координату L , яка вимірювалася уздовж напрямку вхідної щілини спектрографа, починаючи з її західної межі.

Отримані результати зображені на рис. 2 разом із параметром $R_c(\text{H}\alpha)$, який являє собою інтенсивність у центрі лінії $\text{H}\alpha$, нормовану на найближчий спектральний континуум. Видно, що максимальна емісія спалаху була для $L = 6\text{--}7 \text{ Mm}$, тобто недалеко від західної межі вхідної щілини спектрографа. Тут центральна остаточна інтенсивність в $\text{H}\alpha$ досягала значення 1.8, що відповідає яскравим спалахам такого бала. Виявилось, що саме в цих місцях були максимальні вимірювані магнітні поля по обох спектральних лініях, причому по лінії $\text{H}\alpha$ напруженість магнітного поля досягала 1500 Гс (1.5 кГс) і булавищою, ніж по лінії зализа. Стосовно цього варто уточнити таке.

Представлені на рис. 2 дані відображають величину розщеплення бісекторів в ядрах спектральних ліній – там, де найменший вплив спектральних бленд. Як частково видно з рис. 1, і особливо добре видно з рис. 3 і 4, у лінії $\text{H}\alpha$ розщеплення бісекторів є суттєво різним у різних частинах її профілю. Значно меншою мірою це стосується лінії Fe I 6569.22 Å, у якої бісектори профілів $I \pm V$ майже скрізь практично паралельні між собою. У такому випадку, враховуючи, що розщеплення бісекторів є значно меншим за спектральну ширину лінії, із спостережень отримують величину, близьку до поздовжньої компоненти магнітного поля B_{los} , але за умови, що фактор заповнення дорівнює одиниці (Unno, 1956; Stenflo, 1973; 2011). Тобто це означає, що подані на рис. 2 значення $B(\text{H}\alpha)$ і $B(\text{Fe})$ представляють собою деяку нижню межу модуля напруженості магнітного поля.

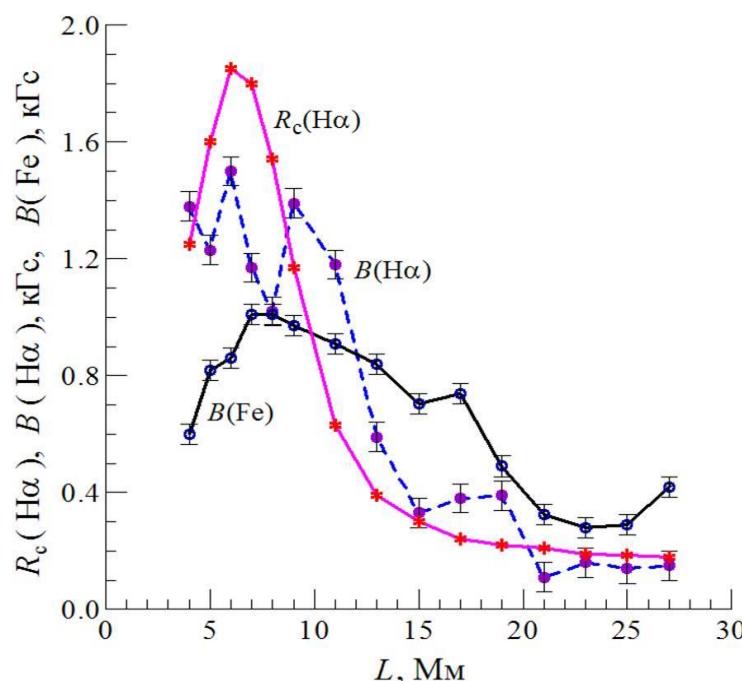


Рис. 2. Порівняння вимірюваних магнітних полів $B(\text{H}\alpha)$ і $B(\text{Fe})$ по лініях $\text{H}\alpha$ і Fe I 6569.22 на залежності від параметра L , який є лінійною координатою положення ділянки на Сонці вздовж напрямку вхідної щілини ешельного спектрографа. Параметр $R_c(\text{H}\alpha)$ – інтенсивність у центрі лінії $\text{H}\alpha$, нормована на найближчий спектральний континуум

Характерно те, що в місцях інтенсивної емісії спалаху спостерігалось $B(\text{H}\alpha) > B(\text{Fe})$, тоді як за межами спалаху $B(\text{H}\alpha) < B(\text{Fe})$. Другий випадок є цілком очікуваним теоретично, якщо врахувати, що під час переходу від фотосфери до хромосфери різко падає тиск плазми і тому має зменшуватись і напруженість магнітного поля у відповідних магнітних силових трубках, щоб зберегти баланс тисків (магнітного і газового) на межі цих трубок (Priest, 2014). Стосовно випадку $B(\text{H}\alpha) > B(\text{Fe})$, то він є нетривіальним із цього погляду і може означати, що в сонячному спалаху на рівні хромосфери діє деякий специфічний механізм локального підсилення магнітного поля, незважаючи на різке падіння газового тиску у навколоїшній атмосфері. У цьому разі локальні напруженості можуть бути значно вищими, ніж добре відомі напруженості у сонячних плямах (Yakovkin, & Lozitsky, 2022). Не обговорюючи у цій роботі можливі теоретичні механізми такого локального підсилення, звернемо увагу на інші спостережні ефекти, які можуть прояснити порядок локальних магнітних полів на хромосферному рівні.

Більша величина магнітного поля у сонячному спалаху на верхньому рівні атмосфери випливає й із самої форми бісекторів, що ілюструє рис. 3. Тут видно, що розщеплення бісекторів в цілому нарощується у разі збільшення ординати на графіку, тобто при переході від менших інтенсивностей у профілі $\text{H}\alpha$ до більших. Але більші інтенсивності відповідають ядру емісії в $\text{H}\alpha$, яке має більшу оптичну товщину, ніж крила, і тому формується в цілому вище, ніж крила. Звідси виходить так, що у верхній хромосфері магнітне поле у спалаху є сильнішим, ніж у середній хромосфері, враховуючи діапазон висот формування лінії $\text{H}\alpha$ згідно з Vernazza, Avrett, & Loeser (1981). Тобто це означає позитивний висотний градієнт магнітного поля ($\partial B / \partial h > 0$) в області спалаху, за якого найсильніше магнітні поля, можливо, існували ще вище – наприклад, у переходній зоні між хромосферою і короною, де формується лінія D3 HeI. Тому у продовженні цієї роботи було б цікаво вивчити в цьому спалаху також відповідні ефекти в лінії D3.

З рис. 3 випливає, що у спалаху існував не лише суттєвий висотний градієнт магнітного поля, але також і градієнт променевих (допплерівських) швидкостей. Дійсно, бісектори на цьому рисунку мають нахил праворуч, тоді як за відсутності градієнта швидкостей вони мали б бути строго вертикальними. Це означає, що у верхній хромосфері

променеві швидкості були позитивними відносно середньої хромосфери, тобто це можна уявити собі так, що шари верхньої і середньої атмосфери рухалися назустріч один одному. Подібний ефект відмічено також у роботі Lozitsky, Yakovkin, & Lozitska (2025) для іншого спалаху. Там зазначено, що цей ефект може відображати своєрідний "колапс" (стиск) не лише речовини, але й магнітного поля за умови його вмороженості в речовину.

Висотний градієнт променевих швидкостей можна наблизено оцінити за рис. 3, з якого видно, різниця допплерівських зміщень для бісектора з $L = 6$ Мм досягає 40 м \AA . З формули закону Допплера $v = c(\Delta\lambda/\lambda)$ випливає, що спектральному зміщенню $\Delta\lambda = 0.04$ м \AA при $\lambda = 6563$ м \AA відповідає швидкість 1.8 км/с. Однак це лише нижня межа відповідного ефекту, оскільки бісектори визначались у обмеженому діапазоні інтенсивностей у профілях емісії – там, де не було інтенсивних спектральних бленд (рис. 1). Найінтенсивніші телурічні бленди H₂O у профілі Hα мають довжини хвиль 6563.521 і 6564.206 м \AA , і їхня роль є двоякою, позитивно-негативною: вони дозволяють надійно "прив'язати" профілі $I + V$ та $I - V$ по довжинах хвиль, але вони також суттєво спотворюють "червоне" крило лінії Hα.

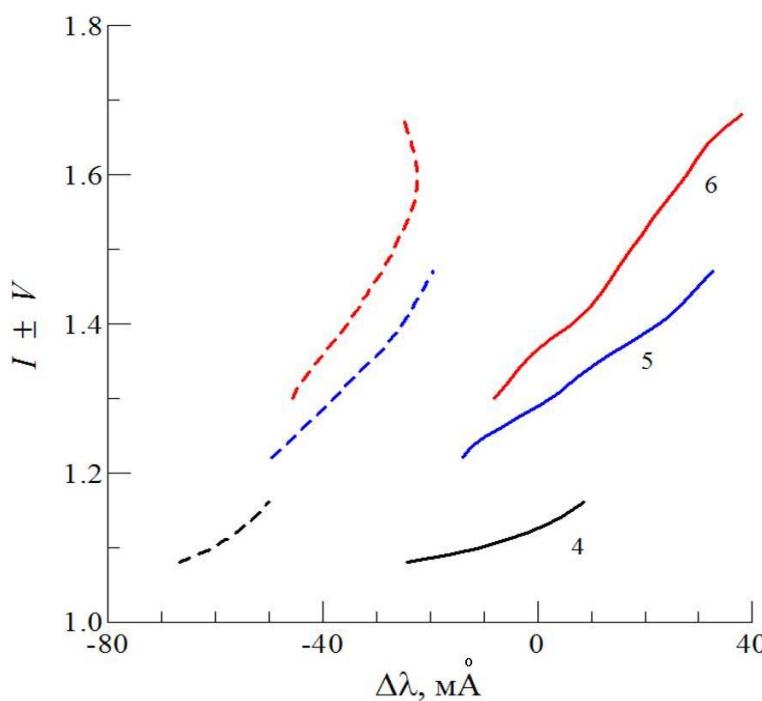


Рис. 3. Бісектори профілів $I \pm V$ лінії Hα для $L = 4, 5$ і 6 Мм, тобто в місцях інтенсивної емісії сонячного спалаху

Характерні ознаки висотної неоднорідності магнітного поля були виявлені по бісекторах в лінії Hα також за межами спалаху (рис. 4), незважаючи на суттєвий вплив на них телурічної бленди 6563.521 м \AA . Цей вплив проявляється у тому, що на рівнях інтенсивності від 0.5 до 0.7 бісектори помітно прогинаються праворуч, що робить їх подібними за виглядом до серпа. Однак, якщо виключити цю ділянку бісекторів, є помітними такі особливості: (а) бісектори, в цілому, також нахилені праворуч; (б) величина їхнього розщеплення суттєво змінюється від ядра лінії до її крил. Перша особливість вказує на те, що за межами спалаху характер швидкостей плазми є іншим, ніж у спалаху: у верхній хромосфері речовина віддаляється від того шару, який відповідає середній хромосфері. Тобто в діапазоні висот "середня – верхня хромосфера" має місце розріження плазми, а не її стиск ("колапс"), як у спалаху. Очевидно, що рис. 1 частково відображає саме цей ефект, оскільки з нього випливає, що за межами спалаху напруженість магнітного поля у хромосфері $B(\text{H}\alpha)$ достовірно менша, ніж у фотосфері $B(\text{Fe})$. Саме таку особливість можна й очікувати, якщо має місце вмороженість магнітного поля в речовину, а також тоді, коли розріження плазми у хромосфері частково поширяється і на фотосферу.

Щоправда, з рис. 4 помітна також така тенденція: переважно в центрі лінії розщеплення бісекторів є більшими, ніж у крилах, які відповідають рівню інтенсивності в межах 0.7–0.75. Оскільки ядро фраунгоферової лінії формується вище, ніж її крила, звідси начебто випливає протилежний ефект: магнітне поле підсилюється з висотою у хромосфері також за межами спалаху. Однак така інтерпретація справедлива лише для однорідного по поверхні (суцільного) магнітного поля, тобто для магнітного поля, фактор заповнення якого дорівнює одиниці. Якщо це не так, то результат може бути іншим у межах двокомпонентної структури магнітного поля, яку можна уявити як сукупність маломасштабних (просторово нероздільних, субтелескопічних) силових трубок із високою напруженістю, занурених у слабше фонове поле. Тоді спостережений спектр є сумою спектрів від обох компонент поля і це дає в окремих випадках більше вимірювання магнітного розщеплення бісекторів саме в центрі лінії, а не в її крилах. Зокрема, це може бути тоді, коли профілі ліній у силових трубках є суттєво звуженими порівняно з профілями у "фоні", а магнітне розщеплення таких звужених профілів наближається за величиною до півшири лінії у силових трубках. В роботі Lozitsky, Masliukh, & Botygina (2015) показано, що в такому випадку пряме вимірювання розщеплення бісекторів у центрі лінії можуть давати у 3–5 разів менші напруженості, ніж фактичні локальні напруженості у субтелескопічних силових трубках.

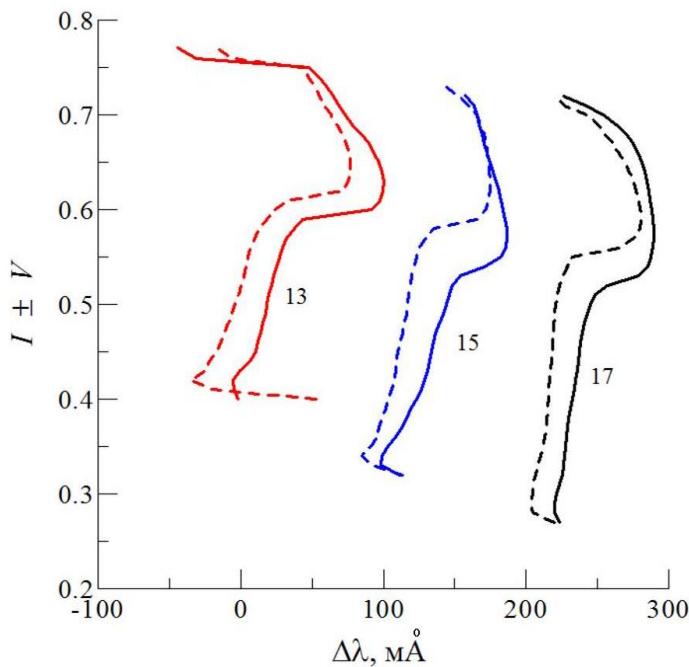


Рис. 4. Те саме, що і на рис. 3, але для $L = 13, 15$ і 17 Мм, тобто за межами спалаху.

Тут положення бісекторів для $L = 13$ Мм є фактичним, оригінальним, тоді як для 15 і 17 Мм воно штучно зміщено вздовж осі абсцис на 100 і 200 м \AA , відповідно, для кращого зіставлення спостережних даних

Ще однією цікавою особливістю розщеплення лінії $\text{H}\alpha$ за межами спалаху є те, що в самісінькому ядрі лінії, якому на рис. 4 відповідають найнижчі на графіках ділянки бісекторів, ці бісектори не тільки різко зменшують розщеплення, але й перетинаються між собою, утворюючи навіть Х-подібну точку (див. дані для $L = 13$ Мм). Теоретично це можливо у двох випадках: (1) появі ще однієї компоненти сильного магнітного поля, що має протилежну магнітну полярність; (2) наявність ще однієї компоненти із сильним полем, яка має, однак, ту саму полярність, але емісійні прояви ефекту Зеемана. У випадку (2) це можуть бути слабкі "сліди" емісійного гало навколо основної емісії сонячного спалаху. Як показав детальний аналіз тонких ефектів у профілях $I \pm V$ ядрі лінії $\text{H}\alpha$, вірогідніше, спроваджується випадок (1), причому напруженість магнітного поля у цій додатковій компоненті з протилежною полярністю має бути 2.4 кГс.

Якщо інтерпретувати наявність характерного максимуму залежності розщеплення бісекторів від інтенсивності лінії $\text{H}\alpha$ як наявність вужчої сильно розщепленої емісійної компоненти з меншим фактором заповнення (подібно до робіт <https://doi.org/10.1093/mnras/stad1816> та Yakovkin, & Lozitsky, 2022), то зееманівське розщеплення такої компоненти визначається шириною емісійного піку основної компоненти: $\Delta\lambda \approx \Delta\lambda_m$, де $\Delta\lambda_m$ – половина ширини піка емісії основної компоненти на інтенсивності максимуму розщеплення бісекторів. Зокрема, для області поза межами спалаху (рис. 4), з картини розщеплення бісекторів для $L = 15$ Мм видно, що абсолютний максимум розщеплення бісекторів відповідає рівню інтенсивності приблизно 0.5 , а відповідна віддала від центра лінії $\Delta\lambda_m \approx 0.5$ м \AA . Якщо вважати цю величину прихованим зееманівським розщепленням у ще одній компоненті поля, то тоді відповідна напруженість дорівнює приблизно 24 кГс. Існування магнітних полів такого порядку припускається також у межах дослідження інших спалахів (<https://doi.org/10.1093/mnras/stad1816>).

Дискусія і висновки

В області сонячного спалаху 5 листопада 2004 р. бала M4.1/1B, для його моменту 11:37 UT, знайден по лінії $\text{H}\alpha$ характерні ознаки неоднорідності магнітного поля на хромосферному рівні сонячної атмосфери. У цьому спалаху поздовжня компонента магнітного поля B_{los} була суттєво (до двох раз) більша по лінії $\text{H}\alpha$ -альфа, ніж по фотосферній лінії Fe I 6569.2 м \AA , і досягає величини 1.5 кГс в області максимальної емісії спалаху. За межами спалаху відношення вказаних напруженостей по лініях $\text{H}\alpha$ і Fe I отримано в межах 0.35 – 0.8 . Непаралельність бісекторів профілів $I \pm V$ лінії $\text{H}\alpha$ (рис. 3 і 4) вказує на те, що локальні магнітні поля на хромосферному рівні були значно сильнішими, ніж 1.5 кГс, і можливо, досягали рівня 10^4 Гс. Інша особливість бісекторів, а саме їх нахил праворуч на рис. 3 і 4, вказує на суттєвий висотний градієнт променевих швидкостей у хромосфері. У цьому разі поле швидкостей було різним у спалаху і за його межами, а саме: у спалаху плазма стискалася на хромосферному рівні, тоді як за межами спалаху – навпаки, розріджувалася. За умови вморженості магнітного поля в речовину це повинно було приводити до підсилення ("колапсу") магнітного поля у спалаху, але до його послаблення за межами спалаху.

Внесок авторів: Всеволод Лозицький – концептуалізація, методологія, формальний аналіз, валідація даних, написання (оригінальна чернетка); Іван Яковкін – програмне забезпечення, методологія, написання (перегляд і редактування); Уляна Павліченко – 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

- Курочка, Е. В., Лозицкий, В. Г., & Оська, О. Б. (2008). Временные изменения физических условий в фотосферных слоях солнечной вспышки. *Кинематика и физика небесных тел*. 24(4), 308–320. <https://doi.org/10.3103/S0884591308040053>
- Яковкін, І., Лозицька, Н., & Лозицький, В. (2023). Приховані прозиви ефекту Пашена-Бака в лініях D1 і D2 у спектрі сонячної плями без спалахів. *Вісник Київського національного університету імені Тараса Шевченка. Серія "Астрономія"*, 67(1), 64–68. http://www.astrobulletin.univ.kiev.ua/67_yakovkin/
- Harvey, J. W. (2012). Chromospheric magnetic field measurements in a flare and an active region filament. *Solar Physics*, 280, 69–81. <https://doi.org/10.1007/s11207-012-0067-9>
- Kleint, L. (2017). First detection of chromospheric magnetic field changes during an X1-flare. *Astrophysical Journal*. 834, art. id. 26, 10 p. <https://doi.org/10.3847/1538-4357/834/1/26>
- Libbrecht, T., de la Cruz Rodriguez, J., Danilovic, S., & Pazira, H. (2019). Chromospheric condensations and magnetic field in a C3.6-class flare studied via He I D3 spectro-polarimetry. *Astronomy & Astrophysics*. 621, id.A35, 21 p. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833610>
- Lozitsky, V., Masliukh, V., & Botygina, O. (2015). Estimations of Local Magnetic Fields in Prominences Which Have Great Optical Thickness in Emissive Elements. *Bulletin of Taras Shevchenko National University of Kyiv. Astronomy*, 52, 7–11.
- Lozitsky, V. G., Yakovkin, I. I., & Lozitska, N. I. (2025). Comparison of magnetic fields and Doppler velocities in an X-class solar flare as measured by D1, D2, D3, H α , and N λ 5892.9 lines. *Advances in Space Research*, 75(1), 1343–1353. <https://doi.org/10.1016/j.asr.2024.08.006>
- Nizamov, B. A., Zimovets, I. V., Golovin, D. V., Sanin, A. B., Litvak, M. L., Tretyakov, V. I., Mitrofanov, I. G., & Kozyrev, F. S. (2018). New estimation of non-thermal electron energetics in the giant solar flare on 28 October 2003 based on Mars Odyssey observations. *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 179, 484–493. <https://doi.org/10.1016/j.jastp.2018.08.004>
- Parker, E. N. (2001). Solar activity and classical physics. *Chinese Journal on Astronomy and Astrophysics*, 1, 99–124. <https://doi.org/10.1088/1009-9271/1/2/99>
- Priest, E. R. (2014). *Magnetohydrodynamics of the Sun*. Cambridge University Press. <https://doi.org/10.1017/CBO9781139020732>
- 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. <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.
- Vernazza, J. E., Avrett, E. H., & Loeser, R. (1981). Structure of the solar chromosphere. II. Models of the EUV brightness components of the quiet-sun. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 45, 635–725. <https://doi.org/10.1086/190731>
- 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>.

References

- Harvey, J. W. (2012). Chromospheric magnetic field measurements in a flare and an active region filament. *Solar Physics*, 280, 69–81. <https://doi.org/10.1007/s11207-012-0067-9>
- Kleint, L. (2017). First detection of chromospheric magnetic field changes during an X1-flare. *Astrophysical Journal*. 834, art. id. 26, 10 p. <https://doi.org/10.3847/1538-4357/834/1/26>
- Kurochka, E. V., Lozitsky, V. G., & Oська, О. В. (2008). Temporal changes of physical conditions at photospheric layers of a solar flare. *Kinematics and Physics of Celestial Bodies*. 24(4), 308–320 [in Russian]. <https://doi.org/10.3103/S0884591308040053>
- Libbrecht, T., de la Cruz Rodriguez, J., Danilovic, S., & Pazira, H. (2019). Chromospheric condensations and magnetic field in a C3.6-class flare studied via He I D3 spectro-polarimetry. *Astronomy & Astrophysics*. 621, id. A35, 21 p. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833610>
- Lozitsky, V. G., Yakovkin, I. I., Lozitska, N. I. (2025). Comparison of magnetic fields and Doppler velocities in an X-class solar flare as measured by D1, D2, D3, H α , and N λ 5892.9 lines. *Advances in Space Research*, 75(1), 1343–1353. <https://doi.org/10.1016/j.asr.2024.08.006>
- Lozitsky, V., Masliukh, V., Botygina, O. (2015). Estimations of Local Magnetic Fields in Prominences Which Have Great Optical Thickness in Emissive Elements. *Bulletin of Taras Shevchenko National University of Kyiv. Astronomy*, 52, 7–11.
- Nizamov, B. A., Zimovets, I. V., Golovin, D. V., Sanin, A. B., Litvak, M. L., Tretyakov, V. I., Mitrofanov, I. G., & Kozyrev, F. S. (2018). New estimation of non-thermal electron energetics in the giant solar flare on 28 October 2003 based on Mars Odyssey observations. *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 179, 484–493. <https://doi.org/10.1016/j.jastp.2018.08.004>
- Parker, E. N. (2001). Solar activity and classical physics. *Chinese Journal on Astronomy and Astrophysics*, 1, 99–124. <https://doi.org/10.1088/1009-9271/1/2/99>
- Priest, E. R. (2014). *Magnetohydrodynamics of the Sun*. Cambridge University Press. <https://doi.org/10.1017/CBO9781139020732>
- 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. <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.
- Vernazza, J. E., Avrett, E. H., & Loeser, R. (1981). Structure of the solar chromosphere. II. Models of the EUV brightness components of the quiet-sun. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 45, 635–725. <https://doi.org/10.1086/190731>
- 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>.
- Yakovkin, I., Lozitska, N., & Lozitsky, V. (2023). Hidden manifestations of the Paschen-Back effect in the D1 and D2 lines in the sunspot spectrum without flares. *Bulletin of Taras Shevchenko National University of Kyiv, Astronomy*, 67(1), 64–68 [in Ukrainian]. http://www.astrobulletin.univ.kiev.ua/67_yakovkin/

Отримано редакцією журналу / Received: 11.03.25

Прорецензовано / Revised: 27.04.25

Схвалено до друку / Accepted: 08.07.25

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

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

Uliana PAVLICHENKO, Student
 ORCID ID: 0009-0009-1332-8527
 e-mail: kitiketkotova@gmail.com
 Taras Shevchenko National University of Kyiv, Kyiv, Ukraine

SPECTRAL MANIFESTATIONS OF LOCAL MAGNETIC FIELD AMPLIFICATION AT THE CHROMOSPHERIC LEVEL OF A SOLAR FLARE

B a c k g r o u n d . Current estimates of local magnetic fields in solar flares vary greatly and are in the range of 10^2 – 10^5 G. This is partly due to the fact that solar flares are actually very different in their physical characteristics, but also to the fact that different methods of measuring the magnetic field are not equivalent to each other, especially if the magnetic field is significantly inhomogeneous. The least studied based on direct methods are the magnetic fields in the solar chromosphere and corona. That is why the purpose of the presented work is new estimates of chromospheric magnetic fields in a solar flare based on the analysis of the characteristic features of the Zeeman effect in the H α line and comparison of the corresponding results with those that follow from the study of the magnetic splitting of the photospheric line Fe I 6569.2 Å.

M e t h o d s . The spectral-polarization method of measuring magnetic fields was used to process observations made with 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 solar flare of November 5, 2004 with a magnitude of M4.1/1B for the moment of 11:37 UT was scanned, and the blackening on the spectrogram was converted into intensity taking into account the characteristic curves of both the photographic material and the scanner itself. Estimates of the averaged and local magnetic fields in the solar flare region and in neighboring areas on the Sun were made on the basis of studying the splitting of the bisectors of the I ± V profiles of the above lines.

R e s u l t s . Significant signs of altitudinal inhomogeneity of the magnetic field were found in the height range "photosphere - chromosphere". This is indicated by the fact that the longitudinal component B_{LOS} of the magnetic field was significantly different in value for the specified spectral lines. In the solar flare region, the corresponding intensities were greater by the H α line than by the Fe I line, while outside the flare, their inverse ratio was obtained. In addition, the bisectors of the I ± V profiles in the H α line everywhere in the studied regions do not correspond to a homogeneous magnetic field: they are mostly not parallel to each other, and in the flare region they have a maximum splitting near the centers of the emission profiles.

C o n c l u s i o n s . In the solar flare, the longitudinal component B_{LOS} of the magnetic field is significantly (up to 2 times) larger by the H α line than by the Fe I line, reaching a value of 1.5 kG in the region of maximum flare emission. Outside the flare, the ratio of the indicated intensities by the H α and Fe I lines was obtained within 0.35–0.8. The non-parallelism of the bisectors in the H α line indicates that the maximal magnetic fields at the chromospheric level were significantly stronger than 1.5 kG, and possibly reached the level of 10^4 G.

K e y w o r d s : Sun, solar activity, solar flares, magnetic fields, bisectors of the H α and Fe I line profiles, local magnetic field enhancement.

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.