

ВІСНИК

КІЇВСЬКОГО НАЦІОНАЛЬНОГО УНІВЕРСИТЕТУ ІМЕНІ ТАРАСА ШЕВЧЕНКА

ISSN 1728-273x

АСТРОНОМІЯ

1(61)/2020

Засновано 1958 року

Викладено результати оригінальних досліджень із питань релятивистської астрофізики, фізики Сонця, позагалактичної астрономії, астрофізики високих енергій.

Для наукових працівників, аспірантів, студентів старших курсів, які спеціалізуються в галузі астрономії.

Изложены результаты оригинальных исследований по вопросам релятивистской астрофизики, физики Солнца, внегалактической астрономии, астрофизики высоких энергий.

Для научных работников, аспирантов, студентов старших курсов, специализирующихся в области астрономии.

The Bulletin includes results of original investigations within relativistic astrophysics, solar physics, extra-galactic astronomy, high energy astrophysics.

It is intended for scientists, post-graduate students and student-astronomers.

ВІДПОВІДАЛЬНИЙ РЕДАКТОР	В. М. Івченко, д-р фіз.-мат. наук, проф.
РЕДАКЦІЙНА КОЛЕГІЯ	В. М. Єфіменко, канд. фіз.-мат. наук (заст. відп. ред.); О. В. Федорова, канд. фіз.-мат. наук (відп. секр.); Б. І. Гнатик, д-р фіз.-мат. наук; М. Ю. Гордовський, канд. фіз.-мат. наук (Велика Британія), В. І. Жданов, д-р фіз.-мат. наук; І. Д. Каракенцев, д-р фіз.-мат. наук (Росія); В. В. Клещонок, канд. фіз.-мат. наук; Р. І. Костик, д-р фіз.-мат. наук; В. Г. Лозицький, д-р фіз.-мат. наук; Г. П. Мілінєвський, д-р фіз.-мат. наук; С. Л. Парновський, д-р фіз.-мат. наук; А. Дель Пополо, проф. (Італія), О. А. Соловйов, д-р фіз.-мат. наук (Росія)
Адреса редколегії	Астрономічна обсерваторія, вул. Обсерваторна, 3, м. Київ, 04053, Україна телефон (38044) 486 26 91, 486 09 06 E-mail: visnyk@observ.univ.kiev.ua
Затверджено	Вченого радою Астрономічної обсерваторії 30.11.2020 року (протокол № 9)
Атестовано	Атестаційною колегією МОН України (Наказ МОН України №1188 від 24.09.2020)
Зареєстровано	Міністерством інформації України. Свідоцтво про державну реєстрацію КВ № 20329-101129 від 25.07.2013
Засновник та видавець	Київський національний університет імені Тараса Шевченка, Видавничо-поліграфічний центр "Київський університет", Свідоцтво внесено до Державного реєстру ДК № 1103 від 31.10.2002
Адреса видавця	ВПЦ "Київський університет", б-р Тараса Шевченка, 14, м. Київ, 01601, Україна телефон (38044) 239 31 72, 239 32 22; факс 239 31 28

ВИПУСК 1(61)

УДК 523.985 + 52-337

В. Лозицький, д-р фіз.-мат. наук,
І. Яковкін, лабор., студ.,
Є. Кравченко, студ.

Київський національний університет імені Тараса Шевченка, Київ

МАГНІТНІ ПОЛЯ У ЛІМБОВИХ СОНЯЧНИХ СПАЛАХАХ НА ВИСОТАХ 2–14 Мм

Наведено результати дослідження магнітних полів у двох потужних сонячних спалахах на лімбі Сонця, які виникли 17 липня 1981 р. і 14 липня 2005 р. За даними аналізу профілів $I \pm V$ ліній K CaII, HeI 4471,5 і Hα зроблено висновок, що ефективні (усереднені) магнітні поля B_{eff} досягали в них напруженостей 1100–3000 Гс на висотах 2–14 Мм. Знайдено спостережні свідчення щодо ще сильніших локальних полів B_{max} на рівні приблизно 10^4 Гс.

Ключові слова: Сонце, сонячна активність, лімбові сонячні спалахи, спектрально-поляризаційні спостереження, ефект Зеємана, сильні й надсильні магнітні поля.

Вступ. Магнітні поля у сонячних спалахах на лімбі Сонця (лімбових) вивчені дуже мало. Однією з причин цього є те, що явище лімбового спалаху є рідкісним – воно може бути зафіксоване принаймні на порядок менш часто, ніж спалахи на диску. Частково це пов’язано із чисто геометричними особливостями спостережень таких спалахів. Дійсно, видимий із Землі період обертання Сонця навколо осі у його екваторіальній зоні є близьким до 27 діб. Якщо якась спалахово-активна область проходить весь диск Сонця, не встигаючи розпастися і зникнути, то на видимій півсфері Сонця вона спостерігається приблизно 13,5 діб, причому на цей проміжок часу випадає приблизно лише одна доба (сумарно), коли активна область спостерігається на самісінькому краю диска Сонця – на його лімбі. Саме в цей відносно короткий період часу може бути так, що сонячний спалах, який виникає у цій активній області і дає інтенсивну емісію у хромосфері і в нижній короні до висот ≈ 10 Мм, проектується на небі мимо диску Сонця, тобто на його хромосферу і корону, а не на його фотосферу. Частота таких подій приблизно така: $1/13,5 \approx 0,07$, тобто досить мала. А враховуючи те, що сонячні спалахи взагалі виникають в активних областях досить нечасто, несподівано і тривають відносно недовго, є цілком зрозумілим, чому відповідних спостережень дуже мало.

Ще однією причиною недостатньої вивченості магнітних полів у лімбових спалахах є те, що такі поля не можна виміряти магнітографічним методом [1, 20], який нині є найбільш масовим і презентативним. По-перше, у лімбових спалахах не світиться ті магніточутливі лінії металів, у яких записується магнітне поле за допомогою сонячних магнітографів. По-друге, профілі спектральних ліній у лімбових спалахах змінюються дуже швидко і в основному за рахунок зміни термодинамічних умов, а не магнітного поля. Водночас, сонячний магнітограф дає найнадійніші дані лише тоді, коли профілі спектральних ліній змінюються винятково внаслідок зміни магнітного поля, а не термодинамічних умов. Тому прямі вимірювання магнітних полів у лімбових сонячних спалахах можливі лише іншими методами: або на основі традиційних спектральних спостережень із відповідною поляризаційною оптикою (спектрально-поляризаційних), або на основі сучасної стокс-діагностики за даними фотоелектричної реєстрації спектрів [7].

Уперше магнітні поля у лімбових спалахах виміряно А. Н. Коваль [6] у Кримській астрофізичній обсерваторії. За аналізування профілі лінії водню Hα мали довжину $\lambda = 6562,8$ Å, і було використано метод фіксації зміщення профілів цієї лінії в ортогональних колових поляризаціях, тобто профілі $I \pm V$, де I та V – відповідні параметри Стокса. Знайдено, що виміряні цим методом поля містяться на рівні декількох сотень гаусів (Гс), що приблизно на порядок менше, ніж добре відомі магнітні поля у сонячних плямах [9]. Однак також виявлено випадок досить значного відносного зміщення профілів $I \pm V$, який відповідає магнітному полю 9000 Гс. Автор роботи [6] прокоментувала це так: "Однак такі сильні магнітні поля є малоймовірними у світлі існуючих на сьогодні уявлень про структуру магнітного поля у сонячній атмосфері".

Подібні результати отримано також авторами роботи [16] для лімбового спалаху 14 липня 2005 р. На основі вимірювань методом "центр ваги" профілів $I \pm V$ лінії Hα зроблено висновок, що у спалаху існували магнітні поля з напруженістю $B = 200\text{--}300$ Гс на висотах 2–10 мегаметрів (Мм) над рівнем фотосфери. Оскільки бісектори профілів $I \pm V$ були виявлені не паралельними між собою (хоча величина їх розщеплення $\Delta\lambda_H$ була значно менша, ніж півширина лінії $\Delta\lambda_{1/2}$), то із цього зроблено висновок про суттєву неоднорідність магнітного поля. Адже теоретично при $\Delta\lambda_H \ll \Delta\lambda_{1/2}$ ці бісектори мають бути паралельними, якщо магнітне поле є однорідним й однокомпонентним. Зокрема, указані бісектори мали локальний максимум розщеплення на значній віддалі $\Delta\lambda$ від центра лінії ($\Delta\lambda \approx 1,1$ Å), що може свідчити про наявність дуже сильних магнітних полів рівня $\sim 10^4$ Гс.

Магнітні поля напруженістю 200 Гс були виміряні по лінії Hα також у лімбовому сонячному спалаху 19 липня 2012 р. бала M 7,7 [5]. Отримані результати стосуються досить великої висоти над фотосферою, близько 40 Мм. Також і в цьому випадку спостерігалася значна непаралельність бісекторів профілів $I \pm V$ профілів, із максимумом їхнього розщеплення на $\Delta\lambda \approx 0,4$ Å від центра емісійного профілю. У цій роботі запропоновано теоретичну без силової МГД модель, яка дозволяє пояснити існування таких сильних полів у короні сильним скручуванням силових ліній. Згідно із числовими оцінками в межах цієї моделі, напруженість магнітного поля зростає приблизно на два порядки порівняно зі слабким зовнішнім полем рівня 1–2 Гс, теоретично очікуваним для сонячної корони у випадку нескручененої силової трубки.

У роботі [7] представлено результати унікальних спостережень корональних петель, що спалахують, у лімбовому спалаху за допомогою спектрополяриметрії високої роздільної здатності в лінії Ca II 8542 Å, отримані на шведському 1-метровому сонячному телескопі. Автори виявили напруженість магнітного поля до 350 Гс на висоті до 25 Мм над сонячним лімбом. Щодо порядку розміру поля і діапазону висот, то вказані значення близькі до тих, які наведені в роботі [5].

У недавно опублікованій роботі [17] подано результати дослідження лімбового сонячного спалаху 17 липня 1981 р., який цікавий тим, що в момент його вибухової фази мав дві компоненти емісії – широку й вузьку, які відрізнялися за ширину приблизно на порядок. Ці особливості спостерігались у лініях водню, гелію й іонізованого кальцію. У вказаній

роботі представлено вимірювання магнітного поля по лініях K Call 3933,7 Å і HeI 4471,5 Å. Виявилось, що розщеплення профілів $I \pm V$ вузької компоненти відповідає $B = 1300 \pm 200$ Гс по лінії K Call і $B = 2100 \pm 200$ Гс по лінії HeI. Ці магнітні поля відповідають діапазону висот приблизно 10–14 Мм над рівнем фотосфери.

Метою цієї роботи є представлення й аналіз нових результатів, отриманих у ході додаткового дослідження згаданих вище лімбових спалахів 17 липня 1981 р. та 14 липня 2005 р. Основне завдання цього дослідження – оцінювання в них локальних (максимальних) полів B_{\max} .

Матеріал спостережень. Спостережний матеріал отримано на ешельному спектрографі горизонтального сонячного телескопа Астрономічної обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка (ГСТ АО КНУ). Основні характеристики інструменту наведено в роботі [12]. Одночасне спостереження на ньому майже всієї видимої області спектра (3800–6600 Å) забезпечено тим, що порядки дифракції від дифракційної ґратки розводяться скляною призмою. Спектральне розділення у зеленій області спектра становить 30 мÅ, тобто близьке до спектрального розділення на орбітальній обсерваторії Hinode [21]. Хоча просторове розділення на ГСТ майже на порядок гірше (до 1–2 Мм), ніж на Hinode, спостереження на ГСТ забезпечують на три порядки більшу ширину одночасної реєстрації спектра, ніж на вказаній орбітальній обсерваторії. Завдяки цьому на ешельних спектрограмах реєструють одночасно багато тисяч спектральних ліній, що особливо важливо для вивчення процесів сонячної активності на різних висотах в атмосфері Сонця.

Сонячний спалах 17 липня 1981 р. виник на східному лімбі Сонця, в околі точки з координатами 7°S, 90°E. Згідно з відомостями бюллетеня "Солнечные данные" [4], він пов'язаний з активною областю № 325, яка з'явилася на диску наступного дня, 18.07.1981 р. Початок спалаху згідно з [4] був о 8^h08^m UT, кінець спалаху о 8^h46^m UT, а його бал SB. Цей лімбовий спалах спостерігався на ешельному спектрографі горизонтального сонячного телескопа Астрономічної обсерваторії Київського національного університету (ГСТ АО КНУ), починаючи приблизно з 8^h15^m UT, причому перший знімок спектра спалаху був зроблений о 8^h17^m UT. Саме в цей момент, очевидно, виникла вибухова фаза спалаху, що видно по дуже широких крилах ліній.

Указаний спалах спостерігався на телескопі Н. Й. Лозицькою, В. Г. Лозицьким і П. М. Полупаном і був спершу помічений у спектрографі, який на ГСТ АО КНУ дає змогу спостерігати всю "королівську" (близьку до сонячного екватора) зону диска Сонця у світлі лінії H α . Н. Й. Лозицька, виконуючи ототожнення області спалаху в білому світлі на відмінній щілині ешельного спектрографа, помітила цікаву деталь: цей спалах був певний час видимий також у білому світлі як невеликий дугоподібний виступ на його лімбі. Як нам відомо з літератури, у білому світлі лімбові спалахи більше ніким не спостерігались. Слід зауважити, що для того, щоб такі спостережні прояви були можливими, оптична товща в континуумі τ_c має бути близькою до одиниці. Оскільки $\tau_c \approx n_H L$, де n_H – концентрація нейтральних атомів водню, L – ефективна лінійна протяжність спалаху, то умова $\tau_c \approx 1$ може виконатися навіть тоді, коли густина плазми менша фотосферної ($\sim 10^{15} \text{ cm}^{-3}$). Якщо для спалаху ефективну протяжність записати через L_c , а для фотосфери через L_Φ , то можна очікувати, що $L_c / L_\Phi = 10-100$. А це означає, що для спостереження лімбового спалаху в білому світлі достатньо, щоб $n_H \sim 10^{13} \div 10^{14} \text{ cm}^{-3}$. Напевно, це цілком реально, адже згідно з роботою [15], на хромосферному рівні потужного спалаху можливі значно більші концентрації, на рівні $n_H \sim 10^{16} \text{ cm}^{-3}$.

Спектр спалаху 17 липня 1981 р. фотографувався на фотопластинки WP1 ORWO з експозиціями 10÷30 с. В інтервалі часу 8^h17^m ÷ 9^h51^m UT зроблено 6 експозицій спалаху. Нижче буде проаналізовано спектrogramу за 8^h17^m UT, отриману під час експозиції 10 с.

Спалах 14 липня 2005 р. мав бал X1.2 (<https://www.swpc.noaa.gov/products/goes-x-ray-flux>) і виник у групі NOAA 10786, яка в той день була на західному лімбі Сонця. Він почався о 10:16 UT і досягнув максимуму о 10:55 UT. Цей спалах спостерігався В. Г. Лозицьким і М. М. Стаценко на ГСТ АО КНУ; фотографування спектрів здійснювалося на фотопластинки WP3 ORWO. Було отримано три зееман-спектrogramи цього спалаху в ортогональних колових поляризаціях, що дозволяє аналізувати стоксові профілі $I \pm V$. У цій роботі проаналізовано спектр, отриманий о 12:07 UT в області лінії H α .

Профілі спектральних ліній у спалаху 17 липня 1981 р. У сонячному спалаху 17 липня 1981 р. для моменту 8^h17^m були додатково вивчені лінії K Ca II і HeI 4471,5 Å. Їхні потенціали збудження нижнього терма дуже відрізняються: 0,00 еВ для лінії K Ca II і 20,87 еВ для He I 4471,5 Å. Також маси відповідних атомів у них дуже різні, близько 40 а.о.м. для атома кальцію, і лише 4 а.о.м. – для атома гелію. Тому, якщо припустити, що у спалаху були об'єми (компоненти) з різною температурою, то можна очікувати, що емісія в лініях Ca II формувалася в основному в низькотемпературній компоненті, а емісія He I – у компоненті з вищою температурою. Очевидно, це певним чином мало проявитися на спостережених спектрах.

Зазначимо, що вигляд ліній Ca II і He I на спектrogramі спалаху добре вказує на те, що в цих лініях було як мінімум дві компоненти емісії: широка і вузька (рис. 1). Причому широка компонента в лінії He I мала яскраву і відносно вузьку (впоперек дисперсії) особливість у червоному крилі емісії, якої немає в лініях Ca II.

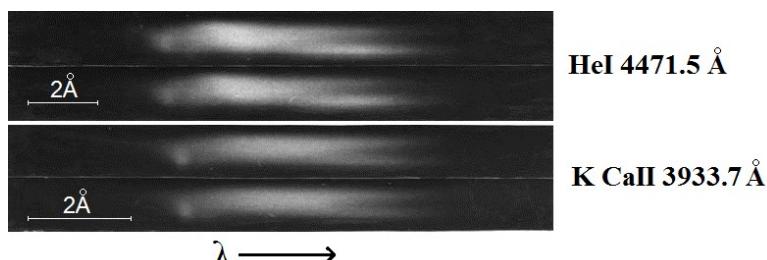


Рис. 1. Позитивні зображення ліній HeI 4471,5 і K CaII 3933,7 на спектrogramі спалаху 17 липня 1981 р., отриманий о 8^h17^m UT. Кожна лінія представлена на двох зображеннях, які відповідають спектрам $I + V$ та $I - V$. Ширина кожної смужки відповідає приблизно 32 с дуги або 23 Мм на Сонці

Отримання кількісних даних про розподіл інтенсивності в спектрі здійснювалося двояко: завдяки фотометрії спектrogramами на мікрофотометрі МФ-4, а також шляхом її сканування за допомогою сканера Epson Perfection V 550. У першому випадку, щоб перевести почорніння в інтенсивності, слід врахувати характеристичну криву фотоматеріалу і рівень розсіяного світла у спектрографі. У другому випадку потрібно врахувати дві характеристичні криві, а саме: названу криву та відповідну криву самого сканера. Обидві криві є непідійними і вимагають окремого визначення спеціальними методами. Щодо характеристичної кривої сканера, то вона була встановлена в результаті окремого дослідження, виконаного І. І. Яковкіним (співавтором цієї роботи). Для цього використано серійний ступінчастий послаблювач (абшвехер) із точно відомими коефіцієнтами пропускання у різних його смужках. Зазначимо, що І. І. Яковкін виконав не тільки це дослідження, але й написав необхідні машинні програми для прискореної фотометрії спектrogram за їх сканування за допомогою сканера. Крім того, ним виконано порівняння результатів фотометрії, здійсненої двома методами: за фотометрії на мікрофотометрі МФ-4 і за сканування сканером. Виявилося, що дані обох фотометрій досить добре узгоджуються між собою. Це має велике практичне значення, адже дає можливість суттєво збільшити швидкість первинного опрацювання даних (від почорнінь до інтенсивностей) – мінімум у 100 разів.

Профілі лінії He I 4471,5 у різних фотометричних розрізах, які охоплюють всю висоту вхідної щілини спектрографа, показано на рис. 2. З нього видно, що присутність вузької компоненти емісії у фіолетовому крилі сумарного профілю добре видно принаймні у чотирьох розрізах, зроблених з інтервалом 2,3 Мм, тобто протягом майже 10 Мм за висотою сонячного спалаху. Так само добре видно (і навіть краще) вузьку компоненту і в лінії K Ca II.

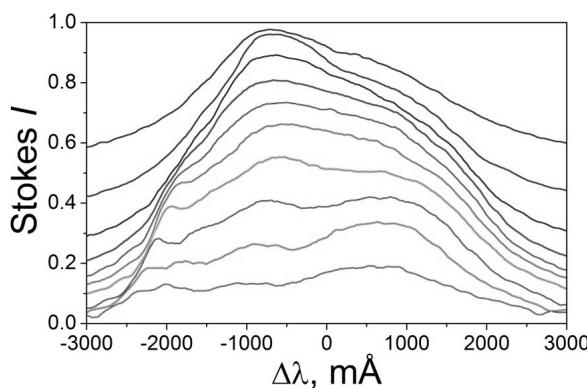


Рис. 2. Зіставлення профілів Стокса / лінії He I 4471,5 у різних фотометричних розрізах у спалаху 17 липня 1981 р. Нижній розріз відповідає висоті 6 Мм над лімбом Сонця, а кожен наступний – на 2,3 Мм більшій висоті

Прив'язка фотометричних розрізів до шкали висот у спалаху 14.07.2005 р. здійснювалась на основі візуальних спостережень сонячного лімба відносно краю вхідної щілини спектрографа. Тоді віддаль сонячного лімба від краю вхідної щілини була приблизно 0,5 мм, а оскільки на ГСТ АО КНУ одному міліметрру на зображені Сонця відповідає 16 с дуги або 11,6 Мм, то звідси випливає, що край сонячного спектра відповідає висоті ≈ 6 Мм. Звичайно, така прив'язка є досить наближеною, з точністю близько ± 2 Мм, але іншої запропонувати тут не можна.

Магнітні поля у сонячному спалаху 17 липня 1981 р. Для визначення величини магнітного поля необхідно було виміряти відносне зміщення профілів $I + V$ і $I - V$. Однак проблема в цьому випадку в тім, що поблизу досліджених спектральних ліній немає телурічних або немагніточутливих ліній (у яких ефективний фактор Ланде $g_{eff} = 0$), які можна було б використати як спектральні репери, вважаючи, що їх положення в обох спектрах відповідає одній і тій самій довжині хвилі. Тому використано наближений спосіб, суть якого така.

Профілі $I + V$ та $I - V$ "прив'язувалися" один до одного з урахуванням умови, що їхні "центрі ваги" збігаються в обох поляризаціях. Очевидно, основний вклад у визначення цих "центрів ваги" вносила широка компонента емісії, оскільки вона на порядок ширша, ніж вузька компонента, а відповідні інтенсивності обох компонент є в цілому сумірними. Така прив'язка виявила, що у деяких місцях спектра існує достовірне розщеплення вузької компоненти, яке проявляється у відносному зміщенні її піків у спектрах протилежних поляризацій (рис. 3). Очевидно, це розщеплення відображає ефект Зеемана у вузькій компоненті.

Справді, вузька спектральна лінія могла з'явитися під час зниження температури і турбулентної швидкості у спалаху. Найімовірніша причина цього – сильне магнітне поле, яке пригнічує турбулентність і суттєво впорядковує теплові рухи у плазмі [14]. У сильному магнітному полі заряджені частинки "прив'язуються" до силових ліній і здійснюють колові рухи навколо них. У ході спостережень поздовжніх магнітних полів, коли кут γ між силовою лінією і променем зору близький до 0° або 180° , це також має давати вузьку спектральну лінію, оскільки поздовжня складова швидкості тоді близька до нуля. Навпаки, поздовжня складова магнітного поля $B_{LOS} = B_{\parallel} = B \cos \gamma$ тоді близька до модуля напруженості магнітного поля B . Із такого погляду, широка компонента емісії могла з'явитись або у разі значно слабших магнітних полів, або за полів поперечної орієнтації, коли $\gamma \approx 90^\circ$. Тоді можна очікувати, що в обох випадках спостережене зееманівське розщеплення в широкій компоненті має бути близьким до нуля у профілях $I \pm V$. А це означає, що цю компоненту справді можна використовувати як спектральний репер, тобто таку спектральну особливість, яка має однакову довжину хвилі у спектрах $I + V$ і $I - V$. У такому випадку точність "прив'язки" визначається дійсною величиною усередненого (ефективного) магнітного поля B_{eff} в місцях формування широкої компоненти. Враховуючи наведені вище публікації [5, 6, 7, 16], можна сподіватись, що ця величина на рівні $\sim 10^2$ Гс, а скоріше – у межах 100–200 Гс. Це і визначає, в основному, похибку використаного методу вимірювання.

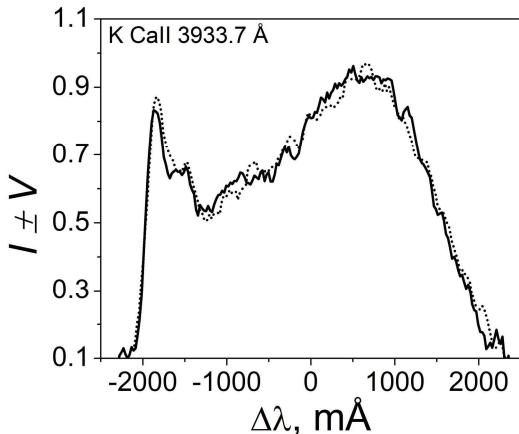


Рис. 3. Профілі $I \pm V$ лінії K Call 3933,7 Å у спалаху, які відповідають фотометричному розрізу № 1 у сонячному спалаху 17 липня 1981 р.

Для калібрування розщеплень емісійних піків вузької компоненти у величинах напруженостей магнітного поля, необхідно знати ефективні фактори Ланде g_{eff} ліній. Ці фактори були розраховані для випадку спін-орбітальної взаємодії (LS звязку) за даними таблиці мультиплетів Мур [19], а також за даними Куруца і Белла [8]. Виявилось, що $g_{\text{eff}} = 1,167$ і $1,12$ для ліній K Call 3933,7 Å і He I 4471,5 Å, відповідно. Це дає таку калібровочну формулу для K Call 3933,7 Å:

$$B = 1,186 \times 10^5 \Delta\lambda_H, \quad (1)$$

де B виражено у гаусах, а $\Delta\lambda_H$ – в ангстремах. Для лінії He I 4471,5 Å відповідна формула така:

$$B = 1,07 \times 10^5 \Delta\lambda_H. \quad (2)$$

Згідно з отриманими даними, величина спостереженого зееманівського розщеплення $\Delta\lambda_H$ вузької компоненти емісії досягала у спалаху 11 мÅ по лінії K Ca II і 14 мÅ по лінії He I. Згідно з формулами (1) і (2) це відповідає $B = 1300$ Гс і $B = 1500$ Гс, відповідно, якщо похибки вимірювань близько ± 200 Гс.

Близькі величини напруженостей отримано також іншим методом – на основі оцінювання поздовжньої компоненти B_{LOS} , з використанням наближення слабкого поля, коли

$$V = (\partial I / \partial \lambda) \Delta\lambda_H, \quad (3)$$

де $\partial I / \partial \lambda$ є градієнтом параметра Стокса I в цій спектральній лінії. З формули (3) випливає, що

$$\frac{V}{\partial I / \partial \lambda} = \Delta\lambda_H = 4,67 \times 10^{-13} g_{\text{eff}} \lambda^2 B_{\text{LOS}}. \quad (4)$$

Підставляючи у цю формулу відповідні параметри для лінії K Ca II 3933,7 Å, отримуємо робочу формулу

$$B_{\text{LOS}} = B \cos \gamma = 1,186 \times 10^5 \times [V / (\partial I / \partial \lambda)], \quad (5)$$

де B виражено в гаусах, а λ – в ангстремах. На практиці було визначено амплітуду параметра Стокса V , V_{max} і зіставлено її з відповідним параметром $(\partial I / \partial \lambda)_{\text{max}}$. Таким шляхом знайдено $B_{\text{LOS}} \approx 1100$ Гс по лінії K Ca II для висоти 12 Мм. Аналогічні вимірювання у найближчих місцях спалаху, віддалених від вказаного на 2 Мм, підтвердили порядок величини магнітного поля.

Для оцінювання значень похибок використано метод, запропонований у роботі [18]. Для випадку лише однієї спектральної лінії формула (17) з роботи [18] записується у вигляді

$$\delta B_{\parallel} = \pm \sigma \left\{ C g_{\text{eff}} \lambda_0^2 \sqrt{\sum_j \left(\frac{\partial I}{\partial \lambda} \right)_j^2} \right\}^{-1}, \quad (6)$$

де δB_{\parallel} – похибка вимірювань, σ – стандартне відхилення для шумових ефектів (в інтенсивностях), $C = 4,67 \times 10^{-13} \text{ Å}^{-1} \text{ G}^{-1}$. Якщо взяти величини $(\partial I / \partial \lambda)_j$ з інтервалом 5 мÅ у спостережених профілях і вважати, що в нашому випадку $\sigma = 0,01$, то отримуємо $\delta B_{\parallel} = \pm 59$ Гс. Однак це лише нижня межа ймовірної похибки. Варто нагадати, що взаємна "прив'язка" профілів $I + V$ та $I - V$ робилася по "центратах ваги" широкої компоненти, тобто за припущення, що її зееманівське розщеплення дорівнює нулю. Це має бути справедливим лише з певною точністю, наприклад 100 Гс. У цьому випадку ймовірніша результатуюча похибка вимірювань може бути оцінена таким чином: $\Delta B = \pm [(100)^2 + (59)^2]^{1/2} = \pm 115$ Гс. Звідси випливає, що знайдені напруженості магнітного поля у спалаху приблизно на порядок перевищують імовірні похибки вимірювань. Навіть якщо припустити, що точність взаємної "прив'язки" профілів $I + V$ та $I - V$ по "центратах ваги" широкої компоненти дорівнює 200 Гс (що уявляється малоймовірним), то і тоді виміряні напруженості у кілька разів більші за похибки вимірювань.

Магнітні поля у спалаху 14 липня 2005 р. У сонячному спалаху 14 липня 2005 р. магнітні поля вивчалися по лінії Hα, яка має ефективний фактор Ланде $g_{\text{eff}} = 1,05$. Вона зручна для вимірювань магнітних полів, оскільки має у своїх крилах вузькі телурічні бленди молекулярної води H₂O, які можна використовувати як спектральні репери.

Завдяки цьому точність вимірювань магнітного поля по цій лінії є вищою, ніж по вказаних вище лініях Ca II і He I, і досягає ± 100 Гс.

Найцікавіші профілі лінії H α виявилися у 7-му фотометричному розрізі, який відповідає висоті 4 Мм над лімбом (рис. 4). З рисунка видно одразу два ефекти – ефект Допплера й ефект Зеємана. Ефект Допплера проявляється у тому, що профіль лінії є двогорбим, з віддаллю між горбами близько 800 м \AA , тобто 0,8 Å. Це відповідає різниці променевих швидкостей близько 36,5 км/с. Тобто у спалаху існували вздовж променя зору два дискретні об'єми плазми, що відрізнялися за швидкістю на вказану величину. Для сонячного спалаху це не дуже велика швидкість, адже у спалаху 17 липня 1981 р. відносна швидкість тих об'ємів плазми, які давали вузьку і широку емісії, була близько до 190 км/с. У деяких інших сонячних спалахах зафіксовано ще вищі швидкості [3].

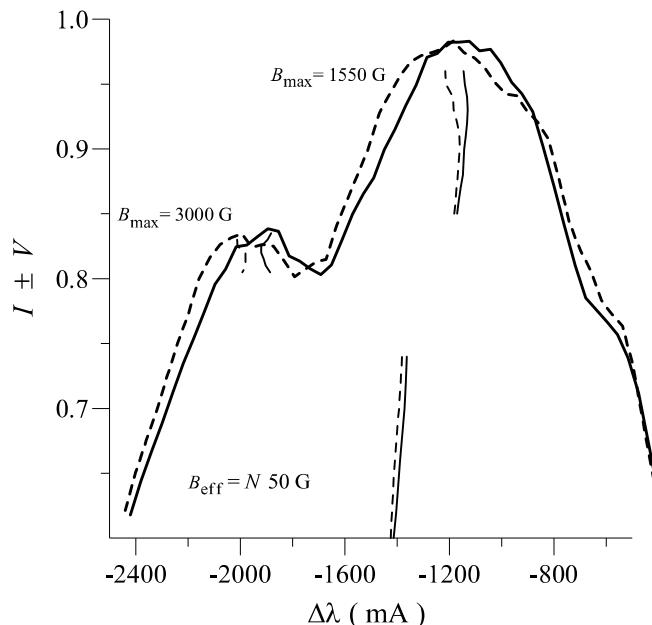


Рис. 4. Спостережені профілі $I \pm V$ лінії H α у спалаху 14.07.2005 на момент часу 12:07 UT у фотометричному розрізі № 7, який відповідає висоті $h_{\min} = 4$ Мм

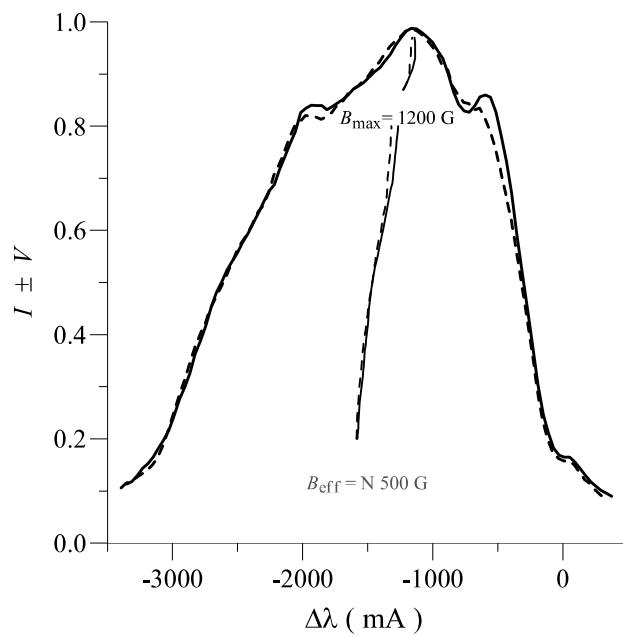


Рис. 5. Спостережені профілі $I \pm V$ лінії H α у спалаху 14.07.2005 на момент часу 12:07 UT, які відповідають висоті $h_{\min} = 8$ Мм

Ефект Зеємана проявляється у відносному зміщенні профілів $I + V$ і $I - V$ по довжинах хвиль. Це зміщення є досить малим – його величина значно менша спостереженої півширини спектральної лінії $\Delta\lambda_{1/2}$. У такому випадку можна використати наближення слабкого поля, яке описується наведеною вище формулою (3), і визначити величину параметра B_{LOS} . Як показано вище на прикладі спалаху 17 липня 1981 р., близькі результати дає також інший метод, коли величину усередненого по вхідній щілині магнітного поля B_{eff} визначають по зміщеннях "центрів ваги" профілів $I + V$ та $I - V$.

Було отримано, що у спалаху 14 липня 2005 р. величина усередненого поля B_{eff} , виміряна по зміщенню "центрів ваги" профілів, змінювалася в межах 0÷600 Гс для 9 фотометричних розрізів, які відповідають висотам над лімбом від 2 до 10 Мм. Фактично це нижня межа h_{\min} дійсних висот над лімбом, оскільки край диска Сонця (його лімб) на спектrogrami не був зафікований.

Про неоднорідність магнітного поля у цьому спалаху свідчить вигляд бісекторів профілів $I \pm V$. З рис. 4 і 5 видно, що їх вигляд дуже різний у різних фотометричних розрізах. Однак існує така закономірність: бісектори у вершинах емісійних піків розщеплюються, як правило, найбільше, і величина цього розщеплення відповідає іноді досить сильним магнітним полям на рівні 1550–3000 Гс (рис. 4). Із цього рисунка видно, що полярність магнітного поля в обох емісійних піках однакова, а саме – N .

У табл. 1 наведено порівняння ефективних B_{eff} і максимальних B_{\max} магнітних полів (вимірюваних по максимальному розщепленню бісекторів) для всіх 9 фотометричних розрізів. З даних цієї таблиці видно, що полярність магнітного поля змінювалася на протилежну з висотою у сонячному спалаху, причому це відбулось на висотах $h_{\min} = 3$ –4 Мм. Крім того, характерно, що полярності B_{eff} і B_{\max} скрізь збігаються, і майже завжди $B_{\max} > B_{\text{eff}}$.

Таблиця 1

Порівняння у спалаху 14.07.2005 вимірюваних магнітних полів B_{eff} і B_{\max} , а також максимальних інтенсивностей у спектрі I_{\max} на різних висотах h_{\min} над лімбом

Номер фотометричного розрізу	h_{\min} , Мм	B_{eff} , Гс	B_{\max} , Гс	I_{\max}
3	2	S 400	S 500	45
5	3	S 100	S 500	50
7	4	N 50	N 1550	50
9	5	0	N 1000	47
11	6	N 600	N 1700	45
13	7	N 240	0	41,5
15	8	N 500	N 1200	41,5
17	9	0	N 500	43,5
19	10	0	N 300	44

Є цікавим питання, чи не пов'язані місця особливо сильних полів із ділянками підвищеної яскравості у спалаху. Зокрема, у роботі [13] знайдено, що у процесі еволюції спалаху напруженості магнітного поля змінюються із часом немонотонно, досягаючи максимуму в момент максимальної інтенсивності спалахової емісії. Для перевірки того, чи існує подібна залежність також у просторі, було зіставлено максимальні напруженості B_{\max} із максимальною інтенсивністю I_{\max} у вершинах емісійних профілів (рис. 6). З рисунка видно, що кореляція між указаними параметрами практично відсутня.

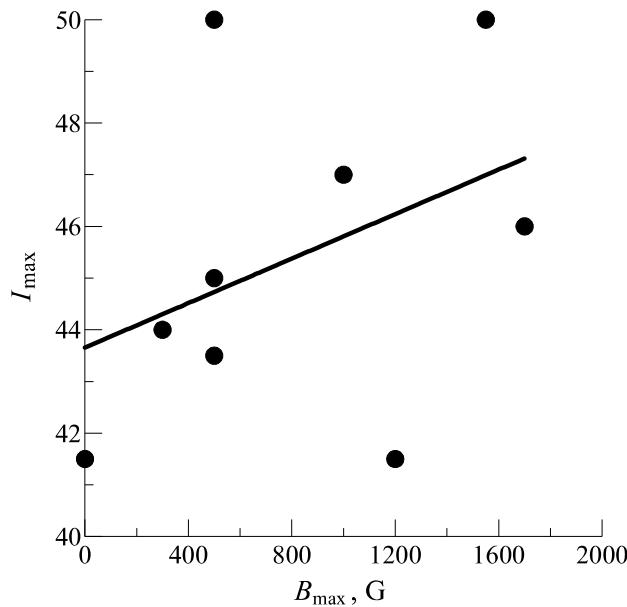


Рис. 6. Спостережена залежність між максимальним розщепленням B_{\max} і максимальною інтенсивністю I_{\max} у вершинах емісійних профілів

Незважаючи на те, що вказані вище значення є дуже високими для сонячної корони, їх, тим не менше, слід розглядати лише як нижню межу дійсного локального (амплітудного) магнітного поля. Пояснимо це твердження. За дії однорідного (однокомпонентного) магнітного поля бісектори профілів $I \pm V$ мали б бути паралельними між собою. Непаралельність бісекторів того типу, що зображене на рис. 4, може виникнути у двох випадках: (а) коли існує неоднорідність магнітного поля вздовж променя зору і (б) у разі поверхневої неоднорідності (тобто за неоднорідності в

картинній площині) у формі поєднання просторово нероздільних (субтелескопічних) ділянок із різними напруженостями. Щодо першого випадку, то слід врахувати, що лінія $\text{H}\alpha$ у спалаху є ймовірно оптично товстою (тобто її оптична товща $\tau \gg 1$), а це означає, що за порівнювання її ядра і крил випромінювання доходить до нас із різної глибини по променю зору. В ядрі лінії оптична товща τ_c найбільша і тому до нас доходить випромінювання лише з найближчих до спостерігача ділянок спалаху, тоді як вклад глибоких ділянок повністю екранується великою товщою спалаху в цій лінії. Для крил емісійних профілів оптична товща τ_W є значно меншою (тобто $\tau_W \ll \tau_c$), і відповідні кванти світла можуть пронизувати більшу товщу спалаху без поглинання. Якщо на різній глибині спалаху існують різні по величині магнітні поля, то тоді розщеплення бісекторів має бути різним в ядрі лінії і її крилах. Фактично це завжди і спостерігається, але з однією важливою деталлю: майже завжди бісектори профілів $I \pm V$ розщеплюються в ядрі лінії на більшу величину, ніж у крилах, нагадуючи зовнішнім виглядом латинську літеру "V". Якщо це трактувати як ефект глибинних змін магнітного поля, то бачимо, що на близькій до спостерігача ділянці спалаху магнітне поле завжди сильніше, ніж на віддаленій. Оскільки це є дуже сумнівним, необхідно детальніше розглянути випадок (б).

У роботах [10, 11] на основі модельних розрахунків показано, що бісектори типу літери "V" або "петлі" можна пояснити у припущені двокомпонентної структури магнітного поля, коли на входній щілині спектрографа потрапляють одночасно і більш слабкі "фонові" поля, і сильні субтелескопічні поля, що мають малий фактор заповнення f ($f \ll 1$). Із проведених у цих роботах розрахунків випливає, що і у випадку оптично тонкої емісії ($\tau \ll 1$), і за оптично товстої емісії ($\tau \gg 1$), розщеплення бісекторів на рівні інтенсивності 0,9 (тобто, по суті, в ядрі профілю лінії) дає не просто нижню межу дійсного поля, а заниженої у 3–6 разів значення локальних напруженостей. Для випадку спостережених профілів, представлених на рис. 4, це означає, що дійсна величина локальних магнітних полів у субтелескопічних структурах дослідженого спалаху могла бути насправді не 1550–3000 Гс, а 4650–18000 Гс. Є важливим і привабливим для науковців пошук пряміших спостережних вказівок на такі гіантські магнітні поля у сонячних спалахах.

Можливе існування локальних магнітних полів $\sim 10^4$ Гс. У сонячному спалаху 17 липня 1981 р. виявлено цікавий ефект у профілях $I \pm V$ лінії HeI 4471,5, який може вказувати на існування надсильних полів $\sim 10^4$ Гс (рис. 7 і 8). З рис. 7 видно, що профілі $I + V$ та $I - V$ цієї лінії досить добре узгоджуються між собою на всіх віддалях $\Delta\lambda$ від центра всієї емісії, за винятком ділянки $-1,5 \text{ \AA} < \Delta\lambda < -0,2 \text{ \AA}$. На рис. 8 цей інтервал у спектрі показано у збільшенному вигляді. З цього видно, що тут є явні ознаки присутності у спектрі двох слабких емісійних піків із протилежною коловою поляризацією, які віддалені один від одного на $0,29 \text{ \AA}$. На користь ефекту Зеємана свідчить тут те, що у кожному з профілів $I + V$ та $I - V$ ці емісійні піки мають найбільшу інтенсивність і, крім того, вони прослідовуються також у протилежно поляризованому випромінюванні. Якщо вказану величину $0,29 \text{ \AA}$ вважати подвоєним зеєманівським розщепленням, то тоді $\Delta\lambda_H = 0,145 \text{ \AA}$, а згідно з формулою (2) маємо $B = 15,5 \text{ kГс}$. Спостережні вказівки на магнітні поля такого діапазону в сонячних спалахах раніше наводились у роботах [13, 14], однак вони стосувались верхньої фотосфери і зони температурного мінімуму, тобто висоти в атмосфері близько $0,4\text{--}0,6 \text{ Mm}$, а не $\approx 10 \text{ Mm}$, як у цьому дослідженні.

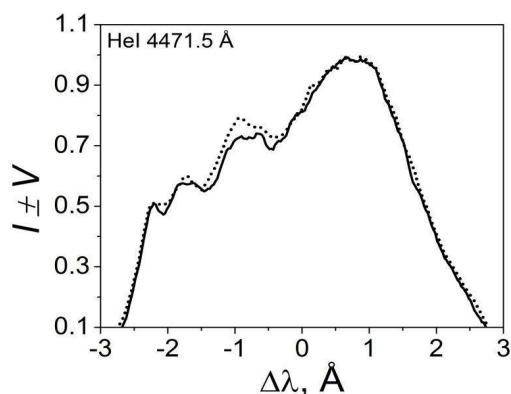


Рис. 7. Профілі $I \pm V$ лінії HeI 4471,5 у сонячному спалаху 17 липня 1981 р. у фотометричному розрізі № 2

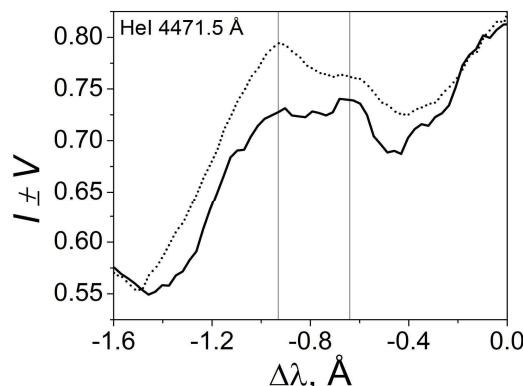


Рис. 8. Те саме, що і на рис. 7, але у збільшенному масштабі в області тонкої спектральної особливості на $\Delta\lambda \approx 0,8 \text{ \AA}$

Зауважимо, що на рис. 7 і 8 видно ще один характерний спектральний ефект, а саме, переважання за інтенсивністю профілю $I - V$ над профілем $I + V$ у всьому діапазоні $-1,5 \text{ \AA} < \Delta\lambda < -0,2 \text{ \AA}$. Унаслідок цього, у вказаному діапазоні знак параметра Стокса V є скрізь однаковим, що не повинно бути у разі класичного ефекту Зеємана. В останньому випадку параметр Стокса V мав би змінювати свій знак під час переходу через центр спектральної особливості, тобто у проміжку між вказаними вище слабкими піками, положення яких у спектрі показано на рис. 8 тонкими вертикальними прямими. Тобто це можна трактувати так, що до характерної для ефекту Зеємана поляризації різних знаків чомусь додалася ще широка поляризація одного знаку, через що виявилося, що обидва розщеплені піки мають різну інтенсивність.

У цьому разі можна розглядати дві причини. Такий ефект можливий у випадку "сильне майже поперечне магнітне поле + інструментальна поляризація". Під час дії сильного майже поперечного поля (коли $\gamma \rightarrow 90^\circ$) бокові σ -компоненти в ефекті Зеємана мають бути поляризовані еліптично з великим значенням відношення півосей еліпса поляризації. Тобто це – своєрідна суміш сильної лінійної поляризації зі слабкою циркулярною. Унаслідок дії інструментальної поляризації лінійна поляризація в картині ефекту Зеємана частково трансформується у циркулярну, причому однакового знаку для "фіолетової" і "червоної" зеєманівських σ -компонент. Ця трансформована поляризація, додаючися до чисто зеєманівської, робить одну σ -компоненту помітно інтенсивнішою за іншу. За використання аналізатора колової поляризації це має давати картину, подібну до наведеної на рис. 7 і 8.

Подібні спектральні прояви можуть виникнути також у сильних електрических полях, тобто під час ефекту Штарка. Ефект Штарка дає лише лінійну поляризацію, спостережена інтенсивність якої максимальна саме при $\gamma \rightarrow 90^\circ$. Це питання вже вивчалось [2] стосовно лінії $\text{H}\alpha$, а не гелію. Таким чином, отримані дані можуть свідчити про те, що у дослідженному спалаху дуже сильні магнітні поля існували там, де були також сильні електричні поля. Цей цікавий випадок вимагає ретельної перевірки і ґрунтования дослідження.

Висновки та їх обговорення. У двох потужних сонячних спалахах на лімбі Сонця 17 липня 1981 р. і 14 липня 2005 р., ефективні (усереднені) магнітні поля B_{eff} досягали значень 1100–3000 Гс на висотах 4–14 Мм. Знайдені спостережні вказівки на ще сильніші локальні поля B_{max} . Так, у першому спалаху, який виник на східному лімбі Сонця, знайдено локальну особливість у профілях $I \pm V$ лінії HeI 4471,5, яка нагадує слабку за інтенсивністю картину зеєманівського розщеплення під час дії магнітного поля напруженістю $B_{\text{max}} = 15,5 \text{ kG}$. У спалаху 14 липня 2005 р. локальне розщеплення бісекторів лінії $\text{H}\alpha$ згідно з прямими вимірюваннями відповідає 1550–3000 Гс, однак після коригування цих даних на випадок імовірної двокомпонентної структури магнітного поля маємо локальне магнітне поле $B_{\text{max}} = 4,65\text{--}18 \text{ kG}$.

Результати представленого дослідження вказують на те, що магнітні поля діапазону $\sim 10^4 \text{ Гс}$ імовірно можуть існувати в сонячних спалахах навіть на висотах $\sim 10 \text{ Мм}$, тобто у внутрішній сонячній короні. Такі магнітні поля є "надто сильними" для цього рівня сонячної атмосфери, адже газовий тиск тут (у "спокійній" короні) на рівні $10^{-1} \text{ дин}/\text{см}^2$. Якщо силова трубка магнітного поля є простою, нескручену (як у лабораторних експериментах), у ній при такому зовнішньому тиску може концентруватися магнітне поле напруженістю лише 1–3 Гс, тобто на 3–4 порядки слабше, ніж відмічено спостереженнями. Це значить, що топологія магнітного поля у цих активних процесах є якоюсь особливою, екзотичною. У роботі [5] показано, що сильне скручування силових ліній може підсилити магнітне поле в короні на два порядки. Напевно, саме такі або подібні конфігурації і спостерігають у сонячних спалахах.

Крім того, існує дуже простий енергетичний аргумент на користь особливо сильних магнітних полів в областях виникнення сонячних спалахів. Цей аргумент висловлено проф. О. А. Солов'йовим із Пулковської обсерваторії 2012 р., під час Міжнародної наукової конференції "Астрономія і фізика космосу у Київському університеті". Викладемо його суть.

Відомо, що сонячні спалахи мають енергії в діапазоні $10^{26}\text{--}10^{32} \text{ ерг}$, а типовий об'єм виділення цієї енергії, як це випливає зі спостережень яскравих ядер емісії спалахів в ультрафіолетовому діапазоні спектра, складає $(10^9)^3 \text{ см}^3 = 10^{27} \text{ см}^3$. Якщо слабке магнітне поле напруженістю 10 Гс існує у такому об'ємі, то загальний запас енергії $E = (B^2/8\pi)\times V \sim (100/25)\times 10^{27} \sim 4\times 10^{27} \text{ (ерг)}$, що значно менше ніж 10^{32} ерг . Якщо магнітне поле є сильнішим, напруженістю 100 Гс, то загальний запас його енергії складає $4\times 10^{29} \text{ ерг}$, що також менше ніж 10^{32} ерг . Навіть коли там присутні магнітні поля "кілогаусового" діапазону, $\sim 1000 \text{ Гс}$, то й тоді запас магнітної енергії 10^{31} ерг – також менше ніж 10^{32} ерг . Більше того, як добре відомо зі спостережень і теорії, не все магнітне поле "вигоряє" у процесі спалаху – скоріше, лише "10 % загальної магнітної енергії". Таким чином, доводиться припустити, що ще сильніші магнітні поля на рівні "5000 Гс" мають існувати в області спалаху для забезпечення всього спалахового енерговиділення.

Крім того, ці прості оцінювання виконано за припущення, що магнітне поле є однорідним в об'ємі спалаху. Очевидно, це нереалістичне припущення – реальні магнітні поля дуже неоднорідні, тонкоструктурні. З урахуванням цього, не виключено, що локальні магнітні поля у спалаху є ще сильнішими, можливо, навіть на рівні $\sim 10^4 \text{ Гс}$ [13]. Це питання вимагає ґрунтования досліджень у майбутньому.

Подяка

Автори вдячні невідомому рецензенту за слухні зауваження, які враховано у ході доопрацювання статті. Це дослідження профінансовано Київським національним університетом імені Тараса Шевченка, держбюджетна тема № 19БФ023-03.

Список використаних джерел

1. Babcock H. W. The solar magnetograph / H. W. Babcock // Astrophys. Journ. – 1953. – Vol. 118. – P. 387–396.
2. Babin A. N. Analysis of observations of linear polarization for H_α emission of flares and moustaches / A. N. Babin, A. N. Koval' // Bulletin of the Crimean Astrophysical Observatory. – 2011. – Vol. 107, Iss. 1. – P. 36–42.
3. Babin A. N. On the emission from the white light flare of 15 June 1991 in C I, C II, Mg II, and He II lines / A. N. Babin, A. N. Koval' // Kinematika Fiz. Nebesn. Tel. – 1999. – Vol. 15, No. 1. – P. 51–58.

4. Byull. Solnech. Dannye Akad. Nauk USSR. –1981, № 7.
5. Magnetic fields in a limb flare on July 19, 2012 / E. A. Kirichek, A. A. Solov'ev, N. I. Lozitskaya, V. G. Lozitskii // Geomagn.and Aeronomy. – 2013. – Vol. 53, No. 7. – P. 831–834.
6. Koval A. N. On magnetic field measurements in prominences and flares using photographic method / A. N. Koval' // Krymskaia Astrofizicheskaiia Observatorija, Izvestiia. – 1977. – Vol. 5. – P. 133–143.
7. Mapping the magnetic field of flare coronal loops / D. Kuridze, M. Mathioudakis, H. Morgan et al. // The Astrophys. Journ. – 2019. – Vol. 874, Iss. 2, article id. 126. – 12 p.
8. Kurucz R. L. Atomic Line Data / R. L. Kurucz, B. Bell. CD-ROM No. 23. Cambridge, Mass.: Smithsonian Astrophys. Obs. 1995, <https://www.cfa.harvard.edu/amp/ampdata/kurucz23/sekur.html>.
9. Livingston W. Sunspots with the strongest magnetic fields / W. Livingston, J. W. Harvey, O. V. Malanushenko // Solar Phys. – 2006. – Vol. 239. – P. 41–68.
10. Lozitsky V. Which is maximum strength of local magnetic fields in active prominences? / V. Lozitsky, O. Botygina, V. Masliukh // Bulletin of National Taras Shevchenko University of Kyiv. Astronomy. – 2014. – Vol. 51. – P. 31–33.
11. Lozitsky V. Estimations of local magnetic fields in prominences which have large optical thickness in emissive / V. Lozitsky, V. Masliukh, O. Botygina // Bulletin of National Taras Shevchenko University of Kyiv. Astronomy. – 2015. – Vol. 52. – P. 7–11.
12. Lozitsky V. Which is maximum of local magnetic field strength in active prominences? / V. Lozitsky, O. Botygina, V. Masliukh // Bulletin of National Taras Shevchenko University of Kyiv. Astronomy. – 2014. – Vol. 51. – P. 31–33.
13. Lozitsky V.G. Indications of 8-kilogauss magnetic field existence in the sunspot umbra / V. G. Lozitsky // Advances in Space Research. – 2016. – Vol. 57. – P. 398–407.
14. Lozitsky V. G. Observations of magnetic fields with strength of several tesla in solar flares / V. G. Lozitsky // Kinematics and Physics of Celestial Bodies. – 1998. – Vol. 14, № 5.– P.401–414.
15. Lozitsky V. G. Small-scale magnetic field diagnostics in solar flares using bisectors of $I \pm V$ profiles / V. G. Lozitsky // Advances in Space Research. – 2015. – Vol. 55, Iss.3. – P. 958–967.
16. Profiles of spectral lines, magnetic fields and thermodynamical conditions in X17.2/4B solar flare of October 28, 2003 / V. G. Lozitsky, E. A. Baranovsky, N. I. Lozitska, V. P. Tarashchuk // Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. – 2018. – Vol. 477, Iss. 2. – P. 2796–2803.
17. Lozitsky V. G. Proc. of 3rd Int. Scient. Semin. "Physics of the Sun and stars" / V. G. Lozitsky, M. M. Statsenko. – Elista, Kalmyk Univ., 29 May – 2 June 2006. – P. 43–50 .
18. Lozitsky V. G. Line profiles and magnetic fields in the limb solar flare of July 17, 1981. Preliminary Results / V. G. Lozitsky, I. I. Yakovkin, N. I. Lozitska // Journ. of Physical Studies. – 2020. – Vol. 24, No. 2. – 2901 (6 p.).
19. Analytical maximum likelihood estimation of stellar magnetic fields / M. J. Martínez González, R. Manso Sainz, Ramos A. Asensio, L. Belluzzi // Monthly Notices of the Royal Astron. Society. – 2012. – Vol. 419, Iss. 1. – P. 153–163.
20. Moore C. E. A multiplet tables of astrophysical interest. Revised edition. Part I – Table of multiplets / C. E. Moore // Contributions from the Princeton University Observatory. – 1945. – Vol. 20. – 110 p.
21. The solar oscillations investigation – Michelson Doppler imager / P. H. Scherrer, R. S. Bogart, R. I. Bush et al. // Solar Phys. – 1995. – Vol. 162. – P. 129–188.
22. The solar optical telescope for the Hinode mission: an overview / S. Tsuneta, K. Ichimoto, Y. Tatsukawa et al. // Solar. Phys. – 2008. – Vol. 249, № 2 . – P. 167–196.

Надійшла до редколегії 24.06.20

**В. Лозицкий, д-р физ.-мат. наук,
І. Яковкин, лабор., студ.,
Е. Кравченко, студ.
Киевский национальный университет имени Тараса Шевченко, Киев**

МАГНИТНЫЕ ПОЛЯ В ЛИМБОВЫХ СОЛНЕЧНЫХ ВСПЫШКАХ НА ВЫСОТАХ 2–14 Мм

Приведены результаты исследований магнитных полей в двух мощных солнечных вспышках на лимбе Солнца, которые возникли 17 июля 1981 г. и 14 июля 2005 г. На основании анализа профилей $I \pm V$ линий K Call, HeI 4471,5 и H α сделан вывод, что эффективные (усредненные) магнитные поля B_{eff} достигали в них напряженностей 1100–3000 Гс на высотах 2–14 Мм. Найдены наблюдательные свидетельства еще более сильных локальных магнитных полей B_{max} на уровне приблизительно 10^4 Гс.

Ключевые слова: Солнце, солнечная активность, лимбовые солнечные вспышки, спектрально-поляризационные наблюдения, эффект Зеемана, сильные и сверхсильные магнитные поля.

V. Lozitsky, Dr Hab.,
I. Yakovkin, Lab. Assist., Student,
E. Kravchenko, Student
Taras Shevchenko National University of Kyiv, Kyiv

MAGNETIC FIELDS IN LIMB SOLAR FLARES ON HEIGHTS 2–14 Mm

We present the results of observations of two powerful limb solar flares which occurred on 17 July 1981 and 14 July 2005. Spectral observations of these flares were carried out with the Echelle spectrograph of the Horizontal Solar Telescope of the Astronomical Observatory of Taras Shevchenko National University of Kyiv. In order to measure the magnetic fields in these flares, $I \pm V$ profiles of K Call, HeI 4471.5 and H α lines were studied. It was found that effective (averaged) magnetic field B_{eff} in the flares reached 1100–3000 G on heights 2–14 Mm. However, the spectral evidences to yet stronger fields of $\sim 10^4$ G range were found. In particular, the weak spectral evidences of large Zeeman splitting were found in first flare by HeI 4471.5 line; this evidence corresponds to superstrong magnetic field of 15.5 kG. In the second flare, H α line has non-parallelism of bisectors of $I \pm V$ profiles which can reflect existence of 1550–3000 G fields in the flare. However, in frame of simple two-component model these observed values can correspond to true local (amplitude) magnetic fields B_{max} in range 4.65–18 kG. Apparently, such superstrong magnetic fields arise in structures of a force-free type, with strong twisting of the field lines. It is precisely such field values that are necessary in solar flares for energy reasons. Indeed, solar flares emit energy in the range of 10^{27} – 10^{32} erg in a volume of the order of 10^{27} cm 3 . Elementary calculations show that in order to provide such energy in such a volume, the magnetic field strength should be at least 10^3 G. In addition, if we take into account that solar magnetic fields have the sub-telescopic (spatially unresolved) structure, then the local magnetic field intensities in the flares at the coronal level can be expected even higher.

Key words: Sun, solar activity, limb solar flares, spectral-polarization observations, Zeeman effect, strong and superstrong magnetic fields.