

В. Лоцицкий, д-р физ.-мат. наук,
В. Маслюх, канд. физ.-мат. наук,
О. Ботыгина, инж. I кат.
КНУ имени Тараса Шевченко, Киев

ОЦЕНКИ ЛОКАЛЬНЫХ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ В ПРОТУБЕРАНЦАХ, ИМЕЮЩИХ БОЛЬШУЮ ОПТИЧЕСКУЮ ТОЛЩУ В ЭМИССИОННЫХ ЭЛЕМЕНТАХ

Согласно наблюдениям, бисекторы профилей $I \pm V$ линий $H\alpha$ и $D3$ в протуберанцах, как правило, не соответствуют приближению слабого однокомпонентного магнитного поля. На это указывает их непараллельность с наибольшим расщеплением вблизи вершины эмиссии. Объяснить такие особенности бисекторов можно лишь в рамках двухкомпонентных моделей магнитного поля. У некоторых случаях для этого приходится предполагать негауссову форму профилей линий, что может быть следствием значительной оптической толщи в субтелескопических эмиссионных элементах протуберанца. Согласно расчетам, в таком случае прямые измерения максимального наблюдаемого расщепления бисекторов на уровне интенсивности 0.9 (параметр $B_{0.9}$) занижают действительные локальные магнитные поля в протуберанцах в 3–6 раз.

Ключевые слова: Солнце, протуберанцы, оптическая толщина, локальные магнитные поля.

V. Lozitsky, Dr. Sci,
V. Masliukh, Ph. D.,
O. Botygina, eng,
Taras Shevchenko National University of Kyiv, Kyiv

ESTIMATIONS OF LOCAL MAGNETIC FIELDS IN PROMINENCES WHICH HAVE GREAT OPTICAL THICKNESS IN EMISSIVE ELEMENTS

According to observations, shape of bisectors of $I \pm V$ of profiles of $H\alpha$ and $D3$ lines in prominences, as rule, do not correspond to approximation of weak mono-component magnetic field. This follows from non-parallelism of bisectors, with maximum of their splitting around top of observed emissive profiles. These peculiarities can be explained in frame of two-component models of magnetic field. In some cases, the non-Gaussian shape of line profiles are needed for this purpose that could be caused by great optical thickness in subtelescopic emissive elements of a prominence. According to simulations, in this case the direct measurements of maximum observed splitting of bisectors on intensity level 0.9 (named as parameter $B_{0.9}$) present very lowered values of true local magnetic fields in prominences – approximately 3–5 times.

Key words: Sun, prominences, optical thickness, local magnetic fields.

УДК 523.985

В. Лоцицкий, д-р физ.-мат. наук,
О. Осика, канд. физ.-мат. наук,
В. Лях, студ.
КНУ имени Тараса Шевченка, Київ

ДІАГНОСТИКА ЛОКАЛЬНИХ МАГНІТНИХ ПОЛІВ У СОНЯЧНОМУ ФАКЕЛІ ПО ЛІНІЇ FeI 5233

Для оцінки локальних магнітних полів у сонячному факелі, який спостерігався 07.08.2013 р. на ешельному спектрографі ГСТ АО КНУ, проаналізовано бисектори профілів $I \pm V$ лінії FeI 5233. Отримані дані свідчать про неприйнятність для цієї лінії наближення слабого однокомпонентного магнітного поля. На це вказує дуже значна (до 5 разів) відмінність розщеплення бисекторів у різних частинах профіля лінії. Більш тонкий ефект виявлено при аналізі середньоквадратичного відхилення спостереженого розщеплення бисекторів від лінійного тренду. На відстані від центра лінії близько 120 мА це відхилення максимальне порівняно із шумовими ефектами і може свідчити про локальні магнітні поля напруженістю близько 7.4 кГс.

Ключові слова: Сонце, сонячні факели, локальні магнітні поля.

Вступ. Сонячні факели є найменш інтенсивним проявом сонячної активності на фотосферному рівні. Вважається, що Сонце є цілком "спокійним", якщо на його диску видно лише грануляцію – конвективні комірки з діаметром близько 1 Мм (1000 км), які мають характерний час існування кілька хвилин (найчастіше 8 хв). При виникненні на Сонці активної області, ще до появи сонячних плям, з'являються саме факели – більш гарячі ділянки фотосфери, які при високому просторовому розділенні розпадаються на яскраві фотосферні гранули [14]. Факели оточують групу плям впродовж всього часу її розвитку – від її появи і до поступового розпаду. Коли група сонячних плям повністю розпадається і зникає, на місці її існування знову остаються лише сонячні факели. Факели краще видно в білому світлі ближче до лімба, тоді як в континуумі на довжині хвилі 1700 Å (такі зображення отримуються орбітальною обсерваторією SDO і розміщуються на сайті <http://umbra.nascom.nasa.gov/images/>) їх добре помітно по всьому диску Сонця.

Оскільки сонячні факели спостерігаються, таким чином, навіть частіше, ніж сонячні плями, вони вважаються легкодоступним об'єктом для вимірювання в них магнітних полів. Прямі його вимірювання традиційними методами і при просторовому розділенні до 1" (725 км на Сонці) показали, що типова величина напруженості магнітного поля тут типова кілька сотень гаусів (Гс) [6, 15]. Однак традиційні методи (спектральний – "центрів ваги", фотоелектричний – на основі вимірювань сонячного магнітографа типу Бебкока [7]) дають дуже усереднену по площі величину магнітного поля. Стенфлю [16] методом "відношення ліній" вперше показав, що навіть в спокійних областях на Сонці ймовірно існування субтелескопічних силових трубок магнітного поля з напруженістю 1100–2300 Гс. Пізніше багатьма авторами подібний висновок зроблено і для сонячних факелів [10, 14]. Цей висновок є на сьогодні загальноновизнаним, оскільки сучасні Стокс-метричні спостереження з високим просторовим розділенням (100–150 км) прямо вказують на існування досить сильних ("кілогаусових") магнітних полів в маломасштабних структурних елементах саме такого (≈ 100 км) діаметра [9].

Отримані таким чином оцінки магнітного поля у факелах не можна вважати остаточними і ось чому. По-перше, непрямі оцінки дійсного діаметра маломасштабних силових трубок дають величину ≤ 40 –50 км [4, 18], тобто ще

меншу, ніж 100 км. У такому разі, вимірюване магнітне поле не є амплітудним, а знову-таки усередненим – як по площі самого маломасштабного елемента (силової трубки), так і по навколишніх ділянках на Сонці. По-друге, в кожній силінійній трубці має бути якийсь боковий розподіл магнітного поля. У сонячних плямах, наприклад, він є досить плавним – "дзвоноподібного" вигляду. Внаслідок цього, навіть коли площа вхідної щілини інструмента буде відповідати площі видимого перерізу силової трубки, виміряне магнітне поле буде приблизно у 1.5 раза слабшим, ніж дійсне локальне магнітне поле на осі симетрії силової трубки [4]. Нарешті, по-третє, в усіх сучасних вимірюваннях традиційно використовуються спектральні лінії з високою магнітною чутливістю, а такі дані наперед адаптовані на певний обмежений діапазон напруженостей магнітного поля. Наприклад, у методі "відношенні ліній" [16] це діапазон значень не вище 4000–5000 Гс. При сильніших магнітних полях ті спектральні лінії, які часто при цьому використовуються (наприклад, FeI 5247.1 і 5250.2 з факторами Ланде $g = 2.0$ і 3.0 , відповідно, або ж лінії FeI 6301.5 і 6302.5 з $g = 1.67$ і 2.50) мають вже настільки сильне розщеплення $\Delta\lambda_n$ зеєманівських σ -компонент ($\Delta\lambda_n \geq 0.15\text{--}0.2 \text{ \AA}$), що воно виходить за межі звичайно аналізованих ділянок профілів ліній (як правило, це $\leq 0.15 \text{ \AA}$ від центрів ліній для ліній вказаного типу). Внаслідок цього ці спектральні особливості випадають з розгляду, а відповідна інформація – втрачається.

Для того щоб встановити, існують чи ні у сонячних факелах магнітні поля з напруженістю $\geq 4000\text{--}5000$ Гс, необхідно або використовувати спектральні лінії з меншими факторами Ланде, або ж розширити межі аналізованої ділянки спектра. Крім того, поскільки у сонячних факелах частка площі, зайнята сильними полями (тобто відповідний "фактор заповнення") є відносно невеликою ($\leq 10\%$), доцільно при цьому використовувати сильні спектральні лінії типу FeI 5233 (її еквівалентна ширина $W = 346 \text{ m\AA}$). Якщо ж використовувати лінії типу FeI 5250.2 з еквівалентною шириною $W = 60\text{--}70 \text{ m\AA}$, то відповідні спектральні особливості будуть менш інтенсивними у 5–6 разів і їх буде важче виявити на фоні інструментальних ефектів.

Враховуючи це, саме лінія FeI 5233 і подібні їй лінії використовувались для діагностики локальних магнітних полів у сонячних спалахах [11, 13]. Були отримані спостережні вказівки на те, що у сонячних спалахах найчастіше виникають дві дискретні моди локальних магнітних полів з напруженостями близько 6 і 11–12 кГс на фотосферному рівні, які несуттєво ($\leq 10\%$) відрізняються у спалахах різних балів (від C5 до X1.4). Важливо тим же методом і на основі використання тієї ж спектральної лінії оцінити величину локальних магнітних полів у факелах. Саме це і є метою даного дослідження.

Матеріал спостережень і особливості розщеплення профілів ліній. Досліджувався сонячний факел в хвостовій частині активної області NOAA 1809, яка спостерігалась 07.08.2013 р. поблизу центру диску. Ешельні зеєман-спектрограми цього факела були отримані на горизонтальному сонячному телескопі Астрономічної обсерваторії Київського національного університету імені Тараса Шевченка (ГСТ АО КНУ) [1]. Інструмент дозволяє спостерігати одночасно область від 3800 до 6600 \AA зі спектральним розділенням 30 m\AA в зеленій області спектра. При фотографуванні спектрів використовувався аналізатор кругової поляризації – пластинка $\lambda/4$ та призма-розщиплювач з ісландського шпату (аналог призми Волластона). Початок експозиції був о 7:27:36 UT, тривалість експозиції 15 с, фотопластинка – WP3 ORWO.

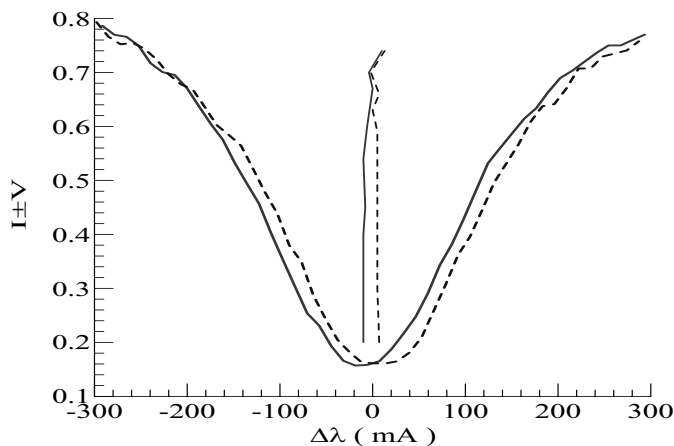


Рис. 1. Спостережені профілі $I_{\pm V}$ лінії FeI 5233 у фотометричному розрізі № 8, де спостерігалось майже однакове розщеплення бісекторів в діапазоні відстаней від центра $\Delta\lambda = 30\text{--}140 \text{ m\AA}$ (див. також рис. 2)

Лінія FeI 5233 фотометрувались на мікрофотометрі МФ-4 при ширині щілини мікрофотометра, еквівалентній 1 Мм на Сонці. Після переведення почорнінь в інтенсивності з врахуванням рівня розсіяного світла, були отримані профілі $I_{\pm V}$ у відносних інтенсивностях, нормованих на інтенсивність найближчого до лінії спектрального континууму. Їх характерною особливістю є те, що величина спостереженого зеєманівського розщеплення $\Delta\lambda_n$ є неоднаковою на різних віддальх від центру лінії (рис. 1). Найкраще це видно по розщепленню бісекторів, які на рис. 1 проведені окремо для $I+V$ та $I-V$ профілів. В цілому, в ядрі лінії бісектори розщеплюються найбільше, а при переході у все більш віддалені від ядра крила розщеплення бісекторів BS зменшується (рис. 2). Лінійний тренд відповідного зменшення BS знайдено близьким по величині в межах ділянки сонячного факела, що відповідає 5 Мм на Сонці. Цей тренд можна описати рівнянням

$$BS(\Delta\lambda) = 600 - 2.7(\Delta\lambda - 50). \tag{1}$$

З рис. 1 і 2 і рівняння (1) випливає, що вимірне зєєманівське розщеплення суттєвим чином змінюється по профілю спектральної лінії: при переході від 50 мА до 230 мА воно зменшується приблизно у 5 разів. Це значно більше, ніж зареєстровано Ульріхом та ін. [17] у цій же лінії, але, очевидно, за межами факелів, де вимірне розщеплення на віддалі $\Delta\lambda = 50$ мА було 400 Гс (а не 600 Гс, як у нашому випадку – рис. 2), а на віддалі від центру $\Delta\lambda = 230$ мА воно було близьким до 200 Гс (а не 114 Гс згідно (1)). Тобто у названих авторів воно зменшувалось приблизно у 2 рази. Раніше (ще у 1980 р.) якісно аналогічний ефект у цій лінії було зафіксовано у роботі [3].

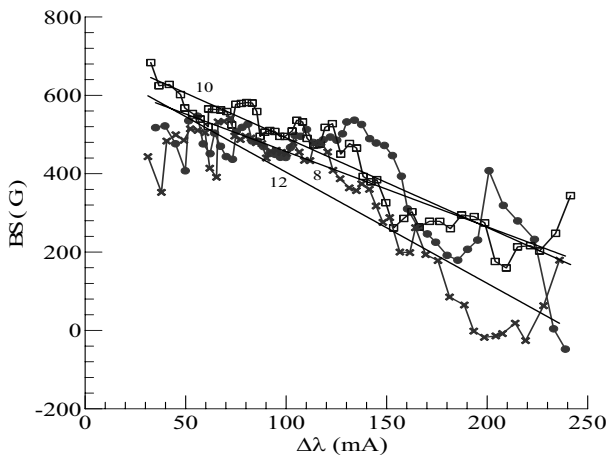


Рис. 2. Зміна виміряного розщеплення бісекторів BS з відстанню від центра лінії $\Delta\lambda$ у трьох сусідніх місцях сонячного факела, віддалених один від одного на 1 Мм. Цифрами 8, 10 і 12 позначені відповідні фотометричні розрізи; прямими лініями показані лінійні тренди, які апроксимують спостережені дані

Однак у 12 сонячних спалахах [11] була зареєстрована у цій же лінії ще більш строката картина: там знак тренду "ядро–крила" був як позитивним, так і негативним (подібно до поданого на рис. 2). Всі такі ефекти вказують на явні відхилення від наближення слабкого однорідного поля для лінії FeI 5233, коли величина розщеплення бісекторів має бути однаковою на різних відстанях від центра лінії [8]. Спостережені особливості можна пояснити лише суттєвою неоднорідністю магнітного поля, коли на вхідній щілині сумуються спектральні вклади від мінімум двох компонент магнітного поля, одна з яких має містити сильні (≥ 1 кГс) локальні магнітні поля.

Усереднене відхилення BS від лінійного тренду. З рис. 2 видно, що лінійні тренди подають дуже усереднену тенденцію зміни розщеплення бісекторів BS з віддаллю $\Delta\lambda$ від центра лінії. Там є локальні шумоподібні флуктуації, які можуть бути обумовлені як інструментальними причинами (насамперед зернистістю фотоемульсії), так і дійсними змінами сонячного походження. Можна очікувати, що шумові флуктуації є нерегулярними і мають різний знак і амплітуду у різних фотометричних розрізах. На противагу цьому, флуктуації сонячного походження повинні локалізуватись на одній і тій же віддалі від центра лінії, якщо напруженість магнітного поля є приблизно однаковою у різних місцях факела. Якщо усереднити дані по багатьох фотометричних розрізах, то інструментальні флуктуації повинні в цілому взаємно "погашатись" і поступово зменшуватись по амплітуді у сумарній картині, тоді як дійсно сонячні флуктуації повинні все більш чітко вирізнятись на фоні "шумів".

Слід також врахувати, що у сонячних факелах, по аналогії з сонячними спалахами, наперед невідомо, яку картину ефекту Зєємана слід очікувати від просторово нероздільних (субтелескопічних) силових трубок – емісійну чи абсорбційну, тобто аналогічну фраунгоферовому спектру. Якби було наперед відомо, що там тільки абсорбційні прояви ефекту Зєємана, доцільно було б при усередненні картин розщеплення бісекторів шукати локальні максимуми розщеплення [8]. Однак якщо там насправді субтелескопічні прояви емісійного ефекту Зєємана, притому тієї ж магнітної полярності, що і в "фоні", то там мали б бути мінімуми розщеплення бісекторів. Ситуація ускладнюється тим, що "фон" і занурені у нього силові трубки необов'язково повинні мати однакову магнітну полярність.

У такому випадку, найбільш оправданим є прослідкувати вздовж профілю лінії середньоквадратичне відхилення від лінійного тренду, тобто знайти лише середнє абсолютне значення цього відхилення [11]. Тоді можна виявити такі місця у профілі лінії, які систематично збурюються по відношенню до лінійного тренду.

На рис. 3 подано результат розгляду стандартного відхилення від лінійного тренду (SDFLT – standard deviation from linear trend) на залежності від віддалі від центра лінії $\Delta\lambda$ для дослідженого сонячного факела, усереднений по ділянці 5 Мм. Для порівняння наведено також аналогічний усереднений розподіл для 12 спалахів [11]; штрихова лінія подає очікуваний рівень шумових ефектів.

Видно, що в діапазоні віддалей від центра $\Delta\lambda = 40\text{--}240$ мА маємо два максимуми величини SDFLT як для спалахів, так і для факела. Однак положення цих максимумів, в цілому, не співпадають: перший максимум відповідає $\Delta\lambda_{\text{max}} = 90\text{--}110$ мА для спалахів, тоді як для факела $\Delta\lambda_{\text{max}} \approx 120$ мА. І хоча другий максимум для факела добре співпадає з аналогічною особливістю для спалахів, його амплітуда близька до рівня шумових ефектів. Слід, однак, врахувати, що рівень шумових ефектів на спектрограмах дуже залежить від того, чи правильно була підібрана експозиція саме для того порядку дифракції на ешельній спектрограмі, де знаходиться досліджена магніточутлива лінія. При оптимальних експозиціях, які відповідають лінійній ділянці характеристичної кривої, шумові ефекти значно менші, ніж в областях недо- або переэкспонування. Тому наведену на рис. 3 плавну штрихову залежність можна розглядати лише як орієнтовну – яка, скоріш всього, дає лише середній ефект. При оптимальних експозиціях величина шумових ефектів має бути меншою, ніж показана на рис. 3. До цього слід зауважити, що спектрограма дослідженого факела має нормальні почорніння фотоемульсії в області $\lambda = 5233$ Å.

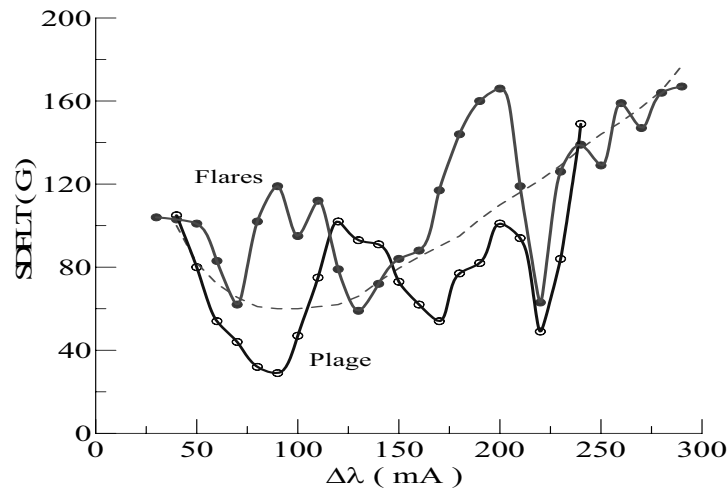


Рис. 3. Порівняння розподілів стандартних відхилень від лінійного тренду (SDFLT – standard deviation from linear trend) для дослідженого факела і 12 спалахів згідно з даними [11]. Штрихова лінія подає очікуваний рівень шумових ефектів

Висновки та їх обговорення. Отримані дані свідчать про неприйнятність для лінії FeI 5233 наближення слабкого однокомпонентного магнітного поля у випадку дослідженого факела. На це вказує дуже значна (до 5 раз) відмінність розщеплення бісекторів у різних частинах профілю лінії (рис. 2). Якби у факелі були дійсно відносно слабкі магнітні поля (≤ 600 Гс), то при таких магнітних полях і однокомпонентній структурі магнітного поля, бісектори профілів I+V і I-V були б взаємно паралельні. В принципі, спостережена непаралельність бісекторів може виникнути при ненульовому висотному градієнті магнітного поля. Але тоді довелося б припустити значний по величині позитивний висотний градієнт ($\partial B/\partial h > 0$), що малоймовірно з огляду на швидке зменшення газового тиску з висотою у фотосфері.

Альтернативою є суттєва неоднорідність магнітного поля в горизонтальному напрямі. Поданий на рис. 2 ефект можливий при двокомпонентній структурі магнітного поля (фон + силові трубки), при якій в силових трубках існують не тільки сильні поля, але й суттєво звужені профілі спектральних ліній [8].

З практичної точки зору, поданий на рис. 2 ефект свідчить про те, що лінія FeI 5233, незважаючи на її значну спектральну ширину (близько 0.3 Å) і низьку магнітну чутливість ($g = 1.26$), не може використовуватись як базова лінія для визначення такої характеристики усереднених магнітних полів, як поздовжня компонента магнітного поля B_{\parallel} або ж магнітний потік поздовжнього поля. Хоча стоковий профіль / цієї лінії не дуже змінюється при переході від незбуреної атмосфери до факела і навіть плями і завжди має (навіть у плямах) відносно невелике спостережене магнітне розщеплення ($\Delta\lambda_H \ll \Delta\lambda_{1/2}$), не виконується проста теоретична умова слабкого однокомпонентного поля – однакова величина вимірюваного поля (чи розщеплення бісекторів) у різних частинах профілю лінії. З огляду на це, постановка питання про те, яка ж тоді частина профілю дає "правильне магнітне поле", позбавлено сенсу. Правильні по величині магнітні поля можуть бути отримані тільки в рамках багатокомпонентних моделей.

Крім поданого на рис. 2 дуже значного по величині і безперечно реального ефекту, виявлено також більш тонкий ефект – немонотонний характер розподілу стандартного відхилення від лінійного тренду (рис. 3). Якісно він нагадує аналогічні результати для спалахів [11], хоча там і існують кількісні відмінності – розбіжність максимумів розподілів SDFLT в діапазоні віддалей від центру $\Delta\lambda = 80\text{--}140$ мÅ. Можливо, ця розбіжність реальна і зумовлена більш сильним локальним магнітним полем у факелі, ніж у спалахах. Відповідну величину магнітного поля можна оцінити по відомій формулі

$$\Delta\lambda_H = 4.67 \times 10^{-13} g \lambda^2 B, \tag{2}$$

де зєманівське розщеплення $\Delta\lambda_H$ і довжина хвилі λ – в Å, а напруженість магнітного поля B – у гаусах (Гс). Вважаючи, що для дослідженого факела $\Delta\lambda_{\max} = \Delta\lambda_H \approx 120$ мÅ, маємо $B \approx 7.4$ кГс. Тоді, аналогічно, для спалахів ($\Delta\lambda_{\max} = \Delta\lambda_H = 90\text{--}110$ мÅ) маємо $B = 5.6\text{--}6.8$ кГс, тобто там магнітне поле слабше приблизно на 1.2 кГс. Можна припустити, що ослаблення локальних магнітних полів у спалахах порівняно з факелом є наслідком спалахового енерговиділення, в результаті якого енергія магнітного поля витрачається на інші види енергій (нагріву плазми, електромагнітного випромінювання, прискорення часток, ударних хвиль і корональних викидів маси). Цікаво, що у фотосфері активної області 12.10.1977 подібним методом знайдено величину локального поля $B = 7.1$ кГс [11], тобто близьку до наведеної вище для факела (7.4 кГс).

Слід зауважити, що питання часових змін локальних магнітних полів впродовж спалахів є на сьогодні неясним. Раніше в роботах [2, 5, 12] зроблено висновок, що максимум напруженості магнітного поля досягається в максимальній фазі спалахів. Однак ці висновки отримані іншими методами, адаптованими на діапазон напруженостей не вище 4–5 кГс. Питання того, якими можуть бути зміни магнітного поля в діапазоні значень вище 4–5 кГс, не тільки не вивчалось, але й навіть не ставилось і є цікавою і важливою проблемою для майбутніх досліджень.

Подяки. Автори вдячні Олегу Лозицькому за допомогу в опрацюванні фотометричних даних програмним кодом BISECTOR, який дозволяє значно прискорити аналіз бісекторів / $\pm V$ профілів ліній.

Список використаних джерел

1. Горизонтальный солнечный телескоп Астрономической обсерватории Киевского университета / Е.В. Курочка, Л.Н. Курочка, В.Г. Лозицкий и др. // Вест. Киев. ун-та. Астрономия, 1980. – Вып. 22. – С. 48–56.
2. Курочка Е.В. Временные изменения физических условий в фотосферных слоях солнечной вспышки / Е.В. Курочка, В.Г. Лозицкий, О.Б. Осыка // Кинематика и физика небесных тел, 2008. – Т. 24, № 4. – С. 308–320.

3. Лоцицкий В.Г. О калибровке магнитографических измерений с учетом пространственно неразрешимых неоднородностей / В.Г. Лоцицкий // *Physica Solariter.*, Potsdam, 1980. – No. 14. – P. 88–94.
4. Лоцицкий В.Г. Эмпирическая модель мелкомасштабного магнитного элемента спокойной области Солнца / В.Г. Лоцицкий, Т.Т. Цап // *Кинематика и физика небесных тел*, 1989. – Т. 5, № 1. – С. 50–58.
5. Лоцицкий В. Порівняльна діагностика тонкоструктурних магнітних полів у сонячному спалаху та спокійних областях на Сонці / В. Лоцицкий, Т. Цап, О. Осика // *Вісн. Київ. нац. ун-ту імені Тараса Шевченка. Астрономія*, 2007. – Вип. 44. – С. 18–21.
6. Стешенко Н. В. Магнитные поля солнечных факелов / Н.В. Стешенко // *Изв. Крым. астрофиз. обсерватории*, 1968. – Т. 38. – С. 52–58.
7. Babcock H. W. The solar magnetograph / H. W. Babcock // *Astrophys. J.*, 1953. – Vol. 118. – P. 387–396.
8. Gordovskyy M. Observations of unresolved photospheric magnetic fields in solar flares using Fe I and Cr I lines / M. Gordovskyy, V. G. Lozitsky // *Solar Physics*. – 2014. – Vol. 289, Iss. 10. – P. 3681–3701.
9. Quiet-Sun inter-network magnetic fields observed in the infrared / E. V. Khomenko, M. Collados, S. K. Solanki et al. // *Astronomy and Astrophysics*, 2003. – Vol. 408. – P. 1115–1135.
10. Koutchmy S. Photospheric faculae. II. Line profiles and magnetic field in the bright network of the quiet Sun / S. Koutchmy, G. Stellmacher // *Astron. and Astrophys.*, 1978. – Vol. 67, № 1. – P. 93–102.
11. 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*, 2014. – № 8. – DOI: <http://dx.doi.org/10.1016/j.asr.2014.09.028>.
12. Observations of magnetic field evolution in a solar flare / V.G. Lozitsky, E.A. Baranovsky, N.I. Lozitska et al. // *Solar Physics*, 2000. – Vol. 191, № 1. – P. 171–183.
13. Lozitsky V.G. Diagnostics of local magnetic fields in solar flares using Fe I 5383 and Mg I 5528 lines / V.G. Lozitsky, O.V. Lozitsky // *Odessa Astronomical Publications*, 2014. – Vol. 27, № 2. – P. 92–93.
14. Mehlretter J.P. Observations of photospheric faculae at the center of the solar disk / J.P. Mehlretter // *Solar Phys.*, 1974. – Vol. 38, № 1. – P. 43–57.
15. Sheeley N.R.Jr. Observations of small-scale solar magnetic fields / N.R.Jr. Sheeley // *Solar Phys.*, 1967. – Vol. 1, № 2. – P. 171–179.
16. Stenflo J.O. Magnetic-field structure of the photospheric network / J.O. Stenflo // *Solar Physics*, 1973. – Vol. 32, № 1. – P. 41–63.
17. Interpretation of Solar Magnetic Field Strength Observations / R.K. Ulrich, L. Bertello, J.E. Boyden et al. // *Solar Physics*, 2009. – Vol. 255, Iss. 1. – P. 53–78.
18. Wiehr E. A unique magnetic field range for non-spot solar magnetic regions / E. Wiehr // *Astron. and Astrophys.*, 1978. – Vol. 69, № 2. – P. 279–284.

Надійшла до редколегії 29.12.14

В. Лоцицкий, д-р физ.-мат. наук,
О. Осыка, канд. физ.-мат. наук,
В. Лях, студ.,
КНУ імені Тараса Шевченка, Київ

ДИАГНОСТИКА ЛОКАЛЬНЫХ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ В СОЛНЕЧНОМ ФАКЕЛЕ ПО ЛИНИИ Fe I 5233

Для оценки локальных магнитных полей в солнечном факеле, который наблюдался 07.08.2013 г. на зешельном спектрографе ГСТ АО КНУ, проанализированы бисекторы профилей $I \pm V$ линии Fe I 5233. Полученные данные свидетельствуют о неприменимости для этой линии приближения слабого однокомпонентного магнитного поля. На это указывает весьма значительное (до 5 раз) отличие расщеплений бисекторов в разных частях профиля линии. Более тонкий эффект обнаружено при анализе среднеквадратичного отклонения наблюдаемого расщепления бисекторов от линейного тренда. На расстоянии от центра линии около 120 мА это отклонение является максимальным по сравнению с шумовыми эффектами и может указывать на локальные магнитные поля с напряженностью около 7.4 кГс.

Ключевые слова: Солнце, солнечные факелы, локальные магнитные поля.

V. Lozitsky, Dr. Sci.,
O. Osyka, Ph. D.,
V. Lyakh, stud.,
Astronomical Observatory of Kyiv Taras Shevchenko National University, Kyiv

LOCAL MAGNETIC FIELD DIAGNOSTICS IN SOLAR FACULAE USING Fe I 5233 LINE

The bisectors of $I \pm V$ Stokes profiles are analyzed for measurements of local magnetic field strengths in solar faculae of 7 August 2013 observed on Echelle spectrograph of horizontal solar telescope of the Astronomical Observatory of Kyiv Taras Shevchenko National University. Obtained observational data indicate the inapplicability the weak-field and one-component approximation for this line. This follows from essential (till five times) differences of bisector splitting in different parts of line profile. A fine effect was found from analysis of mean-square deviation of observed bisector splitting from linear trend. This deviation has a maximum (relatively error level) on distance nearly 120 mÅ from line center that could indicate the presence of local magnetic field of about 7.4 kG.

Key words: Sun, solar faculae, local magnetic fields.

УДК 524.7

С. Парновський, д-р фіз.-мат. наук,
І. Ізотова, канд. фіз.-мат. наук

МУЛЬТИХВИЛЬОВІ ФУНКЦІЇ СВІТНОСТІ ГАЛАКТИК З АКТИВНИМ ЗОРЕУТВОРЕННЯМ

Розглянуто функцію світності вибірки 800 галактик з активним зореутворенням у рекомбінаційній лінії $\text{H}\alpha$ у зоні іонізованого водню та ультрафіолетовому діапазоні. Проаналізовано вплив на функцію світності точності у вимірюванні потоків випромінювання галактик, зокрема в ультрафіолетовому діапазоні, та еволюції світності галактик на шкалі часу в 10 млн років. Показано, що функції світності галактик з активним зореутворенням у лінії $\text{H}\alpha$ та ультрафіолетовому діапазоні не можуть бути описані функцією Шехтера, і їх відмінність від функції Шехтера не може бути пояснена врахуванням досліджених факторів впливу.

Вступ. Функція світності (ФС) є дуже важливою статистичною характеристикою населення галактик. Дуже часто вона описується функцією Шехтера (ФС) [27], яка відома у математичній статистиці як гамма функція. Але залишається проблематичним, чи функція Шехтера адекватно відтворює ФС галактик для спостережень у різних діапазонах спектра електромагнітного випромінювання.

Відомо, що у галактик високої світності функції світності відрізняються від функції Шехтера. Зокрема, це спостерігається для світностей галактик в деяких діапазонах довжин хвиль, що є хорошими індикаторами процесів зореутворення. Це – випромінювання галактик на 60 мкм у далекому інфрачервоному діапазоні [18, 26, 28], у радіоконтинуумі [9, 20, 29]. При цьому функція Шехтера гарно відтворює ФС у рекомбінаційній лінії $\text{H}\alpha$ у областях іонізованого водню (зони HII) [13, 19], та ультрафіолетовому (УФ) діапазоні [30].