

doi: <https://doi.org/10.15407/kfnt2020.04.003>

УДК 523.942

**М. І. Стоділка<sup>1</sup>, Р. І. Костик<sup>2</sup>**

<sup>1</sup>Астрономічна обсерваторія Львівського національного університету імені Івана Франка  
вул. Кирила і Мефодія 8, Львів, Україна, 79005  
[myroslav.stodilka@lnu.edu.ua](mailto:myroslav.stodilka@lnu.edu.ua)

<sup>2</sup>Головна астрономічна обсерваторія Національної академії наук України  
вул. Академіка Заболотного 27, Київ, Україна, 03143  
[kostik@mao.kiev.ua](mailto:kostik@mao.kiev.ua)

## **Сонячні факели: мікротурбулентність як індикатор похилих магнітних полів**

*За даними спостережень сонячного факела в лінії Ва II 455.403 нм отримано шляхом розв'язку оберненої задачі нерівноважного переносу випромінювання 3D-модель факельної площадки і проведено дослідження тонкої структури поля нерозділених швидкостей (мікротурбулентності). У шарах верхньої фотосфери утворюються нові турбулентні структури, які локалізуються переважно між висхідними і низхідними потоками з утворенням кільцеподібних структур підвищеної турбулентності навколо цих потоків. Запропоновано механізм магнітної анізотропії мікротурбулентної швидкості (дрібно-масштабні вихороподібні рухи плазми здійснюються переважно у площинах, перпендикулярних магнітному полю), що дозволяє пояснити висотну залежність поля нерозділених швидкостей. Анізотропія мікротурбулентності починає проявлятися у нижніх фотосферних шарах поза висхідними і низхідними потоками, тоді як усередині цих потоків вона проявляється у більш високих шарах. Збільшення мікротурбулентності в шарах верхньої фотосфери і нижньої хромосфери на ділянках між потоками речовини свідчить про наявність похилих магнітних полів, що, поряд із замиванням її просторової структури, вказує на існування області магнітного канопі. Мікротурбулентність можна використовувати в якості додаткового інструменту для діагностики похилих магнітних полів.*

**Ключові слова:** Сонце, фотосфера, факели, мікротурбулентність, діагностика, похилі магнітні поля.

**ВСТУП**

Факели, поряд з плямами і порами, є одним із утворень на поверхні Сонця, що легко ідентифікуються у видимій області.

Для плям і пор характерне зменшення інтенсивності в континуумі, тоді як для факелів — збільшення яскравості у спектральних лініях. На краю сонячного диска факели помітні в континуумі [7].

Починаючи з 1950-х рр. було відомо, що факели є утвореннями намагніченої сонячної плазми [5]. Але тільки в 1970-х рр. у факелах було виявлено кілогауссові магнітні поля [32]. Магнітні утворення у факелах часто розглядають як магнітні трубки або листи [29].

Дослідження структури і фізичних умов у факелах було проведено в ряді робіт як шляхом реалістичного МГД-моделювання [31, 37], так і з використанням даних спостережень [6, 13—16, 18—20, 23, 24, 30 та ін.].

У роботах [3, 7, 9, 12, 20] для дослідження сонячних факелів були використані інверсні підходи. В роботах [9, 12, 20] отримано моделі з постійними, за винятком температури, параметрами. У дослідженні [7] застосовано метод 2D-інверсії, але вертикальну стратифікацію параметрів моделі було отримано виключно за трьома вузлами (точками, в яких обчислюються значення параметрів моделі з подальшою інтерполяцією). Такий підхід обумовлений особливістю роботи інверсної процедури і не дозволяє вивчати тонку структуру шарів сонячної атмосфери. Тонку структуру температурних варіацій і променевої швидкості сонячних факелів досліджено в роботі [3], модель атмосфери у факельній площадці отримано шляхом розв'язку оберненої задачі нерівноважного переносу випромінювання з використанням стабілізаторів Тихонова. В такому підході відсутня проблема обмеження числа вузлів для висотної стратифікації параметрів моделі.

Використовуване при вивченні атмосфери Сонця поле швидкостей включає, як правило, променеву, мікротурбулентну та макротурбулентну швидкість і відображає динаміку процесів, що відбуваються в атмосфері.

Променева швидкість дає інформацію про стратифікацію висхідних і низхідних потоків речовини уздовж променя зору для кожного пікселя спостережуваної області. У випадку низького або ж недостатнього просторового розділення необхідно додатково вводити такі емпіричні характеристики руху речовини, як макро- і мікротурбулентна швидкість. Макротурбулентність використовують для опису руху оптично товстих структур атмосфери, сумірних з гранулами. Макротурбулентна швидкість враховує висхідні та низхідні рухи таких нерозділених елементів [8]. Оскільки дані спостережень, які ми використовуємо, мають достатню просторову роздільну здатність, ми не вводили макротурбулентну швидкість до розгляду.

Мікротурбулентна швидкість характеризує поле швидкостей на значно менших просторово нерозділених масштабах. Мікротурбулен-

тність розширює ядро лінії, і, отже, збільшує еквівалентну ширину лінії. Результати дослідження мікро- і макротурбулентності у незбудованій атмосфері Сонця, отримані до 1988 р., приведено у монографії [1].

Згідно з [1] концепція мікро-макротурбулентності цілком прийнятна для опису контурів фраунгоферових ліній. Значення мікротурбулентності залежить від параметрів лінії, тому мікротурбулентну швидкість розглядають як параметр, що змінюється з глибиною атмосфери. Головним недоліком такого підходу є неможливість відтворити асиметрію ліній. Мікротурбулентність, як правило, визначають за еквівалентними ширинами помірних і сильних ліній. Слабкі лінії малочутливі до мікротурбулентності, тоді як макротурбулентність визначають за центральними інтенсивностями ліній, при цьому необхідні дані про мікротурбулентність. Крім цього, результати вибору моделі мікро-макротурбулентності залежать від величини постійної загасання в лінії. Мікро- та макротурбулентну швидкості, як індикатори поля нерозділених швидкостей, використовують при підгонці теоретичних профілів до спостережуваних [1, 17, 28].

У роботі [21] шляхом аналізу спектральних ліній різної інтенсивності, отриманих при спостереженні центра диска Сонця з високим спектральним і просторовим розділенням, показано, що області підвищеної турбулентності розміщені у міжгранулах біля країв гранул і пов'язані зі зсувними течіями — висхідні конвективні потоки породжують зсувні течії з подальшою генерацією турбулентності, яка згодом дифундує у міжгрануляційний простір.

Відомо, що спостереження областей з кілогауссовими магнітними полями вимагають введення додаткових мікротурбулентних швидкостей, на відміну від областей зі слабкими полями [27, 28]. При цьому в областях, що містять кілогауссові поля, мікротурбулентність варіює у межах 1...3.5 км/с. Нещодавно в результаті досліджень поля мікротурбулентних швидкостей у факельній площадці було показано [7], що у магнітних концентраціях турбулентність збільшена. При цьому найбільші турбулентні швидкості локалізовані переважно на краю магнітних концентрацій з утворенням вузького кільця навколо них, тоді як на висотах утворення континууму мікротурбулентні швидкості для спокійної фотосфери і магнітних концентрацій однакового порядку та зменшуються з висотою в шарах нижньої і середньої фотосфери, причому у магнітних концентраціях турбулентність істотно вища. Автори роботи [7] вважають, що природа мікротурбулентності може бути різною: нерозділені конвективні процеси у магнітних концентраціях, поверхневі хвилі на стінках магнітних концентрацій, нерозділені градієнти горизонтальної швидкості з найбільшими значеннями на границях концентрацій тощо.

У даній роботі проведено дослідження зміни з висотою тонкої структури поля мікротурбулентних швидкостей у фотосферних шарах для факельної площадки. Для дослідження ми вибрали слабо блен-

довану лінію іонізованого барію 455.403 нм. Ця лінія чутлива до фізичних параметрів сонячної атмосфери — від нижньої фотосфери до нижньої хромосфери. Результати дослідження діагностичних можливостей лінії Ba II 455.403 нм в обернених задачах переносу випромінювання представлено в роботі [3]. Ми виявили явище магнітної анізотропії мікротурбулентної швидкості у магнітному полі факела: дрібномасштабні кругові рухи у площинах, перпендикулярних до силових ліній магнітного поля, переважають над рухами уздовж поля.

### ДАНІ СПОСТЕРЕЖЕНЬ ТА МОДЕЛЬ АТОМА БАРІЮ

У дослідженні використано дані комплексних спостережень факельної площадки в центрі сонячного диска [13]:

1) спектрополяриметричні спостереження в інфрачервоній лінії нейтрального заліза 1564.8 нм з використанням приладу TIR. Розділення: часове — 6 хв 50 с, спектральне — 1.473 пм, просторове — 0.185 .

2) вузькосмугові фільтрові спостереження у 37 довжинах хвиль лінії іонізованого барію Ba II 455.403 нм на приладі TESOS.

Розділення: часове — 25.6 с; спектральне — 1.6 пм; просторове — 0.089 . Реальне просторове розділення через нестабільність земної атмосфери становило 0.4...0.7 .

Для дослідження ми вибрали найбільш замагнічену область факела розміром  $8.9 \times 1.3$  , якій відповідає площадка  $100 \times 15$  пікселів [13].

Модель атома барію ми взяли з роботи [22] і доповнили новими даними для сил осциляторів із бази даних VALD (<http://vald.astro.uu.se>). Резонансна лінія Ba II 455.403 нм має складну структуру — з урахуванням надтонкої структури та ізотопічних зсувів лінія складається з 17 компонентів [22, 25, 34—36].

### РОЗВ'ЯЗОК ОБЕРНЕНОЇ ЗАДАЧІ ПЕРЕНОСУ ВИПРОМІНЮВАННЯ

Фізичні умови у факельній площадці були відтворені шляхом розв'язку оберненої задачі переносу випромінювання з використанням стабілізаторів Тихонова, які забезпечують гладкість розв'язків та їхню незалежність від початкового наближення. При такому підході цільова функція, за якою шукають рішення, має вигляд [3]:

$$\sum_{reg}^2 \sum^2 S(x),$$

де стандартна цільова функція  $\sum^2$  описує, наскільки відрізняється теоретичний профіль (отриманий у рамках поточної моделі атмосфери) обраної лінії від спостережуваного профілю,  $\sum$  — параметр регуляризації,  $S(x)$  — тихонівський стабілізатор,  $x$  — безрозмірний параметр моделі.

Поправки до значень параметрів моделі знаходять з умови мінімуму для цільової функції:

$$\mathbf{x} = \frac{2(\mathbf{x}_0) - 2\mathbf{H}\mathbf{x}_0}{\mathbf{D}(\mathbf{x}_0) - 2\mathbf{H}}.$$

Тут  $\mathbf{D}$  — матриця Гессе,  $\mathbf{H}$  — матричне представлення стабілізатора.

## ОТРИМАНІ РЕЗУЛЬТАТИ

Отримана 3D-модель факела є сукупністю 1500 (100–15) одновимірних моделей для кожного пікселя. При побудові моделі факела ми визначали мікротурбулентну швидкість поряд з основними параметрами моделі (температура, тиск, променева швидкість, магнітна індукція). Остання додатково розширює профіль спектральної лінії (цей параметр входить у доплерівську півширину, якою визначається коефіцієнт поглинання в лінії). Всі 1D-моделі вибраної площадки приведено до загальної шкали геометричних глибин, бо на нижній межі виконується умова горизонтального балансу повного тиску. Обрана нами лінія іонізованого барію Ba II 455.403 нм дозволяє проводити діагностику сонячної атмосфери від шарів утворення континууму до шарів нижньої хромосфери.

При моделюванні утворення лінії барію, що розглядається, в умовах факела необхідно оцінити (поряд з конвективними і турбулентними рухами) внесок магнітного поля у розширення лінії. Згідно з базою атомних даних VALD (<http://vald.astro.uu.se>), для основного ізотопічного компонента ефективний фактор Ланде становить 1.16. З урахуванням останнього, навіть при наявності постійного в висоту магнітного поля з індукцією 1 кГс, відстань між синім і червоним піком  $V$ -параметра Стокса дорівнюватиме 2.25 пм.

З іншого боку, за рахунок великої атомної ваги барію розглянута лінія чутлива до нетеплових рухів у атмосфері Сонця. Так, при моделюванні утворення досліджуваної лінії у рамках моделі Асплунда з урахуванням надтонкої структури ширина лінії (на рівні половини глибини лінії) становить 14 пм для гранули, 13 пм для міжгранули і 15.5 пм для просторово усередненого профілю, при цьому відстань між крайніми компонентами лінії, які виникають за рахунок надтонкої структури та ізотопічного зсуву, дорівнює 5.8 пм. Таким чином, магнітне розширення лінії істотно менше не тільки від ширини лінії, але і від величини її надтонкого розщеплення. Тому впливом магнітного поля на розширення обраної спектральної лінії у першому наближенні можна знехтувати, тим більше, що в середньому магнітне поле з висотою зменшується [26].

Результати відтворення поля мікротурбулентної швидкості представлено на рис. 1: показані 2D-іміджі  $V_{micro}$  для різних шарів сонячної атмосфери (фотосфера + нижня хромосфера). Для прив'язки поля турбулентних швидкостей до грануляційної структури будемо викорис-

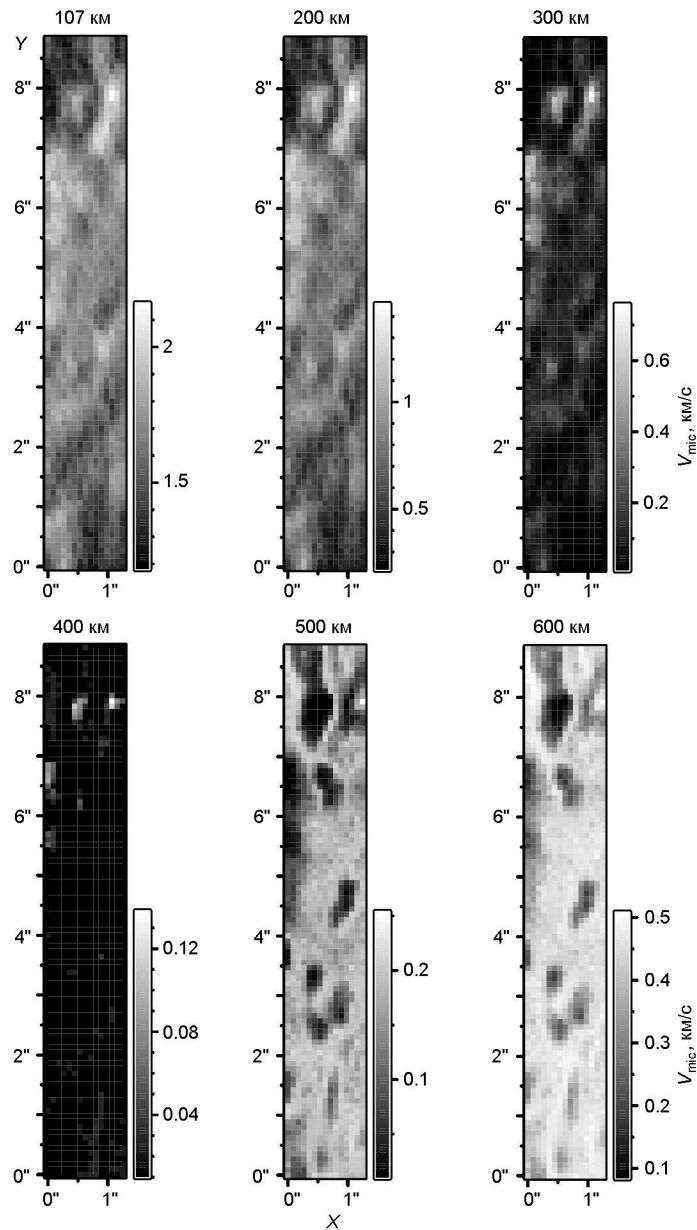


Рис. 1. Розподіл мікротурбулентної швидкості по поверхні факельної площадки на різних висотах атмосфери Сонця (швидкість в км/с)

товувати відтворене поле вертикальних швидкостей (рис. 2): світлим тонам відповідають висхідні, темним — низхідні потоки речовини.

Як впливає із рис. 2, структура просторових варіацій швидкості не зазнає істотних змін з висотою.

Згідно з отриманими результатами мікротурбулентність з висотою зменшується, причому всередині інтенсивних висхідних і низхідних потоків вона вища, ніж в областях, що розділяють їх. На висоті  $h = 400$  км мікротурбулентні швидкості досягають мінімальних значень,

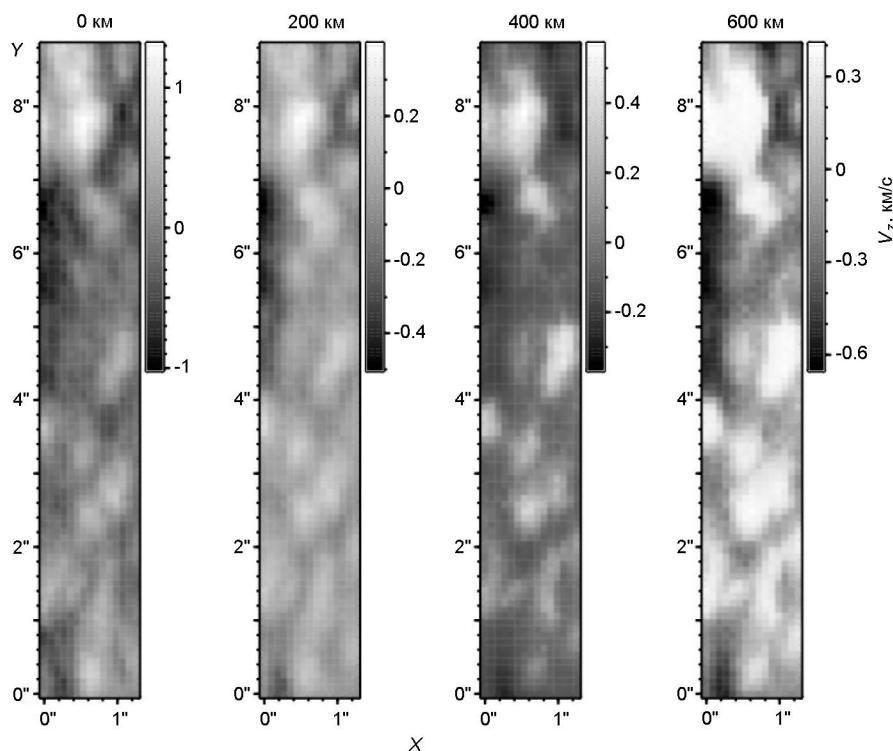


Рис. 2. Розподіл  $z$ -проекції швидкості по поверхні факельної площадки на різних висотах атмосфери Сонця

і у верхніх шарах поступово збільшуються з висотою, але з тією відмінністю, що мікротурбулентні швидкості у висхідних і низхідних потоках тепер істотно нижчі, ніж у областях між ними. Зокрема, шістьом темним областям, розташованим у центральних областях площадки спостереження на висотах 500 км і 600 км, відповідають висхідні потоки, а менш темним областям на  $Y = 5.5$  (зліва),  $Y = 6.5$  (зліва) і  $Y = 8$  (справа) — низхідні потоки (див. рис. 2, 3). При цьому спостерігається тенденція замивання областей із низькою турбулентністю.

На висотах 300...400 км (рис. 1) видно залишки мікротурбулентних швидкостей, що дозволяють локалізувати «високотурбулентні» ділянки факельної площадки. Так, ділянка підвищеної турбулентності на  $y = 7.8$  (посередині площадки) лежить на краю висхідного потоку, ділянка на  $y = 7.9$  (справа) — між висхідним і низхідним потоками, ділянки на  $y = 5.6$  і  $y = 6.7$  (зліва) — на краю низхідного потоку. У нижніх фотосферних шарах ділянки підвищеної турбулентності можуть бути викликані додатковим розширенням лінії магнітним полем, через те що магнітні концентрації локалізовані переважно у міжгранульних прошарках [7]. На висоті  $h = 400$  км у нижній частині площадки ( $y = 0...3$ ) помітні фрагменти нових турбулентних структур, які у більш високих шарах (вище 400 км) утворюють «турбулентні» області.

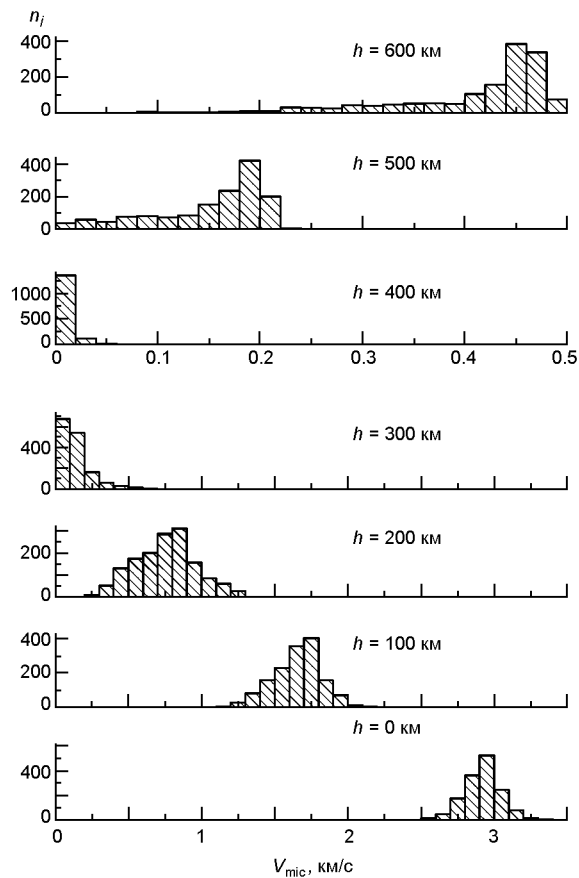


Рис. 3. Гістограми розподілу мікротурбулентної швидкості на різних висотах атмосфери Сонця

У верхніх шарах атмосфери ( $h = 500$  км) навколо низькотурбулентних областей (висхідних і низхідних потоків) спостерігаються, аналогічно [7], кільцеподібні структури підвищеної турбулентності.

Оскільки параметри моделі атмосфери мають істотний стохастичний компонент, ми далі проведемо дослідження висотних особливостей гістограм розподілу отриманих мікротурбулентних швидкостей. Такі гістограми для різних висот показані рис. 3, де  $n_i$  — кількість значень  $V_{micro}$ , що потрапляють у заданий інтервал, тобто  $n_i = N$ , де  $N$  — кількість пікселів спостережуваної площадки.

Згідно з отриманими результатами максимум розподілу мікротурбулентної швидкості з висотою зсувається у бік менших значень. І на висоті  $h = 400$  км більшість пікселів має практично нульову мікротурбулентність. У шарах вище 400 км з'являється новий тип розподілу, який з висотою зсувається у бік збільшення мікротурбулентності. Новий тип розподілу, швидше за все, пов'язаний з утворенням нових структур у шарах верхньої фотосфери.



## ОБГОВОРЕННЯ

Отримані нами результати в деякій мірі узгоджуються з даними [7], при тому що в нашому підході набагато краще висотне розділення відтворюваних параметрів моделі факела і використано дані спостережень тільки для  $I$ -параметра Стокса, тоді як у роботі [7] використовувались спостереження (чотири параметри Стокса) з вищою просторовою роздільною здатністю. У роботі [7] представлено аналогічні гістограми для факельної площадки для висот  $h = 0, 100$  і  $300$  км, яким якісно відповідають гістограми, представлені на рис. 3. При цьому для  $h = 0$  км в нашому випадку мікротурбулентні швидкості в середньому збільшені на  $1$  км/с, що, швидше за все, пов'язано з додатковим розширенням профілю лінії магнітним полем факела, яке в нашому дослідженні відтворюється як розширення мікротурбулентною швидкістю. Для висоти  $100$  км середні значення приблизно рівні, тоді як для  $h = 200$  км — істотно менші, ніж у [7] для  $h = 300$  км. Крім того, для гістограм мікротурбулентної швидкості (рис. 3) через менше просторове розділення спостережень характерний набагато менший розкид швидкостей і відсутні аномально великі значення мікротурбулентної швидкості у шарах нижньої фотосфери. Різна асиметрія гістограм на рис. 3 і у роботі [7], можливо, викликана тим, що в нашому випадку аналізуються всі пікселі, а не поділяються на дві групи, як у роботі [7].

Необхідно врахувати ще одну важливу обставину: той факт, що на висоті  $400$  км всі пікселі площадки мають практично нульову мікротурбулентність, вказує на відсутність розширення профілю лінії магнітним полем факела у верхніх фотосферних шарах, бо магнітне поле з висотою в середньому не збільшується [26]. Тому спостережуване збільшення мікротурбулентності на  $h > 400$  км (рис. 3) може викликатися різними факторами, але тільки не за рахунок розширення профілю лінії магнітним полем.

Отриманому нами збільшенню мікротурбулентності можуть відповідати нерозділені рухи різної природи (конвективні, хвильові рухи і т. п.). До того ж в умовах атмосфери факела не можна нехтувати впливом сильних (кілогауссових) магнітних полів на рух речовини. Зокрема, при наявності магнітного поля рух іонізованої плазми здійснюється по вихороподібних траєкторіях уздовж силових ліній магнітного поля, аналогічно до потоків речовини навколо замагніченої вихрової трубки згідно з результатами моделювання у роботах [10, 11]. Тому у випадку факела поле нерозділених швидкостей буде визначатися вихороподібними (круговими) рухами у площинах, перпендикулярних до силових ліній. А при спостереженнях вздовж силових ліній мікротурбулентність буде мінімальною, тоді як при наявності поперечних силових ліній — максимальною.

Таким чином, в умовах факела має місце магнітна анізотропія мікротурбулентності: рухи на нерозділених масштабах здійснюються переважно у площинах, перпендикулярних до магнітного поля. При цьо-

му слід враховувати як вплив магнітного поля, так і вплив конвективних рухів на просторовий розподіл нерозділених швидкостей.

Запропоноване явище анізотропії мікротурбулентної швидкості дозволяє пояснити висотну залежність відтвореного поля нерозділених швидкостей за спостереженнями факельної площадки (рис. 2, 3).

Отже, анізотропія мікротурбулентності починає проявлятися в нижніх фотосферних шарах, причому переважно поза висхідними і низхідними потоками: на висотах 200...300 км утворюються темні ділянки (малі значення мікротурбулентної швидкості); на висоті 400 км мікротурбулентність максимально анізотропна (за винятком невеликих ділянок): тобто, дрібномасштабні кругові рухи здійснюються у площинах, перпендикулярних до магнітного поля, спрямованого вздовж променя зору. На  $h = 500$  км мікротурбулентність збільшена, але в основному на ділянках між висхідними і низхідними потоками, що свідчить про відхилення силових ліній магнітного поля від променя зору на цих ділянках. На  $h = 600$  км через збільшення нахилу силових ліній магнітного поля мікротурбулентність продовжує зростати. При цьому ділянки підвищеної турбулентності з висотою збільшуються за рахунок ділянок із зниженою мікротурбулентністю. У середині висхідних і низхідних потоків (тут магнітне поле занижене), анізотропія мікротурбулентності проявляється у більш високих шарах, ніж між цими потоками ( $h > 100$  км). Те ж саме стосується і появи похилих магнітних полів.

До того ж спостерігається тенденція замивання з висотою просторової структури мікротурбулентності, що поряд з появою похилих магнітних полів свідчить про області утворення магнітного каної. Правда, за нашими даними ми можемо стверджувати, що магнітне каної лежить у шарах нижньої хромосфери (вище 600 км).

З урахуванням сказаного вище, маючи просторово-висотний розподіл мікротурбулентності, надається можливість відтворити (в гіршому випадку) просторову структуру магнітних полів неоднорідної фотосфери Сонця за даними з високим просторовим розділенням.

## ВИСНОВКИ

За даними 2D-спостережень в лінії Ва II  $455.403$  нм шляхом розв'язування оберненої задачі нерівноважного переносу випромінювання отримано 3D-модель факельної площадки і досліджено тонку структуру поля нерозділених швидкостей (мікротурбулентності).

Показано, що в нижніх фотосферних шарах факела мікротурбулентність з висотою зменшується, причому всередині інтенсивних висхідних і низхідних потоків вона вища, ніж між цими потоками.

У шарах верхньої фотосфери утворюються нові турбулентні структури, які локалізуються переважно між висхідними і низхідними потоками з утворенням кільцеподібних структур підвищеної турбулентності навколо низькотурбулентних областей (висхідних і низхід-

них потоків). У високих шарах спостерігається тенденція замивання областей з низькою турбулентністю.

Ми запропонували механізм магнітної анізотропії мікротурбулентної швидкості — колоподібні рухи на нерозділених масштабах здійснюються переважно у площинах, перпендикулярних до магнітного поля, що дозволяє пояснити висотну залежність відтвореного поля нерозділених швидкостей за спостереженнями факельної площадки.

Анізотропія мікротурбулентності починає проявлятися у нижніх фотосферних шарах, причому переважно поза висхідними і низхідними потоками. У середині висхідних і низхідних потоків (тут магнітне поле занижене), анізотропія мікротурбулентності проявляється у більш високих шарах. На висоті 400 км мікротурбулентність практично максимально анізотропна — дрібномасштабні колові рухи здійснюються у площинах, перпендикулярних до магнітного поля, спрямованому вздовж променя зору. В шарах верхньої фотосфери і нижньої хромосфери мікротурбулентність збільшена на ділянках між висхідними і низхідними потоками, що свідчить про відхилення силових ліній магнітного поля від променя зору.

Збільшення мікротурбулентності в шарах верхньої фотосфери і нижньої хромосфери, поряд із спостережуваною тенденцією замивання з висотою просторової структури мікротурбулентності, свідчить про початок області магнітного канопі.

Мікротурбулентність можна використовувати як додатковий інструментарій для діагностики похилих магнітних полів за даними спектральних спостережень з високою просторовою роздільною здатністю.

1. Гуртовенко Э. А., Костик Р. И. *Фраунгоферов спектр и система солнечных сил осцилляторов*. Киев, Наукова думка. 1989. 200 с.
2. Стоділка М. І. Тихонівські стабілізатори в інверсних задачах спектральних досліджень. *Кінематика и физика небес. тел.* 2003. 19, № 4. С. 334—343.
3. Стоділка М. І., Присяжний А. І., Костик Р. І. Особливості колекції в атмосферних шарах сонячного факела. *Кінематика и физика небес. тел.* 2019. 35, № 6. Р. 18—33.
4. Asplund M., Ludwig H. G., Nordlund A., Stein R. F. The effects of numerical resolution on hydrodynamical surface convection simulations and spectral line formation. *Astron. and Astrophys.* 2000. 359, № 2. P. 669—681.
5. Babcock H. W., Babcock H. D. The Sun's magnetic field, 1952—1954. *Astrophys. J.* 1955. 121. P. 349—366.
6. Bruls J. H. M. J., Solanki S. K. Infrared lines as probes of solar magnetic features. IX. Mg I 12 m diagnostics of solar plage. *Astron. and Astrophys.* 1995. 293. P. 240—251.
7. Buehler D., Lagg A., Solanki S. K., van Noort M. Properties of solar plage from a spatially coupled inversion of Hinode SP data. *Astron. and Astrophys.* 2015. 576, A27. 19 p.
8. Ch. Cowley, *The theory of stellar spectra*. New York — London — Paris, Gordon and Breach Science Publishers. 1970. 255 p.
9. Cristaldi A., Ermolli I. 1D atmosphere models from inversion of Fe I 630 nm observations with an application to solar irradiance studies. *Astrophys. J.* 2017. 841,

- № 2. id. 115, 15 p.
10. Kitiashvili I. N., Kosovichev A. G., Lele S. K., Mansour N. N., Wray A. A. Ubiquitous solar eruptions driven by magnetized vortex tubes. *Astrophys. J.* 2013. 770, № 1. id. 37. 10 p.
  11. Kitiashvili I. N., Kosovichev A. G., Mansour N. N., Wray A. A. *Mechanism of local dynamo action on the Sun*. eprint arXiv:1312.0982.2013. 22 p.
  12. Kobel P., Solanki S. K., Borrero J. M. The continuum intensity as a function of magnetic field. I. Active region and quiet Sun magnetic elements. *Astron. and Astrophys.* 2011. 531. id. A112, 12 p.
  13. Kostik R., Khomenko E. Properties of convective motions in facular regions. *Astron. and Astrophys.* 2012. 545. id. A22. 9 p.
  14. Kostik R., Khomenko E. Properties of oscillatory motions in a facular region. *Astron. and Astrophys.* 2013. 559. id. A107, 10 p.
  15. Kostik R., Khomenko E. The possible origin of facular brightness in the solar atmosphere. *Astron. and Astrophys.* 2016. 589. id. A6, 7 p.
  16. Kostyk R. What are solar faculae? *Kinematics Phys. Celestial Bodies.* 2013. 29, № 1. P. 32—36.
  17. Lites B. W. The solar neutral Iron spectrum. II: Profile synthesis of representative Fe I Fraunhofer lines. *Solar Phys.* 1973. 32, № 2. P. 283—306.
  18. Martinez Gonzalez M. J., Bellot Rubio L. R., Solanki S. K., et al. Resolving the internal magnetic structure of the solar network. *Astrophys. J. Lett.* 2012. 758, № 2. id. L40, 5 p.
  19. Martinez Pillet V., Del Toro Iniesta J. C., Alvarez-Herrero A., et al. The Imaging Magnetograph eXperiment (IMaX) for the sunrise balloon-borne solar observatory. *Solar Phys.* 2011. 268, Issue 1. P. 57—102.
  20. Martinez Pillet V., Lites B. W., Skumanich A. Active region magnetic fields. I. Plage fields. *Astrophys. J.* 1997. 474, № 2. P. 810—842.
  21. Nesis A., Hammer R., Schleicher H. On the turbulence of the solar photosphere. *Bull. Amer. Astron. Soc.* 1996. 28. P. 820.
  22. Olshevskiy V. L., Shchukina N. G., Vasilyeva I. E. NLTE formation of the resonance Ba II line 455.4 nm in the solar atmosphere. *Kinematics Phys. Celestial Bodies.* 2008. 24, № 3. P. 145—158.
  23. Pietarila A., Cameron R., Solanki S. K. Expansion of magnetic flux concentrations: a comparison of Hinode SOT data and models. *Astron. and Astrophys.* 2010. 518. id. A50, 10 p.
  24. Scharmer G. B., Bjelksjo K., Korhonen T. K., Lindberg B., Petterson B. The 1-meter Swedish solar telescope. Innovative Telescopes and Instrumentation for Solar Astrophysics. Edited by Stephen L. Keil, Sergey V. Avakyan. *Proc. SPIE.* 2003. 4853. P. 341—350.
  25. Shchukina N. G., Olshevsky V. L., Khomenko E. V. The solar Ba II 4554 Å line as a Doppler diagnostic: NLTE analysis in 3D hydrodynamical model. *Astron. and Astrophys.* 2009. 506, № 3. P. 1393—1404.
  26. Shchukina N., Trujillo Bueno J. Determining the magnetization of the quiet Sun photosphere from the Hanle effect and surface dynamo simulations. *Astrophys. J. Lett.* 2011. 731, № 1. id. L21, 5 p.
  27. Socas-Navarro H. A high-resolution three-dimensional model of the solar photosphere derived from Hinode observations. *Astron. and Astrophys.* 2011. 529. id. A37, 10 p.
  28. Solanki S. K. Velocities in solar magnetic fluxtubes. *Astron. and Astrophys.* 1986. 168, № 1-2. P. 311—329.
  29. Solanki S. K. Smallscale solar magnetic fields — an overview. *Space Sci Revs.* 1993. 63, Issue 1-2. P. 1—188.

30. Solanki S. K., Barthol P., Danilovic S., et al. SUNRISE: Instrument, mission, data, and first results. *Astrophys. J. Lett.* 2010. 723, № 2. L127—L133.
31. Steiner O., Grossmann-Doerth U., Schussler M., Knolker M. Polarized radiation diagnostics of magnetohydrodynamic models of the solar atmosphere. *Solar Phys.* 1996. 164, Issue 1-2. P. 223—242.
32. Stenflo J. O. Magnetic-field structure of the photospheric network. *Solar Phys.* 1973. 32. P. 41—63.
33. Stodilka M. I., Prysiaznyi A. I. Diagnostics of the solar atmosphere by the Non-LTE inversion method: Line of Ba II 455.403 nm. *Kinematics Phys. Celestial Bodies.* 2016. 32, № 1. P. 23—29.
34. Rutten R. J. Extreme limb observations of Ba II 4554 and Mg I 4571. *Solar Phys.* 1977. 51. P. 3—24.
35. Rutten R. J. Empirical NLTE analyses of solar spectral lines. II - The formation of the Ba II 4554 resonance line. *Solar Phys.* 1978. 56. P. 237—262.
36. Rutten R. J., Milkey R. W. Partial redistribution in the solar photospheric Ba II spectrum. *Astrophys. J.* 1979. 231, № 1. P. 277—283.
37. Voegler A., Shelyag S., Schussler M., et al. Simulations of magneto-convection in the solar photosphere. Equations, methods, and results of the MURaM code. *Astron. and Astrophys.* 2005. 429. P. 335—351.

## REFERENCES

1. Gurtovenko E. A., Kostyk R. I. (1989) Fraunhoferov spektr i sistema solnechnykh sil oscylyatorov. K.: Nauk. dumka. 200. (in Russian).
2. Stodilka M. I. (2003) The Tychonoff stabilizers in inverse problems of spectral studies. *Kinematics Phys. Celestial Bodies.* 19(4). 229—235.
3. Stodilka M. I., Prysiaznyi A. I., Kostyk R. I. (2019) Features of convection in the atmosphere layers of the solar facula. *Kinematics Phys. Celestial Bodies.* 35(6). 18—33.
4. Asplund M., Ludwig H. G., Nordlund A., Stein R. F. (2000) The effects of numerical resolution on hydrodynamical surface convection simulations and spectral line formation. *Astron. and Astrophys.* 359(2). 669—681.
5. Babcock H. W., Babcock H. D. (1955) The Sun's magnetic field, 1952—1954. *Astrophys. J.* 121. 349—366.
6. Bruls J. H. M. J., Solanki S. K. (1995) Infrared lines as probes of solar magnetic features. IX. Mg I 12 m diagnostics of solar plage. *Astron. and Astrophys.* 293. 240—251.
7. Buehler D., Lagg A., Solanki S. K., van Noort M. (2015) Properties of solar plage from a spatially coupled inversion of Hinode SP data. *Astron. and Astrophys.* 576(A27). 19.
8. Cowley Ch. (1970) *The theory of stellar spectra*. New York — London — Paris, Gordon and Breach Science Publishers. 255.
9. Cristaldi A., Ermolli I. (2017) 1D atmosphere models from inversion of Fe I 630 nm observations with an application to solar irradiance studies. *Astrophys. J.* 841(2). id. 115. 15.
10. Kitiashvili I. N., Kosovichev A. G., Lele S. K., Mansour N. N., Wray A. A. (2013) Ubiquitous solar eruptions driven by magnetized vortex tubes. *Astrophys. J.* 770(1). id. 37. 10.
11. Kitiashvili I. N., Kosovichev A. G., Mansour N. N., Wray A. A. (2013) *Mechanism of local dynamo action on the Sun*. eprint arXiv:1312.0982.2013. 22.
12. Kobel P., Solanki S. K., Borrero J. M. (2011) The continuum intensity as a function of magnetic field. I. Active region and quiet Sun magnetic elements. *Astron. and*

- Astrophys.* 531(A112). 12.
13. Kostik R., Khomenko E. (2012) Properties of convective motions in facular regions. *Astron. and Astrophys.* 545(A22). 9.
  14. Kostik R., Khomenko E. (2013) Properties of oscillatory motions in a facular region. *Astron. and Astrophys.* 559(A107). 10.
  15. Kostik R., Khomenko E. (2016) The possible origin of facular brightness in the solar atmosphere. *Astron. and Astrophys.* 589(A6). 7.
  16. Kostyk R. (2013) What are solar faculae? *Kinematics Phys. Celestial Bodies.* 29(1). 32—36.
  17. Lites B. W. (1973) The solar neutral Iron spectrum. II: Profile synthesis of representative Fe I Fraunhofer lines. *Solar Phys.* 32(2). 283—306.
  18. Martinez Gonzalez M. J., Bellot Rubio L. R., Solanki S. K., et al. (2012) Resolving the internal magnetic structure of the solar network. *Astrophys. J. Lett.* 758(2). id. L40, 5.
  19. Martinez Pillet V., Del Toro Iniesta J. C., Alvarez-Herrero A., et al. (2011) The Imaging Magnetograph eXperiment (IMaX) for the sunrise balloon-borne solar observatory. *Solar Phys.* 268(1). 57—102.
  20. Martinez Pillet V., Lites B. W., Skumanich A. (1997) Active region magnetic fields. I. Plage fields. *Astrophys. J.* 474(2). 810—842.
  21. Nesis A., Hammer R., Schleicher H. (1996) On the turbulence of the solar photosphere. *Bull. Amer. Astron. Soc.* 28. 820.
  22. Olshevskiy V. L., Shchukina N. G., Vasilyeva I. E. (2008) NLTE formation of the resonance Ba II line 455.4 nm in the solar atmosphere. *Kinematics Phys. Celestial Bodies.* 24(3). 145—158.
  23. Pietarila A., Cameron R., Solanki S. K. (2010) Expansion of magnetic flux concentrations: a comparison of Hinode SOT data and models. *Astron. and Astrophys.* 518(A50). 10.
  24. Scharmer G. B., Bjelksjo K., Korhonen T. K., Lindberg B., Petterson B. (2003) The 1-meter Swedish solar telescope. Innovative Telescopes and Instrumentation for Solar Astrophysics. Edited by Stephen L. Keil, Sergey V. Avakyan. *Proc. SPIE.* 4853. 341—350.
  25. Shchukina N. G., Olshevsky V. L., Khomenko E. V. (2009) The solar Ba II 4554 Å line as a Doppler diagnostic: NLTE analysis in 3D hydrodynamical model. *Astron. and Astrophys.* 506(3). 1393—1404.
  26. Shchukina N., Trujillo Bueno J. (2011) Determining the magnetization of the quiet Sun photosphere from the Hanle effect and surface dynamo simulations. *Astrophys. J. Lett.* 731(1). id. L21. 5.
  27. Socas-Navarro H. (2011) A high-resolution three-dimensional model of the solar photosphere derived from Hinode observations. *Astron. and Astrophys.* 529(A37). 10.
  28. Solanki S. K. (1986) Velocities in solar magnetic fluxtubes. *Astron. and Astrophys.* 168(1-2). 311—329.
  29. Solanki S. K. (1993) Smallscale solar magnetic fields — an overview. *Space Sci Revs.* 63, Issue 1-2. 1—188.
  30. Solanki S. K., Barthol P., Danilovic S., et al. (2010) SUNRISE: Instrument, mission, data, and first results. *Astrophys. J. Lett.* 723(2). L127—L133.
  31. Steiner O., Grossmann-Doerth U., Schussler M., Knolker M. (1996) Polarized radiation diagnostics of magnetohydrodynamic models of the solar atmosphere. *Solar Phys.* 164(1-2). 223—242.
  32. Stenflo J. O. (1973) Magnetic-field structure of the photospheric network. *Solar Phys.* 32. 41—63.
  33. Stodilka M. I., Prysiazhnyi A. I. (2016) Diagnostics of the solar atmosphere by the

- Non-LTE inversion method: Line of Ba II 455.403 nm. *Kinematics Phys. Celestial Bodies*. 32(1). 23—29.
34. Rutten R. J. (1977) Extreme limb observations of Ba II 4554 and Mg I 4571. *Solar Phys.* 51. 3—24.
35. Rutten R. J. (1978) Empirical NLTE analyses of solar spectral lines. II - The formation of the Ba II 4554 resonance line. *Solar Phys.* 56. 237—262.
36. Rutten R. J., Milkey R. W. (1979) Partial redistribution in the solar photospheric Ba II spectrum. *Astrophys. J.* 231(1). 277—283.
37. Voegler A., Shelyag S., Schussler M., et al. (2005) Simulations of magneto-convection in the solar photosphere. Equations, methods, and results of the MURaM code. *Astron. and Astrophys.* 429. 335—351.

М. І. Стодилка<sup>1</sup>, Р. І. Костык<sup>2</sup>

<sup>1</sup>Астрономическая обсерватория Львовского национального университета имени Ивана Франко, Львов, Украина

<sup>2</sup>Главная астрономическая обсерватория Национальной академии наук Украины, Киев, Украина

#### СОЛНЕЧНЫЕ ФАКЕЛЫ: МИКРОТУРБУЛЕНТНОСТЬ КАК ИНДИКАТОР НАКЛОННЫХ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ

По данным наблюдений солнечного факела в линии Ba II 455.403 нм получена путем решения обратной задачи неравновесного переноса излучения 3D-модель факельной площадки и выполнено исследование тонкой структуры поля неразрешенных скоростей (микротурбулентности). В слоях верхней фотосферы образуются новые турбулентные структуры, которые локализуются преимущественно между восходящими и нисходящими потоками с образованием кольцеобразных структур повышенной турбулентности вокруг этих потоков. Предложен механизм магнитной анизотропии микротурбулентной скорости (мелкомасштабные вихреобразные движения плазмы осуществляются преимущественно у плоскостях, перпендикулярных к магнитному полю), позволяющий объяснить высотную зависимость поля неразрешенных скоростей. Анизотропия микротурбулентности начинает проявляться в нижних фотосферных слоях вне восходящих и нисходящих потоков, тогда как внутри этих потоков она проявляется у более высоких слоев. Увеличение микротурбулентности в слоях верхней фотосферы и нижней хромосферы на участках между потоками вещества свидетельствует о наличии наклонных магнитных полей, что наряду с замыыванием ее пространственной структуры указывает на наличие области магнитного канопи. Микротурбулентность можно использовать в качестве дополнительного инструментария для диагностики наклонных магнитных полей.

**Ключевые слова:** Солнце, фотосфера, факелы, микротурбулентность, диагностика, наклонные магнитные поля.

М. І. Стодилка<sup>1</sup>, Р. І. Костык<sup>2</sup>

<sup>1</sup>Astronomical Observatory of Ivan Franko National University, Lviv, Ukraine

<sup>2</sup>Main Astronomical Observatory of National Academy of Sciences of Ukraine, Kyiv, Ukraine

#### SOLAR FACULAE: MICROTURBULENCE AS AN INDICATOR OF INCLINED MAGNETIC FIELDS

According to the observations of the solar facula in the Ba II 455.403 nm line, a 3D model of the facula area was obtained by solving the inverse nonequilibrium radiative transfer problem. The fine structure of the field of unresolved velocities (microturbulence) was

studied. In the layers of the upper photosphere, new turbulent structures are formed, they are localized mainly between ascending and descending flows with the formation of ring-shaped structures of increased turbulence around these flows. We proposed a mechanism of the magnetic anisotropy of microturbulent velocity (small-scale eddy-like plasma movements occur predominantly in planes perpendicular to the magnetic field), which makes it possible to explain the height dependence of the field of unresolved velocities. Anisotropy of microturbulence starts to appear in the lower photospheric layers outside ascending and descending flows, while inside these flows it takes place in higher layers. An increase of microturbulence in the layers of the upper photosphere and lower chromosphere in the areas between the plasma flows indicates the presence of oblique magnetic fields, which, along with the blurring of its spatial structure, indicates the existence of a magnetic canopy region. Microturbulence can be used as an additional tool for the diagnosis of oblique magnetic fields.

**Keywords:** Sun, photosphere, faculae, microturbulence, diagnostics, oblique magnetic fields.

Стаття надійшла до редакції 13.01.2020

Після доопрацювання 21.03.2020

Прийнята до друку 13.04.2020