

УДК 523.942

**Р. И. Костык**

Главная астрономическая обсерватория Национальной академии наук Украины  
ул. Академика Заболотного 27, Киев, 03680

**Что такое солнечные факелы?**

*Представлены результаты наблюдений факельной площадки, расположенной вблизи центра солнечного диска, которые были проведены на германском вакуумном башенном телескопе Обсерватории дель Тейда (Тенерифе) с помощью двух инструментов: TESOS в линии  $Va II$  455.4 нм для измерения вариаций интенсивности в фотосфере и, одновременно, TIP в  $Fe I$  (1564.3 — 1565.8 нм) для регистрации параметров Стокса. Используя технику фурье-фильтрации, мы разделили конвективную и волновую составляющие поля интенсивности. С помощью инверсного SIR-кода из параметров Стокса линий  $Fe I$  1564.8 нм и 1565.2 нм мы извлекли напряженность магнитного поля. Мы нашли, что контраст межгранул факела в континууме почти не зависит от напряженности магнитного поля (в диапазоне от 30 до 160 мТл). Этот результат ставит под сомнение утверждение, что солнечные факелы — скопление магнитных трубок. Скорее всего, из-за уменьшения прозрачности вещества в сильном килогауссовом магнитном поле мы видим горячие стенки гранул.*

*ЩО ТАКЕ СОНЯЧНІ ФАКЕЛИ?, Костик Р. І. — Представлено результати спостережень факельної ділянки поблизу центра сонячного диску, які були проведені на німецькому вакуумному баштовому телескопі Обсерваторії дель Тейда (Тенерифе) за допомогою двох інструментів: TESOS в лінії  $Va II$  455.4 нм для вимірювання варіацій інтенсивності у фотосфері та, одночасно, TIP в  $Fe I$  (1564.3 — 1565.8 нм) для реєстрації параметрів Стокса. Використовуючи фур'є-фільтрацію, ми розділили конвективну та хвильову складові поля інтенсивності. За допомогою інверсного SIR-коду з параметрів Стокса ми отримали напруженість магнітного поля. Ми знайшли, що контраст факельних міжгранул в континуумі майже не залежить від напруженості магнітного поля (у діапазоні від 30 до 160 мТл). Цей результат ставить під сумнів твердження, що сонячні факели — скупчення магнітних трубок. Скоріш за все, через зменшення прозорості речовини в сильному кілогауссовому магнітному полі ми спостерігаємо гарячі стінки гранул.*

*WHAT ARE SOLAR FACULAE?, by Kostik R. I. — We present some results of observations of a facula area located near the solar disc center. The observations were performed at the German Vacuum Tower Telescope of the Observatorio del Teide (Tenerife) with the simultaneous use of two instruments: TESOS in the Ba II 455.4 nm line to measure intensity variations along the photosphere and TIP in the Fe I ( 1564.3—1565.8 nm) line to measure Stokes parameters. Using the Fourier filtering procedure, we separated the convective and oscillatory components of intensity field. The Stokes parameters of the Fe I 1564.8 nm and 1565.2 nm lines were inverted using SIR inversion code to estimate the magnetic field intensity. We found that continuum facular contrast of intergranular lines was nearly constant as a function of magnetic field intensity (from 300 to 1600 gauss). This result casts some suspicion on the assertion that solar faculae are an accumulation of small magnetic flux tubes, but rather indicates that hot granular walls are seen due to some decrease of the matter transparency in the presence of strong (about 1 kgauss) magnetic field.*

**Введение.** После солнечных пятен факелы — наиболее заметные структуры на солнечном диске. Это яркие образования, контраст которых постепенно увеличивается от центра к краю солнечного диска. Как правило, факелы расположены вблизи солнечных пятен, но могут существовать и без них. Лучше всего их наблюдать в крыльях сильных хромосферных линий, таких как H $\alpha$ , Ca II, но заметны они и в непрерывном спектре. Вблизи центра солнечного диска контраст факелов близкий к единице (в непрерывном спектре), хотя наблюдаются отклонения в одну и другую стороны.

При наблюдениях с высоким пространственным разрешением ( $< 0.5''$ ) можно заметить, что факелы состоят из скопления ярких точек, маленьких пор, факультных гранул [1, 3, 8, 11, 13, 21]. Считается, что эти образования, в свою очередь, состоят из многих магнитных трубок диаметром около 100 км и напряженностью магнитного поля 100—200 мТл [20]. Согласно довольно многочисленным теоретическим и эмпирическим моделям [5, 7, 14, 17, 19, 23] стенки этих трубок горячие, а дно, в зависимости от диаметра трубки, — холодное (если диаметр больше 300 км) или горячее (при  $d < 300$  км). Предполагается, что внутри трубки магнитное поле равно около 100 мТл, а за пределами — равно нулю. Как следствие из-за магнитного давления температура в трубке на одной и той же геометрической высоте ниже, чем в окружающей среде. Поэтому дно трубки темное. Но если трубка узкая, то она прогревается горизонтальным переносом излучения и становится яркой. Контраст трубки зависит не только от ее диаметра, но и от напряженности магнитного поля в трубке: чем больше поле, тем темнее дно трубки. Эти зависимости дают принципиальную возможность с помощью наблюдений протестировать теоретические модели.

По-видимому, в работе [4] впервые была построена зависимость контраста факельной площадки в континууме от магнитного потока и

получено, что в центре солнечного диска контраст положительный. Сначала он увеличивается с увеличением магнитного потока ( $B = 0—20$  мТл), затем монотонно уменьшается до нуля при  $B = 50$  мТл и становится отрицательным при  $B = 60$  мТл. С тех пор выполнено не так много работ [8, 12, 21—23], в которых приводилась бы такая зависимость. Из упомянутых работ только в [4, 12] в области  $B = 0—50$  мТл контраст положительный. Во всех остальных работах зафиксирован отрицательный контраст, который по абсолютному значению увеличивается с увеличением магнитного поля, как и предсказывает контраст теория.

Цель нашей работы — с помощью наблюдений активной области вблизи центра солнечного диска, проведенных с умеренным пространственным, временным и спектральным разрешением, построить зависимость контраста факельной площадки от величины магнитного поля. Принципиальное отличие наших исследований от предыдущих состоит в том, что нам удалось отделить конвективную составляющую поля интенсивности от волновой, что позволило нам более точно определить контраст конвективных образований — гранул и межгранул.

**Наблюдения** проводились Е. Хоменко 13 ноября 2007 г. на германском вакуумном башенном телескопе VTT Института астрофизики на Канарах [16] одновременно в трех участках длин волн: Fe I 1564.3—1565.8 нм, Ba II 455.4 нм, Ca II 396.8 нм.

По фильтрограмме в линии Ca II 396.8 нм была выбрана активная область вблизи центра солнечного диска — факел. Процессом наблюдений управляла ТИР-камера, входная щель которой сканировала участок поверхности Солнца высотой  $84''$ , шириной  $0.35''$ . В течение одной серии делалось 15 сканов, затем щель возвращалась в исходное положение. Продолжительность одного скана составляла 27.3 с, в течение которого регистрировались все четыре параметра Стокса, а серии — 6 мин 50 с. Всего было проведено 22 серии наблюдений. Регистрация велась на ПЗС-матрице размерами  $452 \times 1009$  пкл. Таким образом, пространственное разрешение составляло  $0.185''$ , а спектральное —  $1.473$  пм.

Линия Ba II регистрировалась узкополосным фильтром (камера TESOS) в непрерывном спектре и 37 длинах волн на ПЗС-камеру размером  $512 \times 512$  пкл. При передвижении ТИР-щели регистрируемая область не выходила за пределы зрения камеры TESOS, а только смещалась на  $0.35''$ , т. е. в течение всего времени наблюдений в поле зрения камеры TESOS находился один и тот же регистрируемый участок поверхности Солнца. Пространственное разрешение составляло  $0.089''$ , спектральное —  $1.6$  пм, а временное —  $25.6$  с. ПЗС-матрица «вырезала» на поверхности Солнца участок размерами  $45.6 \times 45.6''$ .

На третьей камере регистрация велась лишь в центре линии Ca II 396.8 нм на ПЗС-матрицу размерами  $900 \times 900$  пкл. Пространственное разрешение —  $0.123''$ , а временное —  $4.93$  с.

Во время наблюдений дрожание изображения на входной щели спектрографа, обусловленное нестабильностью земной атмосферы,

было близким к 0.5 . Таким образом, наши наблюдательные данные состояли из:

1) пяти ТП-площадок размерами 5.5 18.5 с четырьмя профилями Стокса двух инфракрасных линий Fe I с временным разрешением 6 мин 50 с и общей продолжительностью наблюдений 34 мин 41 с;

2) временной TESOS-серии спектра линии Ba II размерами 5.5 18.5 с временным разрешением 25.6 с и продолжительностью наблюдений 34 мин 41 с;

3) временной серии фильтрограмм Ca II K размерами 5.5 18.5 с временным разрешением 4.93 с и продолжительностью наблюдений 34 мин 41 с.

С использованием target-снимков все три вида наблюдений были совмещены по пространству с погрешностью, не превышающей один пиксел. Эта процедура оказалась совсем не тривиальной.

**Обработка наблюдений.** При обработке наблюдений линии Ba II, регистрация которой велась на камере TESOS, мы следовали процедуре, которая описана в нашей предыдущей публикации [10]. Калибровочные изображения, которые использовались в качестве flatfield, экспонировались непосредственно после регистрации спектра в той же самой длине волны вблизи центра солнечного диска путем усреднения пространственной структуры по поверхности Солнца. Последнее достигалось быстрым покачиванием дополнительного зеркала телескопа. Исправление за flatfield включало такие шаги.

1. Темновой ток исключался из всех изображений спектра и всех калибровочных изображений.

2. Все изображения корректировались за наклон и кривизну входной щели спектрографа.

3. Из усредненного калибровочного изображения исключались солнечные спектральные линии поглощения.

4. Полученное изображение разделялось на две составляющие. Здесь требуются дополнительные пояснения. Пыль, которая проникает в здание телескопа, попадает как на регистрирующую матрицу (в виде темных точек), так и на входную щель. Последняя проявляется на матрице в виде темных горизонтальных полос, имитируя межгранульные промежутки. По каким-то причинам эти темные полосы на калибровочных изображениях могут и не совпадать с таковыми на изображениях спектра. Поэтому усредненное калибровочное изображение мы разделили на изображение, которое содержит только следы пыли на матрице (матричное flatfield) и на изображение, которое содержит только темные полосы, обусловленные пылью на входной щели (flatfield щели).

5. Из всех изображений спектра сначала исключалось матричное flatfield. Это можно сделать в автоматическом режиме. Исключение flatfield щели требует индивидуального контроля для каждого изображения спектра, поскольку темные полосы на изображениях спектра и на калибровочном изображении могут быть сдвинуты друг относительно друга на разную величину. В этом случае необходимо перестраивать калибровочное изображение (сдвиг изображения по пространству от нескольких десятых до целого пиксела).

После тщательного просмотра и предварительного анализа результатов наблюдений для дальнейших исследований мы выбрали лишь сканы 2—6 с общей продолжительностью наблюдений 34 мин 41 с. Исследуемую область по высоте мы сократили с 84 до 18.5 .

Последующая обработка данных наблюдений включала в себя извлечение значений интенсивности и скорости на разных остаточных глубинах контуров линии Ва II. Для этой цели мы применили методику «лямбда-метр». Подробное описание этого метода приведено в работе [18]. Для каждой линии мы выбрали 14 ширин (расстояние от коротковолнового до длинноволнового крыла спектральной линии), на которых для каждого изображения спектра ( $t$ ) и для каждой спектральной дорожки ( $x$ ) на 14 уровнях спектральной линии ( $h$ ) мы находили значения интенсивности  $I(t, x, h)$  и скорости в коротковолновом  $V_b(t, x, h)$  и длинноволновом  $V_r(t, x, h)$  крыльях линии Ва II. Эти же величины  $\bar{I}(h)$ ,  $\bar{V}_b(h)$ ,  $\bar{V}_r(h)$  были найдены и для усредненного по пространству  $x$  и времени  $t$  контуров этой линии. Затем мы нашли флуктуации интенсивности и скорости в коротковолновом и длинноволновом крыльях исследуемой линии, согласно выражениям

$$\begin{aligned} I(t, x, h) &= I(t, x, h) - \bar{I}(h), \\ V_b(t, x, h) &= V_b(t, x, h) - \bar{V}_b(h), \\ V_r(t, x, h) &= V_r(t, x, h) - \bar{V}_r(h). \end{aligned}$$

Колебания скорости  $V_b(t, x, h)$  и  $V_r(t, x, h)$  были исправлены за смещения, обусловленные вращением Земли, учитывая то обстоятельство, что усредненные по пространству величины  $V_b$  и  $V_r$  не должны зависеть от времени.

Флуктуации параметров  $I$  и  $V$  обусловлены в основном конвективными и волновыми движениями. Под конвективными мы понимаем индивидуальные движения гранул и межгранул. Гранулами мы называем такие образования в солнечной фотосфере, контраст которых в континууме выше среднего, а межгранулами — ниже среднего. Заметим, что понятие гранула и межгранула имеет смысл лишь на уровне образования континуума. На всех других высотах такие определения теряют смысл.

Чтобы разделить грануляционную и волновую составляющие полей интенсивности и скорости, мы построили диагностическую  $k$ -диаграмму, т. е. зависимость мощности вариаций  $I$  и  $V$  от временной ( $\omega$ ) и пространственной ( $k$ ) частот. В соответствии с диаграммой мы ограничили волновые движения временными частотами в диапазоне  $\omega = 1.8 \dots 5.7$  мГц, а конвективные — менее 2.2 мГц. По пространственной частоте волновые движения от конвективных были отделены при  $k = 0.18$  Мм<sup>-1</sup>. Для этой цели были использованы соответствующие высоко- и низкочастотные фильтры. Более подробно процедура разделения полей интенсивности и скорости на волновую и конвективную составляющие приведена в наших предыдущих работах [6, 9].

Спектрополяриметрические наблюдения (TIP-камера) были дополнительно исправлены за инструментальную поляризацию, калиброваны, демоделированы, и в итоге мы получили профили Стокса  $I$ ,  $Q$ ,  $U$  и  $V$ . Затем, используя инверсный код SIR [15], мы нашли напряженность магнитного поля в предположении, что оно вертикально и постоянно по высоте.

В дальнейшем мы использовали лишь конвективную составляющую поля интенсивности в линии Ва II и напряженность магнитного поля.

**Результаты и обсуждение.** Все пространственные значения интенсивности в континууме линии Ва II мы разделили на гранулы и межгранулы по отношению к среднему значению. Чтобы исследовать зависимость интенсивности (контраста) от напряженности магнитного поля, мы поступили следующим образом. Магнитное поле, найденное в каждом пикселе всех пяти серий, было отсортировано по амплитуде (величине) и разделено на 20 групп, каждая из которых содержала одинаковое число пикселей. Каждому «магнитному пикселу» был поставлен в соответствие (по пространству) «пиксел контраста». Усредняя значения магнитного поля и контраста внутри каждой из 20 групп, мы построили искомую зависимость контраста от магнитного поля. Результаты приведены на рис. 1. Здесь точки — для всех конвективных элементов, звездочки — только для гранул, ромбики — только для межгранул.

Прежде чем обсуждать эти зависимости, сравним их с результатами предыдущих исследований (рис. 2). Мы понимаем, что такое сравнение не совсем корректно, и не только потому, что наблюдения велись при разном пространственном разрешении (0.15...1.0 ) и в разных длинах волн ( 430.5...676.8 нм), что соответствует разным высотам в атмосфере Солнца, но в основном потому что использовались принципиально разные методы регистрации магнитного поля: спектрополяриметрические и магнитографические. Первые регистрируют величину напряженности магнитного поля, а вторые — поток. Тем не менее, мы сочли возможным «привязать» их к одной горизонтальной оси (у нас не было возможности во всех случаях пересчитать поток в напряженность). Как видно из этого рисунка, наши данные (точки) не нарушают общей закономерности поведения контраста в диапазоне магнитного поля  $B = 50...150$  мТл. Следует только отметить более пологий градиент изменения контраста.

Иначе ведут себя межгранулы, контраст которых практически не зависит от величины магнитного поля, что оказалось для нас совершенно неожиданным. Поскольку именно в межгранулах сосредоточены самые большие магнитные поля, мы ожидали, что именно в этих образованиях будут наблюдаться значительные изменения контраста, если исходить из предположения, что факелы состоят из магнитных трубок. В действительности же мы получили противоположный результат, который ставит под сомнение утверждение, что солнечные факелы — скопление магнитных трубок.

Почему в вышеперечисленных работах [8, 12, 21—23] не была обнаружена подобная зависимость? Нам кажется потому, что, во-пер-

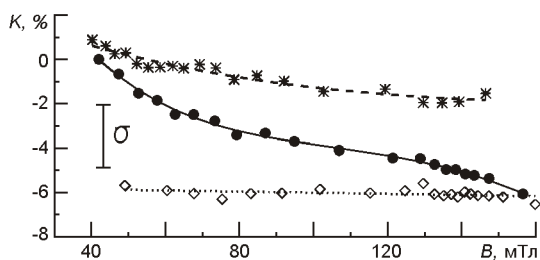


Рис. 1. Контраст конвективных элементов на высоте образования непрерывного спектра ( $h = 0$  км) в зависимости от напряженности магнитного поля. Темные кружки: все конвективные элементы, крестики — только гранулы, ромбы — только межгранулы

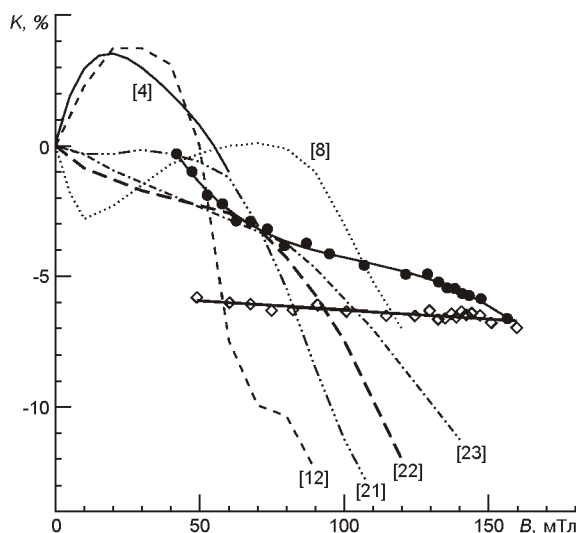


Рис. 2. Зависимость контраста факельной площадки от напряженности (или потока) магнитного поля по данным [4] (1971 г.), [22] (1992 г.), [12] (1996 г.), [23] (1997 г.), [21] (1992 г.), [8] (2011 г.). Точки — наши данные для гранул и межгранул, ромбики — наши данные только для межгранул

вых, не рассматривались отдельно гранулы и отдельно межгранулы. Во-вторых, в предыдущих работах из-за низкого временного разрешения не удавалось разделить конвективную и волновую составляющие поля интенсивности, что могло существенным образом повлиять на конечные результаты.

Так какое же строение солнечных факелов? Исходя из результатов наших наблюдений, нам кажется, что в факелах мы видим не внутренности магнитных трубок, а горячие стенки гранул. Такой же вывод ранее получен в работе [2], где было обнаружено, что контраст ярких факельных точек не зависит от напряженности магнитного поля.

1. Berger T. E., Rouppe van der Voort L. H. M., Lofdahl M. G., et al. Solar magnetic elements at 0.1 resolution. General appearance and magnetic structure // *Astron. and Astrophys.*—2004.—**428**.—P. 613—628.
2. Berger T. E., Title A. M., Tarbell T. D., et al. What are ‘Faculae’? // *ASP Conf. Ser.*—2007.—**369**.—P. 103—111.
3. Dunn R. B., Zirker J. B. The solar filigree // *Solar Phys.*—1973.—**33**.—P. 281—304.
4. Frazier E. N. Mult-channel magnetograph observations. II Faculae // *Solar Phys.*—1971.—**21**.—P. 42—53.
5. Grossmann-Doerth U., Knolker M., Schuessler M., et al. The deep layers of solar magnetic elements // *Astron. and Astrophys.*—1994.—**285**.—P. 648—654.
6. Khomenko E., Kostik R. I., Shchukina N. G. Five-minute oscillations above granules and intergranular lanes // *Astron. and Astrophys.*—2001.—**369**, N 2.—P. 660—671.
7. Knolker M., Schuessler M., Weisshaar E. Model calculations of magnetic flux tubes. III. Properties of solar magnetic elements // *Astron. and Astrophys.*—1988.—**194**, N 1-2.—P. 257—267.

8. *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**.—P. A112—A124.
9. *Kostik R. I., Khomenko E.* Observations of a bright plume in solar granulations // *Astron. and Astrophys.*—2007.—**476**, N 2.—P. 341—347.
10. *Kostik R., Khomenko E., Shchukina N.* Solar granulation from photosphere to low chromosphere observed in Ba II 4554 Å line // *Astron. and Astrophys.*—2009.—**506**, N 4.—P. 1405—1415.
11. *Lites B. W., Sharmer G. B., Berger T. E., et al.* Three-dimensional structure of the active region photosphere as revealed by high angular resolution // *Solar Phys.*—2004.—**221**, N 1.—P. 65-84.
12. *Montagne M., Muller R., Vigneau J.* The photosphere of the Sun: statistical correlations between magnetic field, intensity and velocity // *Astron. and Astrophys.*—1996.—**311**.—P. 304—310.
13. *Narayan G., Scharmer G. B.* Small-scale convection signatures associated with a strong plage solar magnetic field // *Astron. and Astrophys.*—2010.—**524**.—P. A3—A19.
14. *Okunev O. V., Kneer F.* Numerical modeling of solar faculae close to the limb // *Astron. and Astrophys.*—2005.—**439**.—P. 323—334.
15. *Ruiz Cobo B., del Toro Iniesta J. C.* Inversion of Stokes profiles // *Astrophys. J.*—1992.—**398**, N 1.—P. 375—385.
16. *Schroter E. H., Soltau D., Wiehr E.* The German solar telescopes at the Observatorio del Teide // *Vistas in Astron.*—1985.—**28**, N 3.—P. 519—525.
17. *Spruit H. C.* Pressure equilibrium and energy balance of small photospheric fluxtubes // *Solar Phys.*—1976.—**50**.—P. 269—295.
18. *Stebbins R. T., Goode P. R.* Waves in the solar photosphere // *Solar Phys.*—1987.—**110**, N 2.—P. 237—253.
19. *Steiner O.* Radiative properties of magnetic elements. II. Center to limb variation of the appearance of photospheric faculae // *Astron. and Astrophys.*—1996.—2005.—**430**.—P. 691—700.
20. *Stenflo J. O.* Magnetic-field structure of the photospheric network // *Solar Phys.*—1973.—**32**, N 1.—P. 41—63.
21. *Title A. M., Topka K. P., Tarbell T. D., et al.* On the differences between plage and quiet Sun in the solar photosphere // *Astrophys. J.*—1992.—**393**.—P. 782—794.
22. *Topka K. P., Tarbell T. D., Title A. M.* Properties of the smallest solar magnetic elements. I. Facular contrast near Sun center // *Astrophys. J.*—1992.—**396**.—P. 351—363.
23. *Topka K. P., Tarbell T. D., Title A. M.* Properties of the smallest solar magnetic elements. II. Observations versus hot wall models of faculae // *Astrophys. J.*—1997.—**484**.—P. 479—486.

Статья поступила в редакцию 20.03.12