

УДК 523.942

Р. И. Костык

Главная астрономическая обсерватория Национальной академии наук Украины
ул. Академика Заболотного 27, Киев, 03680
kostik@mao.kiev.ua

Влияние магнитного поля на тонкую структуру конвективных движений в солнечной атмосфере

Исследуются статистические свойства солнечной грануляции в активной области на поверхности Солнца от фотосферы до нижней хромосферы. Мы используем значения скорости, интенсивности и магнитного поля, полученные на разных высотах в атмосфере Солнца, по данным наблюдений на телескопе VTT Обсерватории дель Тейде на Тенерифе. Изменения параметров линии (центральная глубина линии, полуширина, эквивалентная ширина, смещение центральной глубины) и конвективной скорости представлены в зависимости от величины магнитного поля. Мы предположили 16-колончатую модель солнечной грануляции, которая зависит от направления движения конвективных элементов и знака контраста на двух высотах: в непрерывном спектре и наиболее высоком слое ($h = 650$ км). Мы обнаружили, что магнитное поле препятствует конвективным элементам изменять знак контраста и направление движения.

ВПЛИВ МАГНІТНОГО ПОЛЯ НА ТОНКУ СТРУКТУРУ КОНВЕКТИВНИХ РУХІВ У АТМОСФЕРІ СОНЦЯ, Костик Р. І. — В роботі досліджуються статистичні властивості сонячної грануляції в активній ділянці на поверхні Сонця: від фотосфери до нижньої хромосфери. Ми користуємось швидкостями, інтенсивностями та магнітним полем, які були отримані на різних висотах в атмосфері Сонця за даними спостережень на телескопі VTT Обсерваторії дель Тейде на Тенерифе. Зміни параметрів лінії (центральна глибина лінії, напівширина, еквівалентна ширина, зсув центральної глибини) та конвективна швидкість представлені в залежності від величини напруженості магнітного поля. Ми запропонували 16-колонну модель сонячної грануляції в залежності від напрямку руху конвективних елементів та знака контрасту на двох висотах: у неперервному

спектрі та у найвищому шарі ($h = 650$ км). Ми знайшли, що магнітне поле перешкоджає конвективним елементам змінювати знак контрасту та напрямок руху.

THE EFFECT OF MAGNETIC FIELD ON FINE STRUCTURE OF CONVECTIVE MOTIONS IN THE SOLAR ATMOSPHERE, by Kostik R. I. — Some statistical properties of solar granulation in the photosphere and low chromosphere in an active region are examined. We used velocity, intensity and magnetic field variations obtained at different heights from observations in Ba II 455.4 nm and Fe I 1564.3—1565.8 nm. The observations were performed with the VTT at the Observatorio del Teide on Tenerife. Changes in line parameters (line-center depth, half-width, equivalent width, line-center shift) and convective velocities are presented as a function of the magnetic field. We suggest a 16-column model of solar granulation depending on the direction of motion and on the intensity contrast in the continuum and in the uppermost layer ($h = 650$ km). It is found that the magnetic field prevents changing the contrast sign and direction of motions for convective elements.

ВВЕДЕНИЕ

В наших предыдущих работах [1, 12, 13] мы исследовали характеристики солнечной грануляции в спокойной атмосфере от уровня образования континуума до нижней хромосферы. Было установлено, что наблюдаемая грануляция описывается 16-колончатой моделью, учитывая знак контраста и направление движения конвективных элементов. Наиболее типичными и «эффективными» являются четыре вида конвективных элементов. В двух — движущееся в вертикальном направлении вещество изменяет только знак относительного контраста, а в двух наблюдается изменение и знака контраста, и направления движения. В среднем изменения происходят на высотах 200—350 км. Эти высоты сильно зависят от величины контраста и скорости на уровне образования континуума. Чем больше они, тем выше в солнечной атмосфере происходит изменение знака контраста и изменение направления движения. Около 40 % конвективных элементов, которые зафиксированы в основании фотосферы ($h = 0$ км), достигают высоты $h = 650$ км. Наблюдаемые зависимости сравнивались с теоретическими, полученными на основании трехмерной гидродинамической модели [2], при этом профили спектральных линий рассчитывались с учетом отклонения от локального термодинамического равновесия. Эта модель удовлетворительно воспроизвела основные особенности конвективных полей интенсивности и скорости.

Сделан также вывод, что на протяжении всей фотосферы вплоть до температурного минимума конвективные движения сохраняют свою колончатую структуру.

В настоящей работе, используя данные наблюдений, проведенные с высоким пространственным и временным разрешениями, мы исследуем влияние магнитного поля на тонкую структуру конвективных движений в атмосфере Солнца. Ранее такие исследования не проводились, поскольку не удавалось отделить конвективную составляющую полей интенсивности и скорости от волновой.

НАБЛЮДЕНИЯ

Наблюдения проведены Е. Хоменко 13 ноября 2007 г. на германском вакуумном башенном телескопе VTT Института астрофизики на Канарах [15] 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 — флоккул. Процессом наблюдений управляла TIR-камера (ИК-спектрополяриметр), ее входная щель (84 × 0.35 мм) сканировала участок поверхности Солнца. В течение одной серии делалось 15 сканов, затем щель возвращалась в исходное положение. Продолжительность одного скана составляла 27.3 с, регистрировались все четыре параметра Стокса в диапазоне длин волн 1564.3–1565.8 нм. Серия длилась 6 мин 50 с. Всего было проведено 22 серии наблюдений. Регистрация велась на ПЗС-матрице размерами 452 × 1009 пкл. Пространственное разрешение составляло 0.185″, а спектральное — 1.473 пм.

Линия Ba II регистрировалась узкополосным фильтром (TESOS-камера) в непрерывном спектре и 37 длинах волн на ПЗС-камеру размером 512 × 512 пкл. При передвижении TIR-щели регистрируемая область не выходила за пределы зрения TESOS-камеры, а только смещалась на 0.35″, т. е. в течение всего времени наблюдений в поле зрения TESOS-камеры находился один и тот же 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″ × 45.6″.

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

Во время наблюдений дрожание изображения на входной щели спектрографа, обусловленное нестабильностью земной атмосферы, находилось в пределах 0.3–0.6″.

ОБРАБОТКА НАБЛЮДЕНИЙ

При обработке наблюдений линии Ba II, регистрация которой велась на TESOS-камере, мы следовали процедуре, которая описана в нашей

работе [12]. Калибровочные изображения, которые использовались в качестве плоского поля, 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 плоское поле включало: 1) исключение темнового тока из всех изображений спектра и всех калибровочных изображений; 2) коррекцию всех изображений за наклон и кривизну входной щели спектрографа; 3) исключение из усредненного калибровочного изображения солнечных спектральных линий поглощения; 4) исключение калибровочного изображения из всех изображений спектра.

После тщательного просмотра и анализа результатов наблюдений для дальнейших исследований мы выбрали лишь серии 2—6 с общей продолжительностью наблюдений 34 мин 41 с, поскольку во всех остальных сериях активная область «уходила» из входной щели спектрографа. Исследуемую область по высоте мы сократили с 84 (TIP-камера) до 18.5. Это максимальная высота изображения, которое постоянно находится в поле зрения TESOS-камеры при сканировании входной щелью активной области.

Последующая обработка данных наблюдений включала в себе 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 работах [16, 17]. 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 линии Ва II. Затем мы определили 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 движением Земли относительно Солнца, учитывая то обстоятельство, что усредненные по пространству величины V_b и V_r не должны зависеть от времени.

Следуя работе [16], в дальнейшем мы использовали средние величины $V = (V_b(t, x, h) + V_r(t, x, h))/2$.

Флуктуации параметров I и V обусловлены в основном конвективными и волновыми движениями. Под конвективными мы понимаем

ем 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 понятия «гранула» и «межгранула» имеют 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 диаграмму $k - \nu$, т. е. зависимость мощности вариаций I и V от временной (ν) и пространственной (k) частот. В соответствии с диаграммой мы ограничили волновые движения временными частотами $\nu = 1.8...5.7$ мГц, а конвективные — частотами $\nu < 2.2$ мГц. По пространственной частоте волновые движения от конвективных были отделены при $k = 0.18$ Мм⁻¹. 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 [10, 11]. Условно мы приняли движения, направленные к наблюдателю, за положительные.

РЕЗУЛЬТАТЫ НАБЛЮДЕНИЙ

Следующим шагом нашей работы было вычисление напряженности магнитного поля B по спектрополяриметрическим наблюдениям в ИК-линиях 1564.8 и 1565.2 нм. Для этой цели мы воспользовались программным комплексом SIR [14], любезно предоставленным в наше распоряжение сотрудниками Института астрофизики на Канарах. Этот набор программ позволяет по известным из наблюдений параметрам Стокса в приближении локального термодинамического равновесия восстановить напряженность магнитного поля B , а также другие параметры солнечной атмосферы в гранульно-межгранульных структурах. В качестве начального приближения использовалась модель атмосферы Солнца HSRA [7].

На рис. 1 мы приводим общую гистограмму распределения напряженности магнитного поля (гранулы + межгранулы), а также отдельно для гранул и отдельно для межгранульных промежутков. Обращает на себя внимание относительно большая доля высоких значений B поля для этого активного образования. Два максимума на гистограмме обусловлены спецификой распределения магнитного поля в гранулах и межгранульных промежутках активной области. Как и следовало ожидать, максимальные поля сконцентрированы в межгранульных промежутках. Однако и в гранулах количество образований не монотонно уменьшается с увеличением значений B , а в отдельных гранулах значение магнитного поля близко к максимальным значениям в межгранулах. Отметим, что похожее двухвершинное распределение

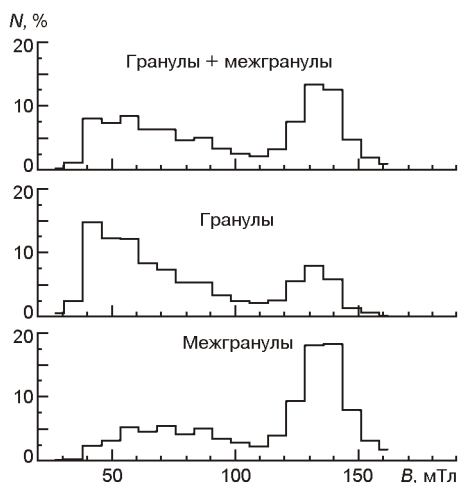


Рис. 1. Гистограмма распределения напряженности магнитного поля в исследуемой активной области на поверхности Солнца: суммарно над гранулами и межгранулами, отдельно над гранулами и над межгранульными промежутками

напряженности магнитного поля в активной области приводится в работах [3, 6].

Перейдем непосредственно к исследованию зависимостей отдельных параметров линии Fe I 1564.8 нм от напряженности магнитного поля (более слабая линия Fe I 1565.2 нм обнаруживает аналогичные зависимости). Они показаны на рис. 2 (первая колонка). С увеличением магнитного поля увеличивается центральная остаточная глубина R_0 и полуширина линии $W_{1/2}$, а эквивалентная ширина W — уменьшается, что согласуется с данными [4, 8, 18]. Очень странно ведет себя смещение δ_0 центральной остаточной интенсивности (рис. 2, а): с увеличением поля B отрицательные смещения сначала уменьшаются, и при $B = 80...120$ мТл становятся близкими к нулю, а затем снова увеличиваются, но в сторону положительных значений. Трудно найти причину такого поведения смещения центральной остаточной интенсивности от величины напряженности магнитного поля. Скорее всего здесь сказывается влияние контраста K (рис. 2, б): в среднем величина магнитного поля больше над межгранулами, где вещество (на уровне образования этой линии) преимущественно движется вниз, а над гранулами, где в среднем величина B меньше, — вверх. Чтобы проверить это предположение, мы поступили следующим образом. Весь диапазон магнитного поля был разделен на небольшие промежутки шириной $B = 5$ мТл. В каждом промежутке отбиралось одинаковое число гранул и межгранул, по возможности с одинаковым по абсолютной величине контрастом тех и других, тем самым сводя к минимуму зависимость от контраста (скорости). Результаты представлены на рис. 2, в: зависимость смещения δ_0 центральной остаточной интенсивности от величины магнитного поля исчезла. На остальных трех панелях центральная остаточная интенсивность, полуширина и эквивалентная ширина действительно зависят как от магнитного поля, так и от контраста (скорости).

Основной целью настоящей работы является исследование реакции солнечной атмосферы на магнитное поле вплоть до температур-

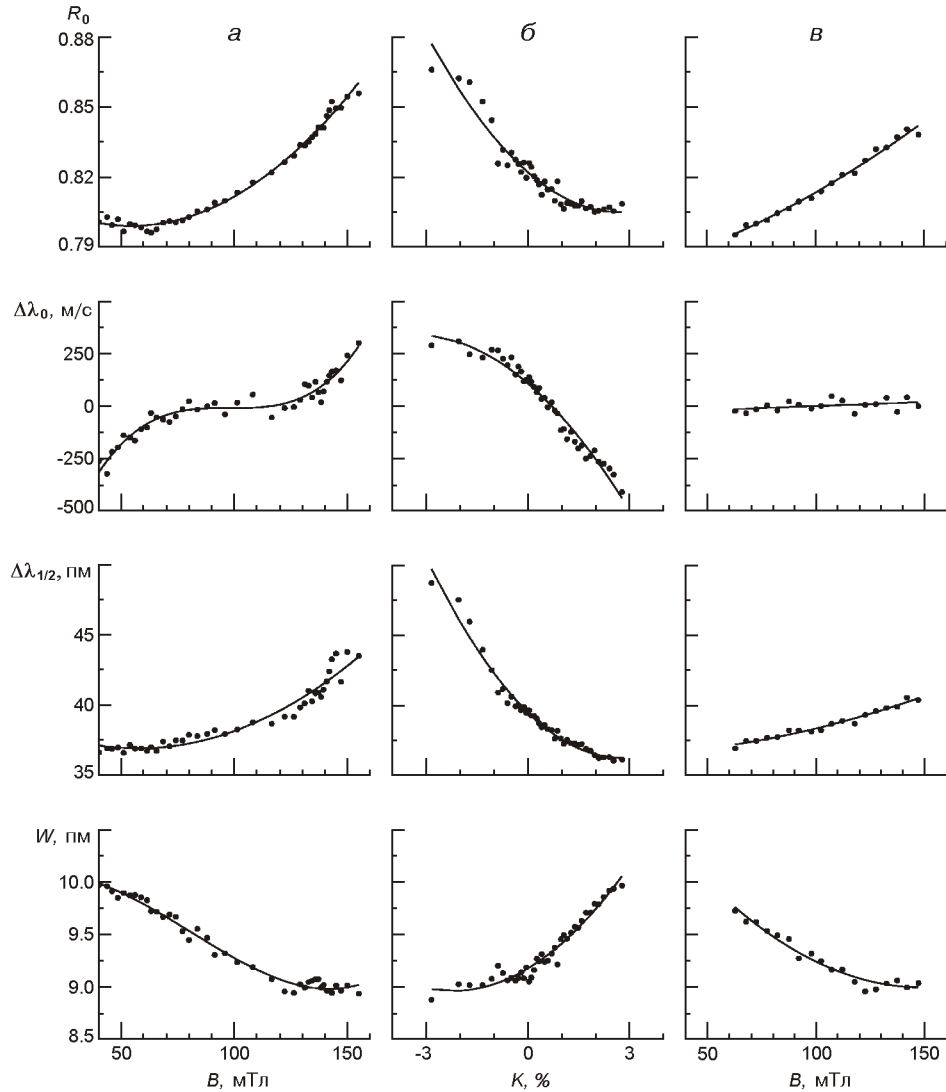


Рис. 2. Зависимость центральной остаточной интенсивности (R_0), смещения λ_0 центральной остаточной интенсивности, полуширины $\lambda_{1/2}$ и эквивалентной ширины (W) линии Fe I 1564.8 нм: *a* — от напряженности B магнитного поля, *б* — от контраста K в непрерывном спектре, *в* — от величины напряженности магнитного поля B (параметры исправлены за возможное влияние контраста)

ного минимума. Здесь как нельзя лучше подходит именно линия Ва II 455.4 нм, область образования которой простирается от $h = 0$ до $h = 700$ км. Кроме того, в предыдущих наших работах [12, 16] мы подробно исследовали поведение этой линии в спокойной атмосфере Солнца. Однако основная трудность исследования заключается в том, что в этой линии при наблюдениях регистрировался только I -профиль Стокса. Поэтому разные характеристики линии Ва II 455.4 нм мы будем сопоставлять с напряженностью магнитного поля, которое найдено по линии Fe I 1564.8 нм. Разумеется, мы должны быть уверен-

ными, что исследуемые участки спектра в обоих линиях «абсолютно» совпадают по пространству. Эта часть работы оказалась не такой простой, как нам вначале казалось, и первая попытка (версия) не привела к ожидаемому результату.

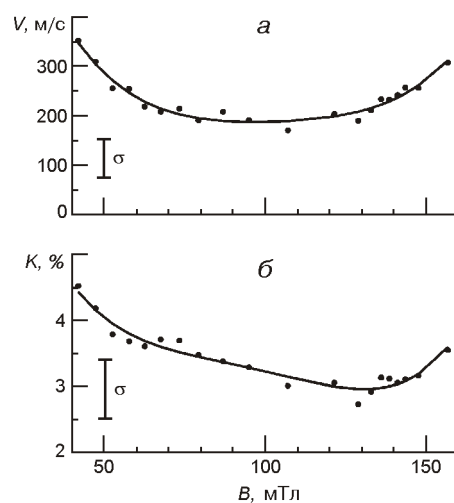
Пользуясь соответствующими TARGET-изображениями, мы сначала ВаII-фильтрограммы сориентировали соответственно спектральным изображениям в линии Fe I 1564.8 нм и выравнивали их дисперсии. Затем для момента времени 10:57:45 (начало наблюдений) на TIP-скане выделили участок спектра в континууме и перемещали его по ВаII-фильтрограмме, отснятой также в непрерывном спектре и для этого же момента времени, вычисляя коэффициент корреляции между этими двумя спектрами. По максимуму коэффициента корреляции фиксировали участок спектра на TESOS-фильтрограмме (Ba II). Такую же процедуру мы повторили сначала для всех 15 TIP-сканов, а затем для всех пяти серий наблюдений (10:57:45—11:32:26). Внимательно анализируя результаты отождествления, мы заметили, что иногда отождествление давало ложный результат. Какие возможные причины? Во-первых, очень короткий отождествляемый участок спектра. Во-вторых, характер непрерывного спектра в длинах волн 1564.8 и 455.4 нм различен. В третьих, на величину коэффициента корреляции существенным образом влияет наличие одиночных, но относительно сильных колебаний интенсивности. При случайном совпадении таких колебаний (на TESOS-фильтрограмме и TIP-спектрограмме) и возможно «ложное» отождествление.

К сожалению, мы не можем увеличить длину отождествляемых участков спектра. Поэтому мы увеличили ширину: вместо одного скана сконструировали площадку в TIP-континууме шириной в 15 сканов, относящихся к 15 разным моментам времени. В этом случае по TESOS-фильтрограмме мы перемещали не отдельный скан, а площадку шириной в 15 сканов. Неожиданно оказалось, что такой метод «ложного континуума» позволил с точностью до одного пиксела «разместить» TIP-цель на TESOS-фильтрограммах для каждого момента времени.

Теперь мы можем приступить к исследованию влияния магнитного поля на конвективные движения, используя данные наблюдений в линии Ba II. Насколько нам известно, такие исследования ранее не проводились, поскольку не удавалось отделить конвективную составляющую от волновой. Из рис. 3, *а* видно, что скорость конвективных движений на уровне образования континуума сначала уменьшается с увеличением магнитного поля, а затем увеличивается. Такая же зависимость наблюдается и для контраста (рис. 3, *б*).

Наблюдения линии Ba II 455.4 нм позволили провести исследование статистических свойств конвективных движений в солнечной фотосфере в рамках 16-коллончатой модели [13]. Основные результаты этого исследования представлены на рис. 4 (точки, соединенные сплошной линией). В качестве параметров, описывающих конвектив-

Рис. 3. Конвективные скорости и конвективные интенсивности (контраст K) в зависимости от напряженности магнитного поля на высоте образования непрерывного спектра



ные движения, были выбраны знак контраста и направление движения. Мы предположили, что на самом верхнем слое солнечной фотосферы, соответствующем высоте $h = 650$ км, конвективные элементы могут сохранять знак контраста и направление движения относительно слоя, где формируется излучение в континууме ($h = 0$) либо могут изменять один или оба параметра. Иными словами, на двух высотах $h = 0$ и $h = 650$ км относительно горячее и относительно холодное вещество могут двигаться как вверх, так и вниз. Схематически все возможные 16 вариантов движения вещества показаны на рис. 4, в. Знаком «плюс» обозначено относительно горячее вещество и которое поднимается, а знаком «минус» — относительно холодное и опускающееся. Оказалось, что все эти 16 вариантов движения материи действительно наблюдаются в солнечной атмосфере, даже такие, на первый взгляд маловероятные, которые обозначены на рис. 4 под номером 13: движущееся вверх вблизи высоты образования континуума ($h = 0$) относительно холодное вещество становится относительно горячим на высоте $h = 650$ км. На рис. 4, а показана доля N случаев, которая соответствует каждому из 16 вариантов конвективных движений на высотах между $h = 0$ и $h = 650$ км, а на рис. 4, б — на высотах между $h = 0$ и $h = 60$ км. Для сравнения на рис. 4, а и б ромбиками и пунктирной линией показан характер движения вещества в спокойной области солнечной фотосферы.

ОБСУЖДЕНИЕ И ВЫВОДЫ

Результаты исследования зависимости смещения центральной остаточной интенсивности от величины напряженности магнитного поля в ранних работах [4, 5, 8, 9] оказались очень противоречивыми. В работе [5] по данным наблюдений трех линий нейтрального железа Fe I 630.15, 629.78, 630.25 нм было обнаружено, что в активной области эти линии смещены в «красную» сторону по сравнению со спокойной,

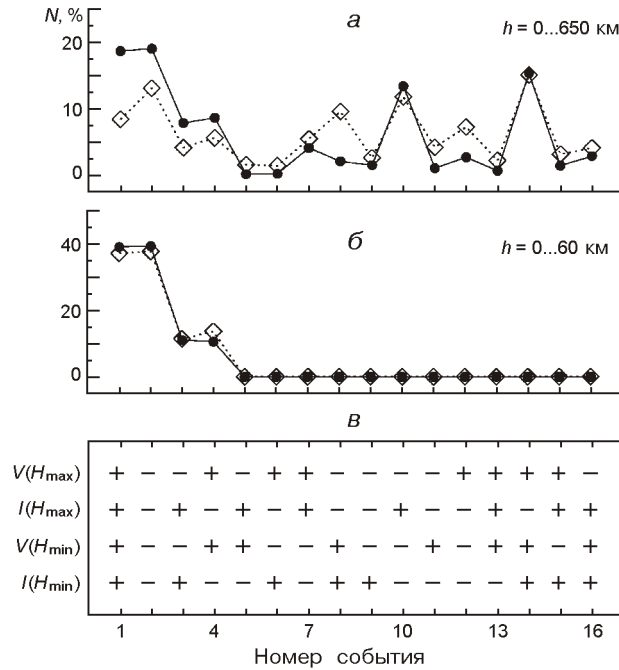


Рис. 4: а, б — доля N случаев, соответствующих разным типам конвективных движений вещества в атмосфере Солнца между высотами 0 и 650 км, а также 0 и 60 км соответственно (сплошная линия — активная область, пунктирная — спокойная). Шестнадцать типов конвективных движений показаны на фрагменте в. Знак плюс относится к «горячему» и поднимающемуся веществу, знак минус — к «холодному» и опускающемуся

в то время как в работе [9] по шести линиям Fe I, и в работе [4] по 32 линиям разных химических элементов — в «фиолетовую». В исследовании [8] получен вывод, что магнитное поле в пределах ошибки наблюдений не смещает центральную остаточную интенсивность (наблюдалась лишь одна линия нейтрального железа (Fe I 557.61 нм)). Наши результаты показывают (рис. 2), что после тщательного учета влияния движений гранул и межгранульных промежутков положение центральной интенсивности спектральной линии не зависит от величины напряженности магнитного поля.

Рис. 4, а показывает, что при наличии магнитного поля ($B = 40 \dots 160$ мТл) количество турбулентных элементов, которые следуют классическому поведению конвекции (горячее вещество поднимается, а холодное опускается) в пределах высот 0—650 км увеличивается в полтора-два раза по сравнению со спокойной областью. Нам трудно сейчас указать причину такого необычного, «стабилизирующего» поведения магнитного поля: по-видимому, прояснить ситуацию позволит лишь математическое моделирование.

С увеличением напряженности магнитного поля скорости конвективных элементов вблизи образования непрерывного спектра сначала уменьшаются, а затем увеличиваются (рис. 3). Как следствие, большее число конвективных элементов достигает нижней хромосферы, и в бо-

лее высоких слоях солнечной атмосферы происходит изменение знака контраста и знака скорости [1, 12]. По-видимому, все перечисленные изменения взаимосвязаны и способствуют более эффективному переносу энергии из фотосферы в нижнюю хромосферу. Результаты наших исследований не подтверждают давно сложившееся представление, что слабое магнитное поле ($B = 5 \dots 10$ мТл) усиливает конвекцию, а сильное ($B = 50 \dots 150$ мТл) — подавляет. Отметим также, что полученный нами результат об увеличении скорости конвективных движений с увеличением напряженности магнитного поля не согласуется с выводами работы [19].

В заключение перечислим основные результаты.

1. Магнитное поле препятствует конвективным элементам при своем движении от уровня образования непрерывного спектра ($h = 0$ км) до нижней хромосферы ($h = 650$ км) изменять знак контраста и направление движения.

2. Скорости конвективных движений сложным образом зависят от величины напряженности магнитного поля.

3. Магнитное поле не влияет на смещение центральной остаточной интенсивности инфракрасных линий нейтрального железа Fe I 1564.8 и 1565.2 нм.

Автор признателен проф. М. Колладосу за приглашение и теплый прием во время работы в Институте астрофизики на Канарах.

1. *Kostyk P. I.* Особенности конвективных движений в верхней фотосфере Солнца // Кинематика и физика небес. тел.—2010.—**26**, № 5.—С. 26—40.
2. *Asplund M., Nordlund A., Trampedach R., et al.* Line formation in solar granulation. I. Fe line shapes, shifts and asymmetries // *Astron. and Astrophys.*—2000.—**359**, N 2.— P. 729—742.
3. *Bellot Rubio L. R., Ruiz Cobo B., Collados M.* Structure of a facular region from the inversion of high spatial and temporal resolution Stokes spectra // *ASP Conf. Ser.*—1999.—**183**.—P. 61—69.
4. *Brandt P. N., Solanki S. K.* Solar line asymmetries and the magnetic filling factor // *Astron. and Astrophys.*—1990.—**231**, N 2.—P. 221—234.
5. *Cavallini F., Ceppateli G., Righini A.* Asymmetry and shift of three Fe I photospheric lines in solar active regions // *Astron. and Astrophys.*—1985.—**143**, N 1.— P. 116—121.
6. *Dominguez Cerdena I., Sanchez Almeida J.* The distribution of quiet sun magnetic field strengths from 0 to 1800 G // *Astrophys. J.*—2006.—**636**, N 1.—P. 496—509.
7. *Gingerich O., Noyes R. W., Kalkofen W., et al.* The Harvard-Smithsonian reference atmosphere // *Solar Phys.*—1971.—**18**, N 2.—P. 347—365.
8. *Immershitt S., Schroter E. H.* The behaviour of asymmetry and other profile parameters of the Fe I 5576.1 Å line in solar regions of varying magnetic activity // *Astron. and Astrophys.*—1989.—**208**, N 2.—P. 307—313.
9. *Kaisig M., Schroter E. H.* The asymmetry of photospheric absorption lines II. The asymmetry of medium-strong Fe I lines in quiet and active regions of the Sun // *Astron. and Astrophys.*—1983.—**117**, N 2.—P. 305—313.
10. *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.

11. *Kostik R. I., Khomenko E.* Observations of a bright plume in solar granulations // *Astron. and Astrophys.*—2007.—**476**, N 2.—P. 341—347.
12. *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.
13. *Kostik R. I., Shchukina N. G.* Fine structure of convective motions in the solar photosphere: Observations and theory // *Astron. Reports.*—2004.—**48**, N 9.—P. 769—780.
14. *Ruiz Cobo B., del Toro Iniesta J. C.* Inversion of Stokes profiles // *Astrophys. J.*—1992.—**398**, N 2.—P. 375—385.
15. *Schroter E. H., Soltan D., Wiehr E.* The German solar telescopes at the Observatorio del Teide // *Vistas in Astron.*—1985.—**28**, N 3.—P. 519—525.
16. *Shchukina N., Olshevsky V., Khomenko E.* The solar Ba II 4554 Å line as a Doppler diagnostic: NLTE analysis in 3D hydrodynamical model // *Astron. and Astrophys.*—2009.—**506**, N 4.—P. 1393—1404.
17. *Stebbins R. T., Goode P. R.* Waves in the solar photosphere // *Solar Phys.*—1987.—**110**, N 2.—P. 237—253.
18. *Stenflo J. O., Harvey J. W.* Dependence of the properties of magnetic fluxtubes on area factor or amount of flux // *Solar Phys.*—1985.—**95**, N 1.—P. 99—118.
19. *Title A. M., Tarbell T. D., Topka K. P., et al.* Statistical properties of solar granulation derived from the SOUP instrument on SPACELAB 2 // *Astrophys. J.*—1989.—**336**, N 2.—P. 475—494.

Поступила в редакцию 10.06.11