

УДК 523.9

В. А. ШеминоваГлавная астрономическая обсерватория НАН Украины
03680 Киев ГСП, ул. Академика Заболотного 27**Линия Fe I λ 1564.8 нм
и распределение солнечных магнитных полей**

Получено распределение напряженности магнитных полей для различных уровней фотосферы спокойного Солнца по данным 2-М-МГД-моделирования магнитогрануляции, а также из синтеза $|V|$ -профилей линии Fe I λ 1564.8 нм. Вид распределения и положение его максимума существенно изменяются с высотой. Пик распределения находится в среднем около 25 мТл. При учете пространственного усреднения профилей (около 0.5") максимум распределения располагается вблизи 35 мТл. Расхождение между полученными распределениями обусловлены погрешностями определения напряженности из V-профилей. Анализ показал, что использование линии λ 1564.8 нм в данном методе является наиболее эффективным и надежным способом измерения полей с напряженностью выше 50 мТл, когда эта линия входит в режим сильного расщепления. В режиме слабого расщепления (ниже 17 мТл) измеренные напряженности будут иметь значения около 20 мТл, а в промежуточном режиме они будут завышены на 2—4 мТл по отношению к истинным значениям. Распределение напряженности в области полей больше 50 мТл, полученное с помощью линии λ 1564.8 нм, может служить эталоном для тестирования других методов и линий. Результаты анализа синтезированных профилей линии железа λ 630.2 нм подтвердили, что эта линия менее пригодна для изучения распределения напряженности полей вследствие своей слабой чувствительности к полям меньше 120 мТл. Кроме этого, на расстояние между σ -компонентами этой линии сильно влияет наклон вектора магнитного поля. Эффект дополнительного уширения профилей с увеличением наклона полей приводит к существенному (около 20—30 мТл) завышению напряженности слабых наклонных полей, измеряемых методами, не учитывающими величины Q-, U-профилей. Полученные нами распределения магнитных полей, а также распределения параметров асимметрии и нулевого пресечения V-профилей, во-первых, удовлетворительно согласуются с данными поляриметрических ИК-наблюдений. Во-вторых, они убедительно подтверждают предположение о непрерывном спектре структур и значений напряженности фотосферных магнитных полей со смешанной полярностью вплоть до масштабов, значительно меньших порога разрешения. В третьих, они указывают, что структура и масштабы магнитных полей тесно связаны со структурой грануляции.

ЛІНІЯ FE I λ 1564.8 НМ ТА РОЗПОДІЛ СОНЯЧНИХ МАГНІТНИХ ПОЛІВ, Шемінова В. А. — Отримано розподіл напруженості магнітних полів для різних рівнів фотосфери спокійного Сонця за даними 2-М-МГД-модельювання магнітогрануляції, а також із синтезу $|V|$ -профілів лінії Fe I λ 1564.8 нм. Вид розподілу й положення його максимуму істотно змінюються з висотою. Пік розподілу знаходиться в середньому близько 25 мТл. З урахуванням просторового усереднення профілів (біля 0.5") максимум розподілу знаходиться біля 35 мТл. Розбіжність між отриманими розподілами зумовлена похибками визначення напруженості з V-профілів. Аналіз показав, що використання лінії λ 1564.8 нм в цьому методі є найбільш ефективним і надійним засобом вимірювання полів з напруженостями понад 50 мТл, коли ця лінія входить у режим сильного розщеплення. У режимі слабого розщеплення (нижче 17 мТл) вимірювані значення напруженості становлять близько 20 мТл, а у проміжному режимі вони будуть завищені на 2—4 мТл. Розподіл напруженості в області полів понад 50 мТл, отриманий за допомогою лінії λ 1564.8 нм, може бути еталоном для тестування інших методів та ліній. Результати аналізу синтезованих профілів лінії заліза λ 630.2 нм підтвердили, що ця лінія менш придатна для вивчення розподілу напруженості полів унаслідок слабкої чутливості до полів, менших від 120 мТл. Крім цього, на відстань між σ -компонентами цієї лінії сильно впливає нахил вектора магнітного поля. Ефект додаткового розширення профілів зі збільшенням нахилу полів призводить до істотного (близько 20—30 мТл) завищення напруженості слабких похилих полів, вимірюваних методами, що не враховують величини Q-, U-профілів. Отримані нами розподіли магнітних полів, а також розподіли параметрів асиметрії і нульового перетину V-профілів, по-перше, задовільно узгоджуються з даними поляриметричних ІЧ-спостережень і, по-друге, переконливо підтверджують припущення про неперервний спектр структур і величин напруженості фотосферних магнітних полів зі змішаною полярністю аж до масштабів, значно менших, ніж поріг розділення, і по-третє, указують, що структура й масштаби магнітних полів тісно зв'язані зі структурою грануляції.

THE LINE FE I λ 1564.8 NM AND DISTRIBUTION OF SOLAR MAGNETIC FIELDS, by Sheminova V. A. — We obtained the distribution of the strength of magnetic fields at various levels of the quiet Sun's photosphere on the basis of the 2-D MHD simulation of magnetogranulation and from the synthesis of $|V|$ profiles maxima of the line Fe I λ 1564.8 nm. The shape of the distribution and its maximum position vary essentially with depth. The distribution maximum is, on the average, about 25 mT. The distribution maximum is close to 35 mT if the spatial average of profiles (about 0.5") is taken into account. A difference between obtained distributions is caused by errors of the determination of the strength of a field from splitting of V profiles. Our analysis of the method errors shows that the use of the line λ 1564.8 nm in this method provides the most effective and reliable way for measuring fields above 50 mT when the line is in the strong splitting regime. In the weak splitting regime (lower than 17 mT) measured field strengths are equal to about 20 mT, and in an intermediate regime they are overestimated by 2—4 mT. Distribution found with the help of line λ 1564.8 nm can be used as a standard for the testing of other approaches and lines in the region of fields with $B > 50$ mT. The results of the analysis of synthesized profiles of the iron line λ 630.2 nm confirm that this line is less suitable for the study of the field strength distribution because of its weak magnetic sensitivity to fields below 120 mT. Besides, the inclination of the vector of a magnetic field

influences strongly the separation of σ components of this line. The effect of additional separation of V peaks with increasing the inclination angle leads to an essential (about 20—30 mT) overestimation of the strength of weak inclined fields determined by the methods which do not take into account the Q , U profiles. Our distributions of magnetic fields as well as the distribution of asymmetry parameters and V profiles zero-crossing, firstly, agree satisfactorily with infrared observations. Secondly, they confirm convincingly an assumption on a continuous spectrum of structures and values of strength of magnetic photospheric field with mixed polarity down to the scales considerably smaller than a resolution threshold. Thirdly, our distributions indicate that the structure and the scales of magnetic fields are closely connected to the granulation structure.

ВВЕДЕНИЕ

В предыдущих наших работах по исследованию солнечной магнитогрануляции на основании 2-М-МГД-моделирования [1] затрагивается очень важный вопрос о распределении магнитных полей в спокойных областях фотосферы. В связи с растущим интересом к слабым магнитным полям спокойного Солнца [9, 10, 13], к их структуре и природе, к интерпретации наблюдений, мы продолжаем анализ результатов численного моделирования совместно с анализом синтезируемых профилей Стокса ИК-линии λ 1564.8 нм с точки зрения слабых фотосферных магнитных полей. Актуальность данного исследования заключается в том, что наблюдения магнитных полей в спокойных областях Солнца показывают очень слабые магнитные потоки (10^7 — 10^8 Вб). Даже при самом высоком пространственном разрешении, хороших условиях видимости и очень высоком отношении сигнал шум все же не удастся разрешить тонкую структуру полей. Также сложно правильно выполнить калибровку измерений, т. е. определить истинную напряженность магнитного поля. Пока единственной возможностью детального изучения мелкомасштабной структуры фотосферных полей остается прямое численное моделирование магнитоконвекции. Результаты наших работ [2, 5] с использованием 2-М-МГД-моделей магнитогрануляции [1], которые имеют высокое численное разрешение (пространственный шаг 35 км), уже показали, что эти модели полезны для понимания многих свойств фотосферных магнитных полей и их взаимодействия с конвективными движениями на гранульных масштабах. Мы надеемся, что применение этих моделей для изучения распределения магнитных полей в гранулах и межгранульных областях будет способствовать выяснению ряда вопросов о структуре и природе магнитных полей солнечной и звездных атмосфер.

Внимание исследователей к изучению магнитных полей спокойного Солнца привело к накоплению довольно большого количества наблюдательных данных. В последнее время особенный интерес вызывают наблюдения линий ИК-спектра, которые позволили добиться значительных успехов в измерении мелкомасштабных магнитных полей меньше 0.1 Тл. Полученные результаты демонстрируют сложную структуру магнитных полей в спокойных областях с низкой плотностью потоков. По-видимому, магнитные поля спокойного Солнца пространственно сильно перемешаны. Слабые, средние и сильные флюктуации, а также тонкие магнитные трубки перемежаются между собой. Из теоретического моделирования магнитоконвекции [7] также следует, что магнитные поля в спокойных областях структурируются от больших до самых малых. Их размеры могут быть значительно меньше, чем современный порог разрешения. Кроме этого, теория и наблюдения указывают, что магнитные поля представляют собой смесь полей различной

полярности. Измерение наблюдаемых потоков магнитного поля в спокойном Солнце вне областей супергрануляционной сетки, предпринятое в работе [14], указывает, что разбаланс потоков различной полярности здесь меньше, чем в сетке. Успехи в наблюдении слабых полей также поставили перед исследователями ряд вопросов. Являются ли слабые поля остатками сильного магнитного потока, непрерывно циркулирующего вследствие конвекции? Может быть, их источником есть механизм локального динамо? Могут ли размеры и напряженность магнитных полей изменяться непрерывно до самых малых величин? Насколько достоверны полученные данные о распределении слабых полей? Сравнение результатов исследования слабых магнитных полей, полученных из наблюдений по профилям Стокса линий видимого и ИК-диапазонов, указывает на существенные различия выведенных распределений. Максимум относительного распределения, полученного по линии λ 1564.8 нм [6, 11—13], показывает, что большая часть полей имеет напряженность значительно ниже 100 мТл. В то же время по данным анализа наблюдений линий видимого диапазона спокойные области имеют сильно отличающееся распределение магнитного поля с максимумом напряженности около 100 мТл [9, 14, 18, 19]. Согласно данным этих наблюдений измеряемые в спокойных областях магнитные поля как ниже, так и выше 100 мТл заполняют только малую часть фотосферного объема (около 1 %). По ИК-наблюдениям эта часть слегка больше, но все равно достаточно малая по сравнению с очень слабыми (0.4—4 мТл) турбулентными полями, заполняющими всю поверхность спокойного Солнца, которые не так давно были обнаружены с помощью эффекта Ханле [23]. Совместить все эти результаты, полученные различными методами, можно, если предположить сложную топологию магнитных полей в фотосфере, где перемешаны и запутаны слабые и сильные магнитные поля различных размеров. Но, с другой стороны, остается неясным, почему максимум распределения напряженности в спокойных областях фотосферы по данным наблюдений видимых линий указывает на килогауссовые поля, а по наблюдениям ИК-линий максимум находится в области субкилогауссовых. Причиной различия полученных распределений могут быть особенности измерения магнитных полей в столь сильно отличающихся по своим параметрам видимых и ИК-линиях.

В данной работе на основании временной последовательности 2-М-МГД-моделей магнитогрануляции [1] мы получили распределение магнитных полей фотосферы спокойного Солнца с высоким численным разрешением и установили возможную причину различия распределений магнитных полей, полученных с помощью синтезируемых видимых и ИК-линий.

РАСПРЕДЕЛЕНИЕ НАПРЯЖЕННОСТИ МАГНИТНОГО ПОЛЯ

Мы выбрали получасовую последовательность 2-М-МГД-моделей, детальное описание которых приведено в работах [1, 2, 8]. Эта последовательность содержит 56 2-М-моделей по 112 колонок (лучей) каждая. Для построения распределения напряженности мы воспользовались данными моделирования. В каждой колонке избранной последовательности МГД-моделей мы определили напряженность B на нескольких уровнях в фотосфере ($igt_5 = 0, -0.5, -1, -1.5, -2, -3$). Полученные распределения напряженности на этих уровнях представлены жирной линией на рис. 1.

Далее мы вычислили профили Стокса линии Fe I λ 1564.8 нм для каждого отдельного луча каждой двумерной МГД-модели путем интегрирования уравнений Унно—Рачковского для переноса поляризованного излучения. В целом полученная последовательность профилей представляет до-

вольно обширный материал (6272 профилей) для статистического исследования относительных распределений любых параметров атмосферы, выведенных из профилей одной линии. Выбор этой ИК-линии для наших вычислений не был случайным. Он определился кругом вопросов, которые возникают у наблюдателей в связи с активным использованием ИК-линий для измерения магнитных полей. В работе [18] подробно обсуждаются поляризационные свойства линии λ 1564.8 нм. Авторы отмечают особенности V -профилей усиливаться вследствие градиентов магнитного поля, когда, в общем, магнитное поле ослабевает. Они предполагают, что если в спокойных областях Солнца имеются магнитные элементы с напряженностью между 50 и 150 мТл, то по наблюдениям в линии λ 1564.8 нм будут получены в основном значения 50 мТл, а в видимой линии Fe I λ 630.2 нм — 100 мТл-поля. Соответственные распределения полей будут также различаться. Нам нетрудно выполнить количественную проверку этих предположений, имея, с одной стороны, неоднородную модель фотосферы с известным распределением магнитных полей на разных уровнях, и с другой — вычисленные по этим же моделям профили Стокса, с помощью которых мы можем найти распределение напряженности. При обработке наблюдений профилей ИК-линий часто используют простой метод определения напряженности из расстояния между положительным и отрицательным максимумами (пиками) V -профилей. Мы также используем этот прямой метод измерения, так как еще в работе [5] мы подтвердили, что в сочетании с линией λ 1564.8 нм он дает наиболее точные значения напряженности магнитного поля. Мы также выполнили аналогичные вычисления для видимой линии λ 630.2 нм, чтобы была возможность сравнить результаты, полученные по двум различным линиям. Отметим, что из вычисленных профилей были исключены V -профили с аномальной формой, которые имеют два и больше нулевых пересечений и могут внести дополнительные ошибки в распределение. В результате количество анализируемых профилей составило 4577 для линии λ 1564.8 нм и 3897 — для линии λ 630.2 нм. Полученные с помощью этих линий распределения напряженности также показаны на рис. 1. Распределение напряженности, полученное по линии λ 630.2 нм, демонстрирует полное несовпадение с истинным распределением. Распределение напряженности, вычисленное по линии λ 1564.8 нм, лучше всего совпадает в области полей выше 50 мТл с данными МГД-моделей на уровнях $\lg \tau_5 = -0.5$ и -1 . Чтобы уточнить, к какой же глубине в фотосфере следует относить напряженность магнитного поля, определенную по линии λ 1564.8 нм, мы провели дополнительные вычисления эффективных глубин образования V -пиков. С помощью функций вклада [4] мы попытались установить средний уровень в неоднородной фотосфере, где происходит эффективное поглощение в профилях этой линии. Для этого мы выбрали характерный участок модели, который охватывает периферию и часть сильной магнитной трубки, а также участок в центре гранулы, где в основном есть горизонтальные поля. Вычисленные для этих участков профили представляют почти все их разновидности, встречающиеся в гранулах и межгранулах. На рис. 2 показаны эти I -, V -профили совместно с профилями эффективных глубин формирования. Вследствие резких градиентов термодинамических параметров вдоль луча зрения, а также градиентов магнитного поля и поля скоростей эффективная глубина формирования линии от одного луча к другому сильно изменяется. Поэтому трудно точно определить среднюю глубину формирования линии, к которой относится найденное распределение напряженности. Тем не менее, из рис. 2 можно заключить, что в среднем для линии λ 1564.8 нм эффективный слой

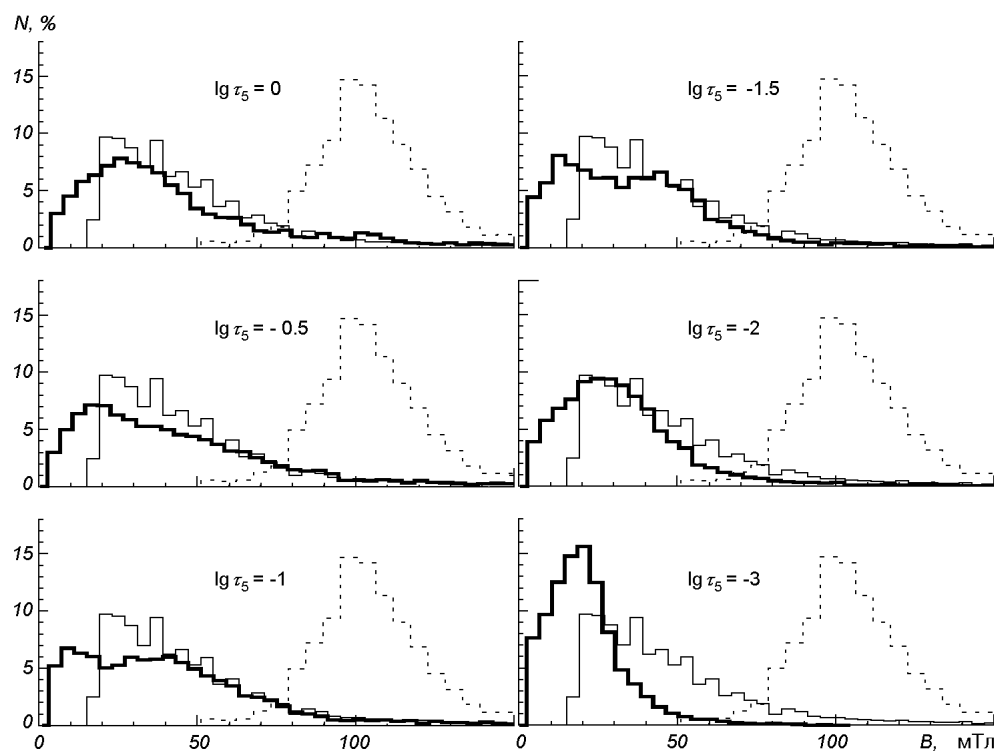


Рис. 1. Относительное распределение напряженности магнитных полей. Жирная линия — данные, полученные непосредственно из временной последовательности 2-М-МГД-моделей магнитогрануляции на различных уровнях, указанных на рисунке. Тонкая и пунктирная линии — данные, выведенные из расстояний между максимумами $|V|$ -профилей линий λ 1564.8 нм и λ 630.2 нм соответственно

формирования пиков V -профилей расположен на уровне $\lg \tau_5 = -0.5$, а для линии λ 630.2 нм — на уровне $\lg \tau_5 = -1$.

Итак, из полученных распределений напряженности магнитных полей по данным МГД-моделирования магнитогрануляции и по результатам синтеза линий λ 1564.8 нм и 630.2 нм можно сделать следующие выводы.

1) В спокойных областях большинство фотосферных магнитных полей слабее 50 мТл, пик распределения напряженности полей в среднем расположен около 25 мТл.

2) На различных уровнях фотосферы относительное распределение напряженности магнитного поля заметно изменяется, т.е. происходит перераспределение полей с высотой. Уменьшается количество сильных полей (> 100 мТл), а пик распределения изменяет свое положение. У основания фотосферы ($\lg \tau_5 = 0$) основной максимум распределения указывает на преобладания полей с напряженностью около 25 мТл. Кроме него, имеется второй маленький пик возле 100 мТл, а также намечается третий — около 70 мТл. На уровне $\lg \tau_5 = -0.5$ поля становятся более слабыми, и распределение имеет один пик около 20 мТл. Затем на уровнях $\lg \tau_5 = -1$ и -1.5 основной пик смещается в сторону еще более слабых полей около 10 мТл и вместе с этим выделяется новый почти равный по высоте пик около 45 мТл. Раздвоение основного пика есть проявлением эффекта «сапору» (с высотой происходит расширения сильных магнитных трубок). Вследствие этого эффекта увеличивается вклад сильных полей трубок в общее число полей.

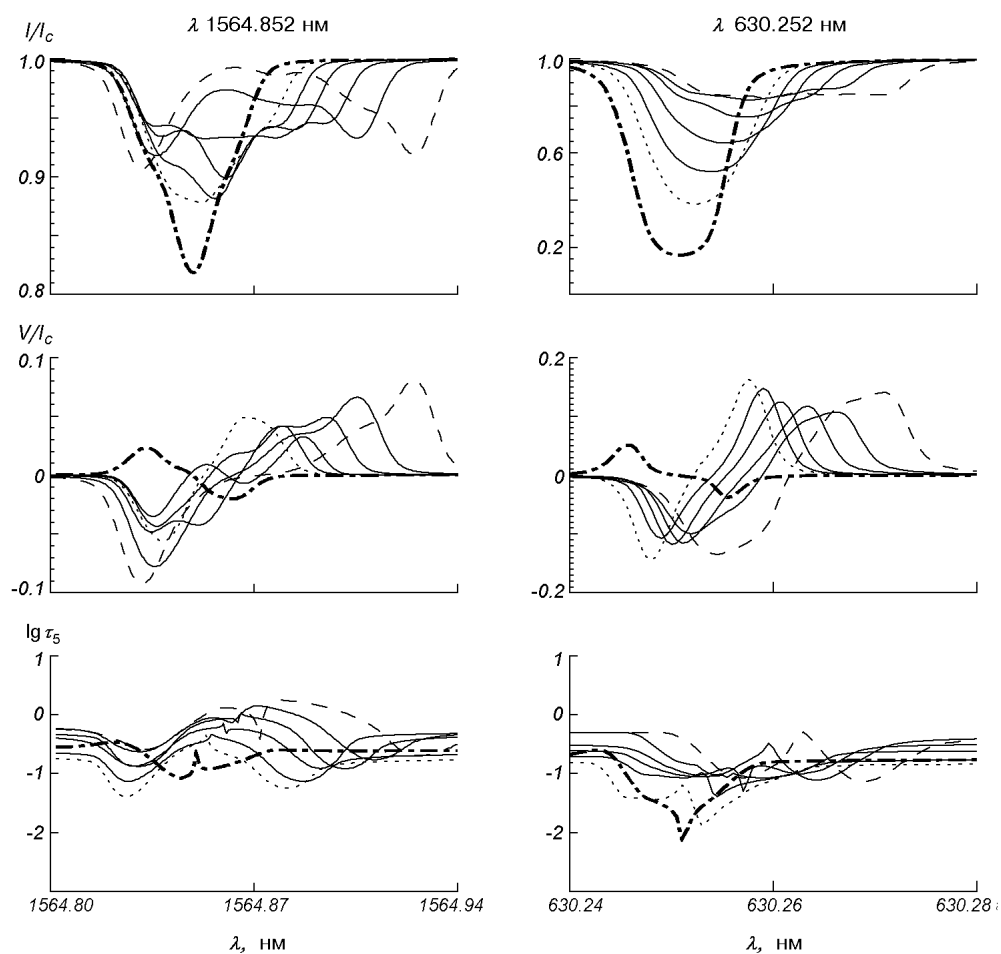


Рис. 2. I -, V -профили Стокса и профили эффективных глубин формирования V -профилей для линий $\lambda\lambda$ 1564.8 и 630.2 нм, вычисленные в области периферии магнитной трубки (сплошные линии), внутри трубки (штриховая линия), на краю трубки (пунктирная линия) и в центральной части гранулы (жирная штрих-пунктирная линия)

В еще более высоких слоях поле в трубках расширяется еще больше, а также ослабевает, и распределение слабых полей становится почти таким, как у основания фотосферы. Таким образом, результаты МГД-моделирования подтверждают ослабление магнитного поля с высотой в фотосфере, а также указывают, что магнитные поля с высотой перераспределяются.

3) Магнитные поля в спокойных областях представляют смесь слабых, умеренных и сильных полей. Напряженность их может изменяться почти непрерывно от самых малых значений в наклонных полях, заполняющих всю область гранул, до самых больших значений в полях, сконцентрированных в тонкие вертикальные трубки, расположенные в межгранульных промежутках.

4) Сравнение истинного (полученного из МГД-моделей) и вычисленного (из синтеза профилей) распределений магнитных полей отчетливо продемонстрировало, что метод прямого определения напряженности из расстояния между пиками V -профилей линии λ 1564.8 нм измеряет поля около 17 мТл и выше. Количество измеренных полей в области 20—50 мТл получено завышенным, а в области выше 50 мТл удовлетворительно

совпадает с истинными значениями. Следует также подчеркнуть, что количество полей с напряженностью около 150 мТл определено этим методом вполне надежно.

5) Распределение напряженности, найденное по линии λ 630.2 нм, свидетельствует о непригодности этой линии для данного метода измерения напряженности. Максимум полученного распределения указывает на преобладание полей с $B \approx 100$ мТл, что не соответствует истинному распределению.

Возникает вопрос: почему распределение, найденное из профилей линии λ 1564.8 нм, для полей ниже 50 мТл значительно отличается от истинного, а линия λ 630.2 нм вовсе непригодна для таких исследований? Чтобы ответить на него, мы детально проанализировали причины изменения разделения пиков V -профилей, вычисленных для неоднородных моделей.

АНАЛИЗ НАДЕЖНОСТИ РАСПРЕДЕЛЕНИЙ НАПРЯЖЕННОСТИ, ПОЛУЧЕННЫХ ПО ЛИНИЯМ λ 1564.8 нм И λ 630.2 нм

Приведем некоторые количественные оценки точности определения напряженности по линиям λ 1564.8 нм и λ 630.2 нм. Напомним, что чувствительность конкретной линии к данному магнитному полю зависит от отношения ширин $\Delta\lambda_H/\Delta\lambda_D$, где $\Delta\lambda_H$ — зеемановское расщепление, а $\Delta\lambda_D$ — доплеровская ширина линии в отсутствии магнитного поля. Эти ширины зависят от длины волны, температуры, насыщения линии, нестационарных скоростей и их градиентов. Величина $\Delta\lambda_H$ зависит еще от фактора Ланде, а также от величины и градиентов напряженности и угла наклона вектора магнитного поля. Отсюда следует, что для конкретных магнитного поля и поля скоростей величина $\Delta\lambda_H/\Delta\lambda_D$ является функцией температуры и увеличивается приблизительно линейно с увеличением длины волны λ и фактора Ланде $g_{эф}$. Произведение $\lambda g_{эф}$ часто рассматривают как меру чувствительности спектральной линии к магнитному полю. В областях атмосферы с сильно отличающимися магнитными свойствами надежность величины напряженности, измеренной на основании зеемановского расщепления в конкретной линии, зависит как от магнитной чувствительности линии ($\lambda g_{эф}$), так и от параметров магнитного поля, или другими словами от режима расщепления данной линии. Режимы расщепления, которые проиллюстрированы в работах [17, 20, 21, 24], обычно разделяют на три. Мы напомним, что слабый режим соответствует соотношению $\Delta\lambda_H < \Delta\lambda_D$, промежуточный — $\Delta\lambda_H \approx \Delta\lambda_D$ и сильный — $\Delta\lambda_H > \Delta\lambda_D$. Чтобы установить эти режимы для линий λ 1564.8 и 630.2 нм и конкретно для нашей модели фотосферы, мы выполнили специально тестовые расчеты. Для одного из лучей МГД модели вычислили профили линий, изменив только модельные глубинно-зависимые значения напряженности на постоянные, которые варьировали от малого значения до большого, также предположив, что поля продольные. Из измеренных расстояний между голубым (b) и красным (r) пиками полученных V -профилей определили напряженность B_{br} . Результаты вычислений представлены сплошными линиями на рис. 3 в виде калибровочных кривых, которые отражают зависимость между измеренными и истинными значениями напряженности поля. Видно, что режим сильного расщепления начинается для линии λ 1564.8 нм при $B > 30$ мТл, а для линии λ 630.2 нм — при $B > 150$ мТл. Режим слабого расщепления действует для всех полей $B < 17$ мТл (линия λ 1564.8 нм) и $B < 60$ мТл (линия λ 630.2 нм). В слабом режиме измеренная напряженность определяется только доплеровской ши-

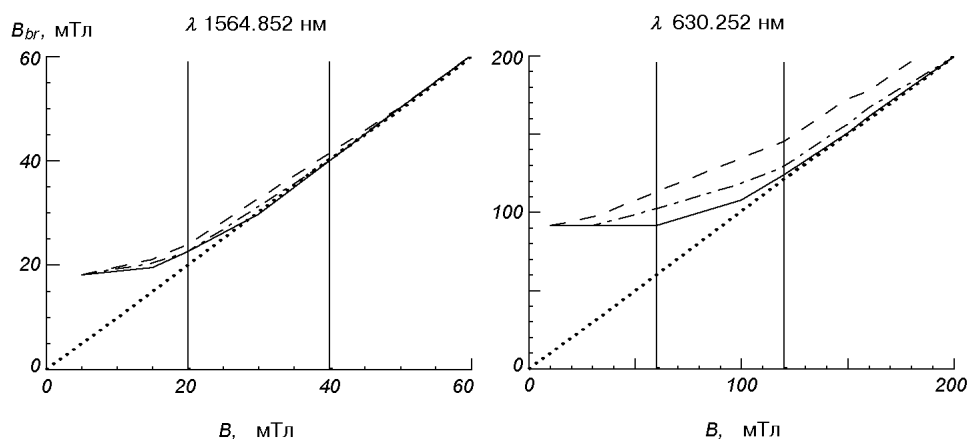


Рис. 3. Калибровочные кривые для напряженности, построенные по данным истинных (модельных) значений (B) и вычисленных (B_{br}) из расстояний между максимумами $|V|$ -профилей синтезируемых линий $\lambda\lambda$ 1564.8 и 630.2 нм при различных углах наклона: 0° (сплошная), 30° (штрих-пунктирная) и 75° (штриховая). Вертикальные прямые указывают, где соотношение ширины $\Delta\lambda_H/\Delta\lambda_D = 1$ (левая), и 2 (правая). Пунктир — линия равных значений $B_{br} = B$

риной линии и никак не зависит от изменения B . Для линии λ 1564.8 нм ее значение близко к 20 мТл, а для линии λ 630.2 нм — 90 мТл. Между сильным и слабым режимом находится промежуточный режим, в котором измеренные напряженности будут завышены тем больше, чем будут слабее магнитные поля. Затем мы проверили влияние градиентов магнитного поля, температуры, вертикальной скорости и угла наклона на установление режимов. Оказалось, что влияние градиента магнитного поля больше изменяет форму профилей, чем расстояние между $|V|$ -максимумами. Градиенты температуры и скорости тоже не дают таких сильных эффектов, которые бы значительно увеличили расстояние между V -пиками. Наиболее существенное дополнительное разделение пиков V -профилей вызывает наклон магнитного поля. Из рис. 3 видно, что с увеличением наклона поля расширяются пределы промежуточного режима со стороны сильных полей, и сильный режим начинается при $B \approx 40$ мТл для $\gamma = 30^\circ$ и $B \approx 50$ мТл для $\gamma = 75^\circ$ в случае линии λ 1564.8 нм. Эффект выражен еще сильнее для линии λ 630.2 нм. Это приводит к дополнительной переоценке напряженности магнитного поля. В результате измеренные значения напряженности сильнее отклоняются от истинных в более горизонтальных и слабых полях.

Итак, прямой метод определения B из расстояния между максимумами $|V|$ -профилей наиболее надежно работает в режиме сильных и продольных полей, а с увеличением отклонения вектора магнитного поля от вертикали точность метода уменьшается. Для линий видимого диапазона типа λ 630.2 нм превышение измеренной напряженности может достигать 20—40 мТл для полей с большим наклоном. С помощью этой линии можно получить надежные результаты только в сильном режиме для полей > 150 мТл с наклонами меньше 30° . В слабом режиме все измеренные поля будут иметь напряженность около 100 мТл, в то время как для линии λ 1564.8 нм влияние угла наклона на измерение напряженности незначительное. Это очень важный положительный результат для этой линии. Наибольшее превышение, которое возможно в промежуточном режиме, составляет около 2—4 мТл для сильно наклонных полей. Эффект наклон-

ных полей для линии λ 1564.8 нм в 10 раз меньше, чем для линии λ 630.2 нм.

Точность измерения напряженности непосредственно отражается на полученных распределениях напряженности, особенно в областях спокойного Солнца, где наклонных и слабых полей большинство. В слабом режиме в результате ослабления магнитной чувствительности линии слабые поля будут измерены как более сильные (особенно в линии λ 630.2 нм). В распределении слабых полей их число будет заниженным, а для более сильных полей — завышенным. Поэтому следует ожидать в полученном по линии λ 630.2 нм распределении значительных отклонений от реальных значений в области полей ниже 150 мТл, тогда как в распределении, полученном по линии λ 1564.8 нм, будет существенно искажена область слабых полей между 20 и 40 мТл, а область полей ниже 17 мТл будет вовсе отсутствовать. Именно такие результаты и были получены нами (см. рис. 1).

Отсюда следует, что в случае полного разрешения (фактор заполнения $\alpha = 1$) полностью надежным будет распределение полей, найденное из расстояния между V -пиками только для линии λ 1564.8 нм в режиме сильных полей, т. е. в области напряженности свыше 50 мТл. Количество полей, измеренных в диапазоне 20—50 мТл будет завышенным: во-первых, слабые поля ниже 17 мТл будут измерены как поля с напряженностью около 20 мТл и, во-вторых, наличие наклонных полей приведет к завышению на 2—4 мТл. В результате следует ожидать, что распределение полей спокойных областей Солнца, измеренных по линии λ 1564.8 нм, будет иметь главный максимум, слегка смещенный в сторону сильных полей по отношению к реальному, и будет завышен за счет дополнительного количества полей из слабого режима. Вероятнее всего, он будет около 30—40 мТл. Распределение полей выше 50 мТл и вплоть до самых сильных килогауссовых полей не будет искажено. В случаях, когда пространственное разрешение не высокое (фактор заполнения $\alpha < 1$), происходит дополнительное уширение профилей вследствие горизонтального пространственного усреднения профилей, что также отразится на форме распределения измеренных магнитных полей.

На рис. 4, *a* демонстрируется этот эффект одновременно для данных распределения, полученных из линии λ 1564.8 нм (жирная линия) и непосредственно из МГД-моделей (пунктирная линия). Чем больше масштаб пространственного усреднения, тем больше сдвигается в сторону сильных полей максимум распределения (30—40 мТл), и кроме того образуется второй максимум около 50—60 мТл. Также заметно уменьшается количество полей выше 60 мТл, и спад в сторону сильных полей в распределении становится более крутым. Так сказывается на распределении полей горизонтальное пространственное усреднение профилей. На рис. 4, *a* для сравнения мы также приводим данные, полученные из наблюдений с пространственным разрешением 0.5—1" [11]. Лучшее совпадение можно видеть на второй панели рис. 4, *a*, где усреднение вычисленных профилей, по-видимому, ближе к угловому разрешению наблюдений. Удовлетворительное совпадение результатов наших вычислений и наблюдений [11] подтверждает достоверность наших вычислений и полученных распределений слабых полей в спокойном Солнце.

Что касается линии λ 630.2 нм, то напряженности, полученные из расстояний между пиками, представляют полностью ошибочное распределение. С помощью этой линии можно надежно измерить только продольные магнитные поля, начиная с напряженности поля 150 мТл. Все поля ниже 100 мТл фиксируются как поля с напряженностью 90—120 мТл. В резуль-

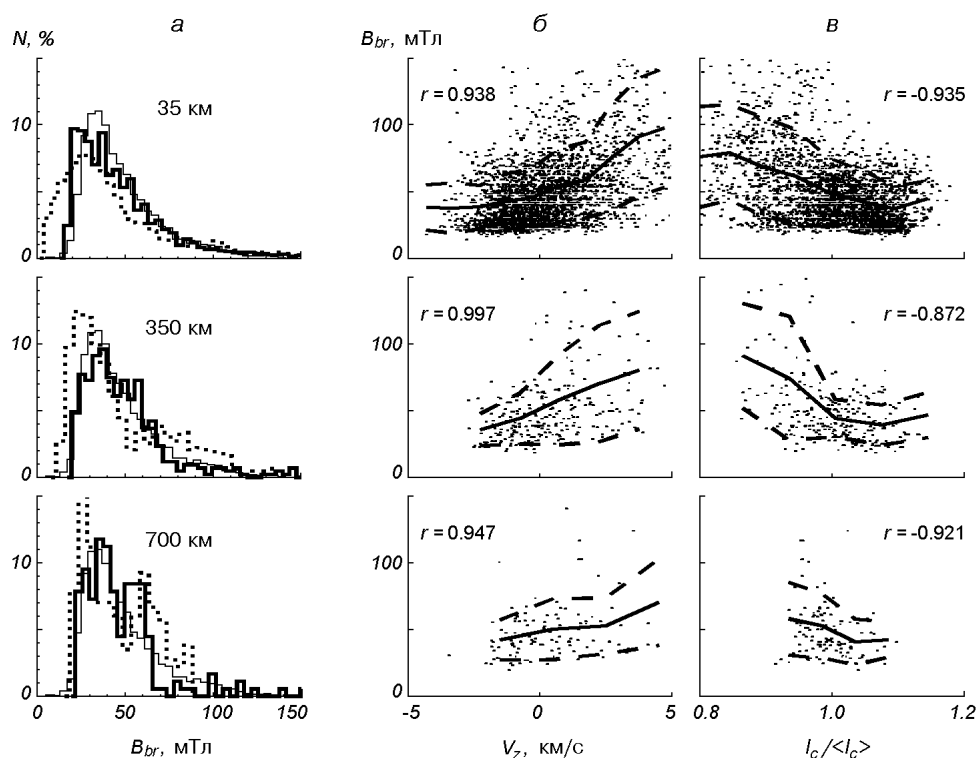


Рис. 4. а — гистограммы напряженности магнитных полей с различным масштабом пространственного усреднения (35, 350, 700 км), построенные по данным: зеемановского расщепления синтезируемых V -профилей линии λ 1564.8 нм (жирная линия); МГД-моделей (пунктирная линия); наблюдений [11] (тонкая линия); б — графики рассеивания и кривые корреляции между полученной напряженностью магнитных полей и лучевыми скоростями (отрицательные значения — движения вниз); в — графики рассеивания и кривые корреляции между полученной напряженностью магнитных полей и контрастом интенсивности непрерывного излучения. Штриховыми линиями показаны средние квадратичные отклонения, а параметр r — коэффициент линейной корреляции

тате полученное распределение будет иметь максимум около $B = 100$ мТл. На практике эта линия в данном методе не применяется. Как правило, она часто используется в инверсионных кодах, когда путем сравнения наблюдаемого полного V -профиля с вычисленным подбирается модель атмосферы и вектор магнитного поля. Выполненный нами анализ показал, что отличить разделение V -пиков слабых профилей вследствие напряженности или наклона магнитного поля не просто или даже практически невозможно без дополнительного анализа Q -, U -профилей. Вместо горизонтальных более слабых полей инверсионные методы могут давать продольные более сильные поля. Поэтому не удивительно, что распределения, полученные с применением инверсионных методов и линии λ 630.2 нм, как правило, имеют максимум в области 50—100 мТл. На наш взгляд, следует выполнить тщательную проверку инверсионных методов на моделях, которые мы здесь используем. Только тогда можно с уверенностью говорить об их точности.

СТАТИСТИЧЕСКИЕ СВОЙСТВА ФОТОСФЕРНОЙ МАГНИТОГРАНУЛЯЦИИ ПО ДАННЫМ ЛИНИИ λ 1564.8 нм

Рассмотрим теперь статистические зависимости параметров, выведенных из синтезируемых профилей линий λ 1564.8 нм, которые характеризуют

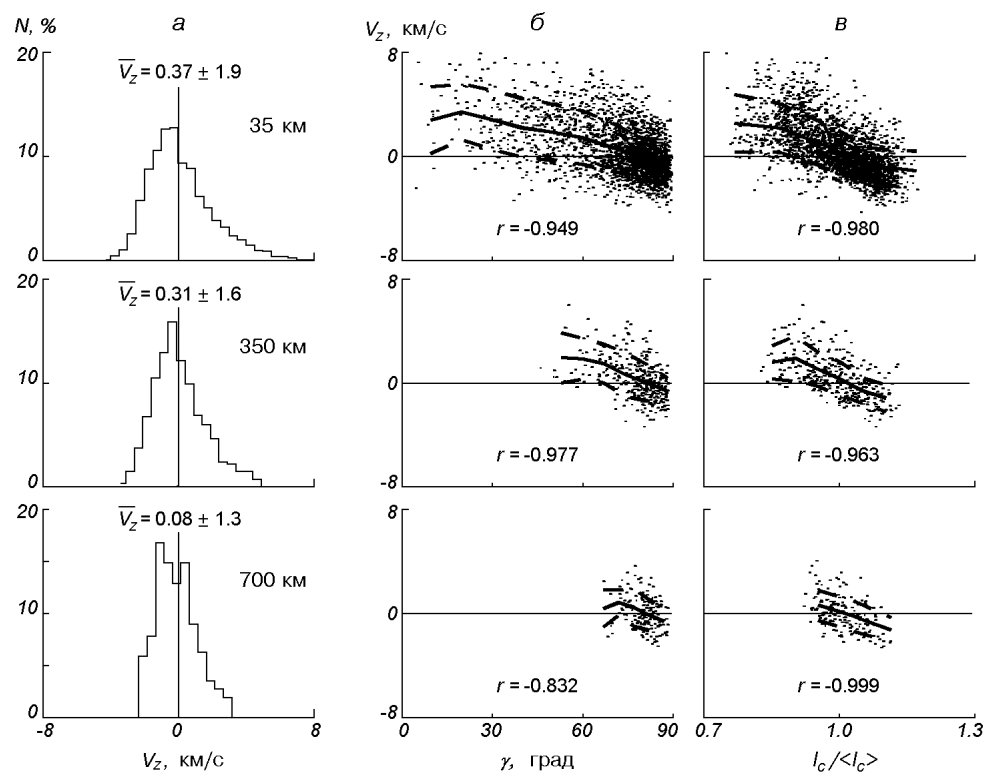


Рис. 5. *a* — гистограммы лучевых скоростей, построенные по данным измеренных сдвигов нулевого пересечения синтезируемых V -профилей линии λ 1564.8 нм; *б* — графики рассеивания и кривые корреляции между скоростью и углом наклона магнитного поля, полученным из соотношения максимальных амплитуд $\operatorname{tg}^2 \gamma = (Q^2 + U^2)^{1/2} / V^2$; *в* — графики рассеивания и кривые корреляции между скоростью и контрастом интенсивности непрерывного излучения

гранульные образования областей фотосферы. На рис. 4, *б* показаны усредненные по равным интервалам значения $B_{\text{вр}}$ в зависимости от скорости вдоль луча зрения, полученной из смещения нулевого пересечения V -профилей. Магнитное поле усиливается с увеличением скоростей нисходящих движений. Это значит, что в межгранульных областях, где концентрируются нисходящие потоки, также концентрируется магнитное поле. Этот факт также подтверждает следующая зависимость на рис. 4, *в*, которая указывает на усиление напряженности в более темных областях фотосферы, где контраст $I_c / \langle I_c \rangle$ становится меньше единицы. В среднем значение напряженности изменяется от 40 ± 25 мТл до 90 ± 40 мТл при переходе от гранул к межгранулам. По аналогичным зависимостям, полученным из наблюдений [11], эти значения равняются 45 мТл в грануле и 69—80 мТл в межгрануле.

Гистограммы лучевых скоростей, найденные из смещения нулевого пересечения, показаны на рис. 5, *а*. Среднее значение скорости 0.37 км/с означает преобладание сильных нисходящих движений. Эти сильные движения относятся к межгранульным областям, как указывает тесная корреляция между средними значениями скорости и контраста интенсивности на рис. 5, *в*. Также можно отметить тесную связь между скоростью и углом наклона (рис. 5, *б*). Более наклонные поля сосредоточены в основном в области восходящих движений, которые расположены в местах с повышенным контрастом, т. е. в ярких центрах гранул. Асимметрия гистограмм лучевых скоростей и корреляция между скоростью, углом наклона и

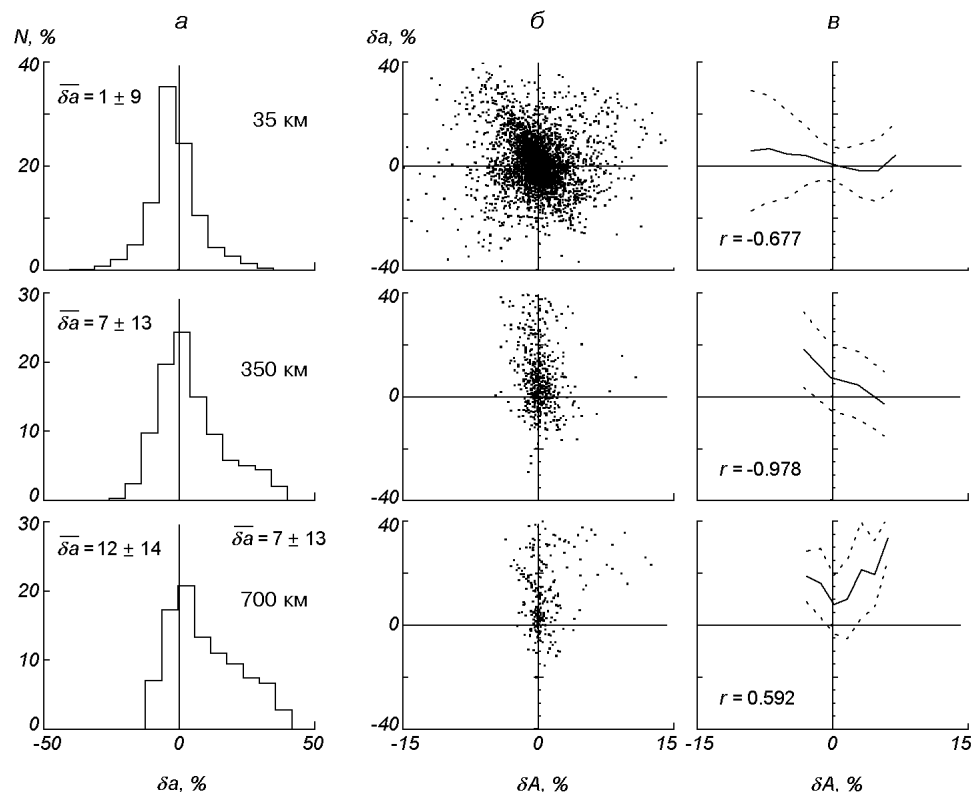


Рис. 6. Гистограммы асимметрии амплитуд синтезируемых V -профилей линии λ 1564.8 нм (а) и соотношение между асимметрией амплитуд и площадей, представленное в виде графиков рассеивания (б) и кривых корреляции (в)

контрастом подтверждают фундаментальные свойства магнитоконвекции об асимметричности восходящих и нисходящих потоков вещества, в которое вморожено магнитное поле. В результате структура магнитных полей, пространственные масштабы, на которых происходят изменения магнитных полей, тесно связаны с размерами и структурой грануляции.

Так как все наблюдательные данные содержат результаты анализа асимметрии наблюдаемых профилей Стокса, мы также приводим на рис. 6, 7 соответствующие данные, полученные из синтеза V -профилей линии λ 1564.8 нм в виде гистограмм и графиков рассеивания, а также зависимостей соответствующих величин, усредненных по равным интервалам. Для демонстрации свойств асимметрии мы выбрали стандартный параметр $\delta a = (a_b - a_r) / (a_b + a_r)$, который измеряет асимметрию амплитуд между голубым и красным пиками V -профиля. Среднее по всей выборке значение асимметрии положительное и очень малое (рис. 6, а), но оно увеличивается с увеличением масштаба пространственного усреднения профилей и становится близким к данным наблюдений [11]. Область изменения значений асимметрии в линии λ 1564.8 нм составляет $\pm 40\%$, что значительно меньше, чем в линии λ 630.2 нм. Это говорит о меньшей чувствительности линии λ 1564.8 нм к градиентам температуры и скорости, а также к изменению вектора магнитного поля вследствие особенностей этой линии. Аналогично измеряется асимметрия площадей δA , связь которых с δa демонстрируется на рис. 6, б, в. Корреляция асимметрии амплитуд δa с другими параметрами показана на рис. 7. Чем меньше напряженность поля,

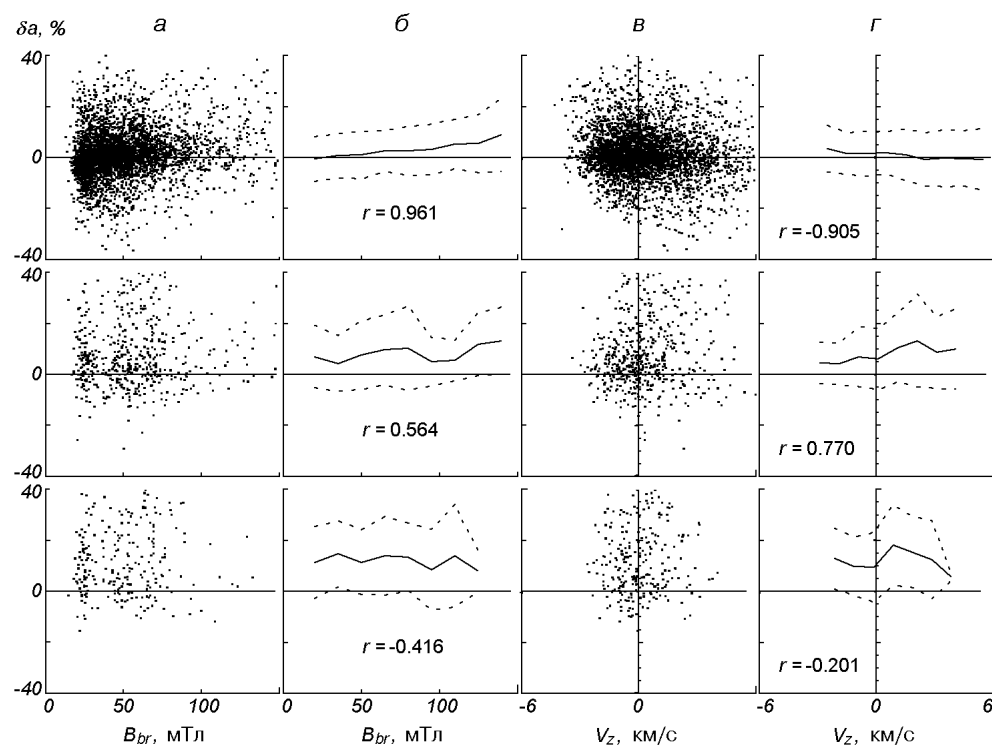


Рис. 7. Графики рассеивания значений параметров асимметрии амплитуд V -профилей линии λ 1564.8 нм и корреляционные зависимости от напряженности магнитного поля (a , $б$), а также от лучевой скорости ($в$, $г$)

тем сильнее разброс значений асимметрии (рис. 7, a). В среднем намечается тенденция преобладания положительной асимметрии с увеличением напряженности поля (рис. 7, $б$). Связь асимметрии с лучевыми скоростями отчетливо не проявляется (рис. 7, $в$, $г$). Можно лишь отметить, что в областях с восходящими движениями (отрицательные значения скорости) большее количество профилей имеют положительную асимметрию, и в областях нисходящих движений слегка больше профилей с отрицательной асимметрии. Но с увеличением масштаба пространственного усреднения профилей эта слабая зависимость нарушается.

На рис. 4—7 также представлены статистические зависимости для параметров, выведенных из усредненных профилей по областям 350 и 700 км, что соответствует пространственному разрешению 0.5 и 1". С увеличением масштаба усреднения количество профилей резко уменьшается, что сказывается на результатах статистики. Тем не менее, эффекты горизонтального усреднения профилей можно проследить на этих рисунках. В некоторых случаях результаты, полученные по усредненным профилям, демонстрируют лучшее сходство с результатами наблюдения.

РАЗБАЛАНС МАГНИТНОГО ПОТОКА В СПОКОЙНЫХ ОБЛАСТЯХ СОЛНЦА

Важным аспектом распределения магнитного поля в спокойных областях Солнца является разбаланс положительного и отрицательного магнитных потоков. В работе [14] он определяется как $\Delta F = (F^+ + F^-) / (|F^+| + |F^-|)$. Из этого выражения следует, что величина ΔF не зависит от наличия неразрешенных и, возможно, погашающих друг друга потоков, так как на

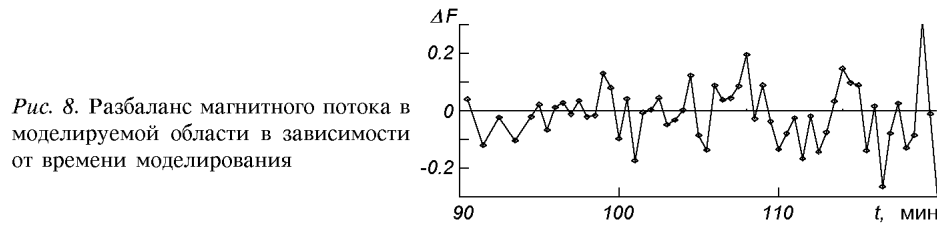


Рис. 8. Разбаланс магнитного потока в моделируемой области в зависимости от времени моделирования

каждую составляющую общего потока будет одинаковым влияние пространственного разрешения. Мы также воспользовались этой формулой и вычислили разбаланс магнитного потока в моделируемой области в зависимости от времени (рис. 8). Магнитный поток для моделируемой области каждой отдельной МГД-модели вычислялся как $F = \sum_{i=1}^{112} B_i (\lg \tau_5 = 0) \Delta x^2$, где i — номер колонки, и $\Delta x = 35$ км — ширина каждой колонки. Значения напряженности магнитного поля B_i брались непосредственно из результатов моделирования магнитоконвекции [1]. Минимальное значение ΔF в нашей последовательности МГД-моделей равно 0.001, а максимальное — 0.32. Изменение ΔF со временем носят осциллирующий характер. Кроме этого, мы построили распределение магнитного потока (рис. 9, а) и определили значение разбаланса для всей получасовой последовательности МГД-моделей в целом. Величина разбаланса для потока от всей последовательности равна -0.02 , и усредненное значение напряженности, или плотность потока, равняется 0.2 мТл. Мы также проверили влияние углового разрешения на результат. Сначала усреднили напряженность по 10 (20) колонкам, а затем по всей выборке моделей. Полученные результаты с различным угловым разрешением на рис. 9 демонстрируют существенное изменение формы распределения потока и усредненного беззнакового значения напряженности, в то же время величина разбаланса и средняя напряженность с учетом знака изменяются незначительно.

Чтобы показать, как соотносятся наши результаты с данными наблюдений, мы сначала приведем данные измерения общего магнитного поля (ОМП) Солнца из работы [3], где представлены результаты измерения продольной составляющей магнитного поля Солнца как звезды. Получаемая таким образом напряженность ОМП характеризует перевес магнитного поля одной поляризации над потоком противоположной поляризации, отнесенной к единице поверхности видимого диска. В работе [3] сделаны выводы, что ОМП определится в основном магнитными потоками от обширных площадей, которые не связаны с активными областями. Вклад активных областей в ОМП незначительный. Магнитные поля в обширных спокойных областях назвали фоновыми полями. Напряженность ОМП или фоновых полей в спокойных областях равна 0.1—0.2 мТл, в то время как мы получили верхний предел наблюдаемых значений $\langle B \rangle = 0.2$ мТл. Следует отметить, что совпадение получилось вполне удовлетворительным, но могло быть и хуже по следующим причинам. Во-первых, полученное нами значение в значительной степени зависит от заданной величины поля в начальный момент моделирования магнитоконвекции. В нашем случае начальное магнитное поле $\langle |B| \rangle = 5.4$ мТл. Во-вторых, измеряемое ОМП сильно зависит от чувствительности магнитографов и от величины шумов. Увеличение чувствительности вдвое приведет к почти такому же увеличению магнитного потока. В-третьих, применение новых методов калибровки магнитных измерений, например инверсионных, также увеличивает результат в 2.4 раза вследствие того, что в старых методах не учитывается: 1) насыщение линий в сильных полях, когда сигнал V уже не пропорцио-

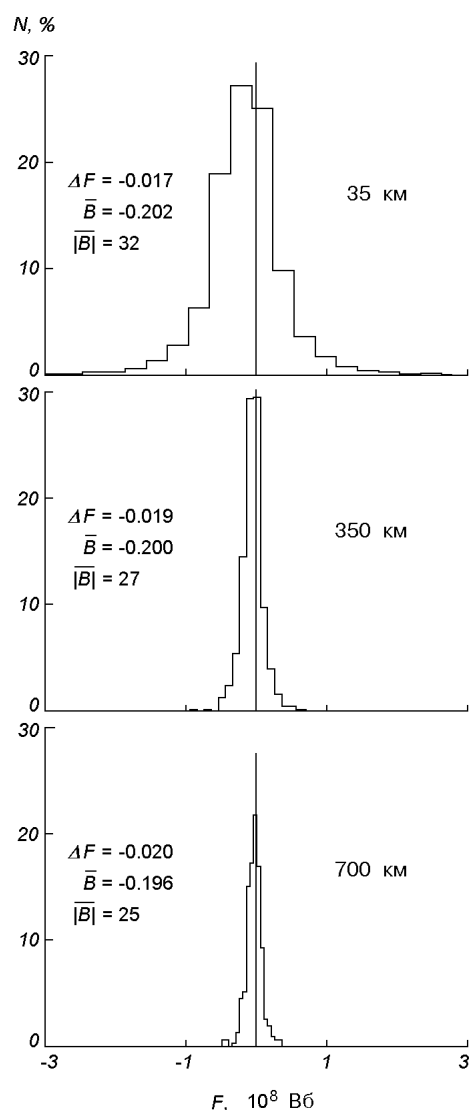


Рис. 9. Распределение магнитного потока для получасовой последовательности МГД-моделей. Усредненные значения напряженности указаны в мТл

нален магнитному потоку; 2) ослабление линий в магнитных концентрациях; 3) частичное погашение потока из-за противоположных полярностей в разрешаемом элементе. В общем полагают, что измерение на магнитографах со стандартно низким пространственным разрешением общего беззнакового потока через солнечную поверхность может дать заниженную величину.

В настоящее время значительно выросла точность измерения магнитного поля в спокойных областях. Получено много информации о величине и структуре магнитных полей спокойного Солнца [14, 15, 25]. Основными составляющими являются так называемые сеточные (N) и межсеточные (IN) поля. К сеточным полям относят поля с напряженностью около 100 мТл и со смешанной полярностью, которые концентрируются по углам конвективных ячеек супергранул и могут создавать целые кластеры. Во времена солнечного минимума хорошо видно, как N-поля покрывают сеткой всю поверхность Солнца. Магнитный поток от кластеров N-полей составляет около $2 \cdot 10^{10} - 3 \cdot 10^{11}$ Вб. Высокая

чувствительность поляриметрических измерений и высокое угловое разрешение при хорошей видимости позволяют сегодня измерять слабые потоки IN-полей отдельно от N-полей. IN-поля расположены внутри магнитной супергрануляционной сетки в виде больших или малых фрагментов. Они более слабые и более диффузные. Поток от них на два порядка меньше, чем от полей сетки. Фрагменты IN-полей более подвижны, чем поля сетки. Чаще они передвигаются от центра к границам супергранул. Они могут сливаться, если полярность позволяет, и погашать друг друга или взаимодействовать с N-полями. Вследствие того, что IN-поля слабые и имеют смешанную полярность, они не могут проникать во внешнюю хромосферу и корону. Наблюдения спокойных областей с угловым разрешением около $0.5''$ [14, 25] показали, что средняя величина напряженности с учетом знака, или, другими словами, плотность потока изменяется от 0.3 до 4 мТл. IN-поля вносят в среднюю плотность потока 0.165 мТл, что соответствует общему потоку на Солнце 10^{15} Вб, и если учесть, что время жизни фрагментов IN-полей намного меньше, чем день, то получается, что около

10^{16} Вб потока на Солнце будет выходить и исчезать в один день в форме IN-полей. Эта величина близка к общему потоку от всего Солнца, полученного во время солнечного максимума 21-го цикла. По данным [25] разбаланс потока IN-полей равен 0.08 и среднее значение напряженности — 0.59 мТл. Разбаланс IN-полей, полученный в работе [14], изменяется от 0.03 до 0.48 в зависимости от наблюдаемого фрагмента и меньше, чем разбаланс N-полей, приблизительно в три раза. Согласно нашим расчетам на основании 2-М-МГД-моделирования магнитоконвекции разбаланс потока в среднем равен 0.02, т. е. меньше, чем нижний предел наблюдаемых значений. Разница между наблюдаемым и вычисленным разбалансом, по-видимому, может быть обусловлена со стороны вычислений использованием в моделировании приближения двухмерности (это наиболее слабое место в [1]), а со стороны наблюдений — меньшей точностью измерения потоков из-за шумов и атмосферных условий видимости.

Величина разбаланса также важна с точки зрения принципиальных источников слабых IN-полей. Как подчеркивается в работе [14], IN-поля отличаются от N-полей не только своими свойствами, но и своей природой. Так как IN-поля имеют меньший разбаланс, чем N-поля, в работе [14] предполагается, что межсеточные поля возникают в результате локального динамо, а не в результате глобальной конвективной цикличности свойственной полям сетки. В работе [22] на вопрос, может ли быть локальное поверхностное динамо механизмом IN-полей дан отрицательный ответ. Увеличение энергии слабых мелкомасштабных полей в поверхностных слоях происходит вследствие концентрации полей, а не за счет действия динамо-механизма, а их концентрация, растягивание и закручивание обусловлены конвективными движениями. В работе [22] на примере моделирования 3-М магнитоконвекции показано, что на Солнце с высокой стратификацией и асимметрией конвективных потоков возможна вблизи поверхности локальная цикличность (recirculation) с небольшим периодом. Именно такой механизм может постоянно поддерживать слабые магнитные поля спокойного Солнца внутри гранул, мезогранул и супергранул. Пример такой поверхностной цикличности был также продемонстрирован в работе [16], выполненной на основании результатов двумерного моделирования магнитоконвекции [1]. Локальная поверхностная цикличность с малым периодом способствует быстрому перемешиванию полей противоположных полярностей на малых масштабах, что приводит к незначительному разбалансу магнитного потока в межсеточных полях.

ВЫВОДЫ

Применение 2-М-МГД-моделей магнитогрануляции [1] с относительно высоким численным разрешением для исследования распределения магнитных полей в спокойных областях фотосферы позволило установить следующее.

1. Данные, полученные непосредственно с МГД-моделей, свидетельствуют, что большинство магнитных полей у основания фотосферы являются слабыми с напряженностью меньше 50 мТл. Пик распределения напряженности в среднем соответствует полям 25 мТл. Распределение имеет длинный хвост, который простирается в область сильных полей вплоть до 150 мТл. В области 100—110 мТл расположен второй небольшой пик, который указывает на преобладание этих значений напряженности среди килогауссовых полей в магнитных трубках. Распределение фотосферных магнитных полей существенно изменяется с высотой, что свидетельствует о перераспределении полей в фотосфере вследствие их ослабления, с одной стороны, и расширения магнитных трубок, которые вносят дополнительный вклад

более сильных полей, с другой стороны. Эти данные указывают, что фотосферные магнитные поля очень перемешаны от самых слабых полей до самых сильных килогауссовых полей магнитных трубок. Напряженность их может изменяться почти непрерывно от самых малых значений в наклонных полях, заполняющих области гранул, до самых больших в полях, которые сконцентрированы в тонкие вертикальные трубки и расположены в межгранульных промежутках. Полярности магнитных потоков сильно пережеговываются между собой и в среднем разбаланс между потоками разной полярности равен 2 %.

2. Метод прямого измерения напряженности магнитных полей непосредственно из расстояния между максимумами $|V|$ -профилей ИК-линии λ 1564.8 нм при условиях высокого пространственного разрешения ($\leq 0.5''$) является очень эффективным и надежным для полей выше 50 мТл и наименее надежным для полей ниже 20 мТл. Все слабые поля ниже 17 мТл измеряются как поля 18—20 мТл. Кроме этого, в области полей до 50 мТл напряженность может быть завышена на 2—4 мТл вследствие эффектов наклонных полей, которые в данном методе не учитываются. В соответствии с этим относительное распределение напряженности для полей выше 50 мТл, полученное с лучшим пространственным разрешением по линии λ 1564.8 нм, будет близким к реальному распределению и может служить эталоном для тестирования других спектральных линий в данном методе или других методов определения. Количество полей с напряженностью 20—50 мТл будет всегда завышенным. Наличие в спокойных областях Солнца полей меньше 20 мТл вовсе не отразится в этих распределениях. Даже при полном разрешении магнитных полей этот метод в сочетании с наиболее высокочувствительной к магнитному полю линией Fe I λ 1564.8 нм не пригоден для измерения очень слабых полей меньше 20 мТл.

3. Инверсионные методы определения напряженности слабых магнитных полей с помощью V -профилей Стокса видимых линий типа λ 630.2 нм, по-видимому, также могут давать завышенные оценки напряженности слабых магнитных полей по сравнению с ИК-линиями типа λ 1564.8 нм. Возможной причиной является, с одной стороны, слабая магнитная чувствительность линии λ 630.2 нм для магнитных полей ниже 150 мТл и, с другой стороны, высокая чувствительность к углу наклона вектора магнитного поля. Отделить влияние силы поля от влияния угла наклона магнитного поля на форму V -профиля и расстояние между его пиками довольно трудно, или даже невозможно без привлечения Q -, U -профилей. Для линии λ 630.2 нм эффект влияния угла наклона почти в 10 раз больше, чем для линии λ 1564.8 нм. В связи с этим найденное по линии λ 630.2 нм распределение напряженности в спокойных областях фотосферы, где преобладают наклонные поля, является менее надежными, особенно для субкилогауссовых полей. Поэтому оно может существенно отличаться от распределения, найденного по линии λ 1564.8 нм. Высокая чувствительность линии λ 630.2 нм по сравнению с линией λ 1564.8 нм к наклону поля может быть успешно использована для диагностики угла наклона магнитного вектора.

Автор благодарен С. Соланки и Е. Хоменко за предоставленные данные наблюдений по распределению напряженности магнитных полей. Эта работа является частью международного сотрудничества и частично была профинансирована грантом в рамках проекта INTAS (project 0084).

1. Гадун А. С. Двумерная нестационарная магнитогрануляция // Кинематика и физика небес. тел.—2000.—16, № 2.—С. 99—120.
2. Гадун А. С., Шеминова В. А., Соланки С. К. Формирование мелкомасштабных магнитных структур: поверхностный механизм // Кинематика и физика небес. тел.—1999.—15,

- № 5.—С. 387—397.
3. *Котов В. А., Степанян Н. Н., Щербакова З. А.* Роль фонового магнитного поля и полей активных областей и пятен в общем магнитном поле Солнца // Изв. Крым. астрофиз. обсерватории.—1977.—56.—С. 75—83.
 4. *Шеминова В. А.* Глубины формирования магниточувствительных линий поглощения в атмосфере Солнца // Кинематика и физика небес. тел.—1992.—8, № 3.—С. 44—62.
 5. *Шеминова В. А.* Двумерные МГД-модели солнечной магнитогрануляции. Тестирование моделей и методов Стокс-диагностики // Кинематика и физика небес. тел.—1999.—15, № 5.—С. 398—411.
 6. *Collados M.* Infrared polarimetry // ASP Conf. Ser. Advanced Solar Polarimetry — Theory, Observation, and Instrumentation / Ed. M. Sigwarth.— 2001.—236.—P. 255—271.
 7. *Emonet T., Cattaneo F.* Small-scale photosphere fields: observational evidence and numerical simulations // Astrophys. J.—2001.—560, N 2.—P. L197—L200.
 8. *Gadun A. S., Solanki S. K., Sheminova V. A., Ploner S. R. O.* A formation mechanism of magnetic elements in regions of mixed polarity // Solar. Phys.—2001.—203, N 1.—P. 1—7.
 9. *Grossmann-Doerth U., Keller C. U., Schüssler M.* Observations of the quiet Sun's magnetic field // Astron. and Astrophys.—1996.—315, N 3.—P. 610—617.
 10. *Keller C. U., Deubner F.-L., Egger U., et al.* On the strength of solar intra-network fields // Astron. and Astrophys.—1994.—286, N 2.—P. 626—634.
 11. *Khomenko E. V., Collados M., Lagg A., et al.* Statistical properties of magnetic fields in intranetwork // SOLMAG 2002: Proc. of the magnetic coupling of the solar atmosphere euroconference and IAU colloquium 188, Santorini, Greece, 11—15 June 2002.—P. 445—448.—(ESA SP-505, October 2002).
 12. *Lin H.* On the distribution of the solar magnetic fields // Astrophys. J.—1995.—446, N 1.—P. 421—430.
 13. *Lin H., Rimmele T.* The granular magnetic fields of the quiet Sun // Astrophys. J.—1999.—514, N 1.—P. 448—455.
 14. *Lites B. W.* Characterization of magnetic flux in the quiet Sun // Astrophys. J.—2002.—573, N 1.—P. 431—444.
 15. *Martin F. S.* The indication and interaction of network, intranetwork, and ephemeral-region magnetic fields // Solar. Phys.—1988.—117, N 2.—P. 243—259.
 16. *Ploner S. R. O., Schüssler M., Solanki S. K., Gadun A. S.* An example of reconnection and magnetic flux recycling near the solar surface // ASP Conf. Ser. Theory, Observation, and Instrumentation / Ed. M. Sigwarth.—2001.—236.—P. 363—370.
 17. *Rabin D.* Spatially extended measurements of magnetic field strength in solar plage // Astron. and Astrophys.—1992.—391, N 2.—P. 832—844.
 18. *Sanchez Almeida J., Lites B. W.* Physical properties of the solar magnetic photosphere under the MISMA hypothesis. II. Network and internetwork fields at the disk center // Astrophys. J.—2000.—532, N 2.—P. 1215—1229.
 19. *Socas-Navarro H., Sanchez Almeida J.* Magnetic properties of photospheric regions with very low magnetic flux // Astrophys. J.—2002.—565, N 2.—P. 1323—1334.
 20. *Solanki S. K.* Small-scale solar magnetic fields: an overview // Space Sci. Rev.—1993.—31.—188 p.
 21. *Solanki S. K., Rüedi I., Livingston W.* Infrared lines as probes of solar magnetic features. II. Diagnostic capabilities of Fe I 1564.8.5 Å and 15652.9 Å // Astron. and Astrophys.—1992.—263, N 1/2.—P. 312—322.
 22. *Stein R. F., Nordlung A.* Solar surface magneto-convection and dynamo action // SOLMAG 2002: Proc. of the magnetic coupling of the solar atmosphere euroconference and IAU colloquium 188, Santorini, Greece, 11—15 June 2002.—P. 83—89.—(ESA SP-505, October 2002).
 23. *Stenflo J. O., Keller C. U., Gandorfer A.* Differential Hanle effect and the spatial variation of turbulent magnetic fields on the Sun // Astron. and Astrophys.—1998.—329, N 1.—P. 319—328.
 24. *Stenflo J. O., Solanki S. K., Harvey J. W.* Diagnostic of solar magnetic fluxtubes with the infrared line Fe λ 1564.8 Å // Astron. and Astrophys.—1987.—173, N 1.—P. 167—179.
 25. *Wang J., Wang H., Tang F., et al.* Flux distribution of solar intranetwork magnetic fields // Solar Phys.—1995.—160, N 2.—P. 227—288.

Поступила в редакцию 16.01.03