

**ВАРИАЦИЙ ФАКТОРА РАЗЛИЧИЯ  
И КОРРЕЛЯЦИИ СОЛНЕЧНЫХ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ  
В ЛИНИЯХ Fe I 525.02 нм И Na I 589.59 нм  
ПО ИЗМЕРЕНИЯМ ОБСЕРВАТОРИИ МАУНТ-ВИЛСОН В 2000–2012 гг.  
VARIATIONS IN RATIO AND CORRELATION OF SOLAR MAGNETIC FIELDS  
IN THE Fe I 525.02 nm AND Na I 589.59 nm LINES  
ACCORDING TO MOUNT WILSON MEASUREMENTS DURING 2000–2012**

**Е.М. Голубева***Институт солнечно-земной физики СО РАН,  
Иркутск, Россия, golubeva@iszf.irk.ru***E.M. Golubeva***Institute of Solar-Terrestrial Physics SB RAS,  
Irkutsk, Russia, golubeva@iszf.irk.ru*

**Аннотация.** На основе сопоставления одновременных измерений обсерватории Маунт-Вилсон в двух спектральных линиях анализируются 13-летние вариации фактора различия магнитных полей. Фактор различия и коэффициент корреляции вычисляются как в общем случае, так и в различных диапазонах значений магнитного поля. Рассматриваются изменения обоих параметров. Демонстрируются следующие тенденции: 1) в общем случае имеют место изменения обоих коэффициентов с циклом солнечной активности; 2) зависимости коэффициентов от величины магнитного поля представляют собой нелинейные функции времени, что особенно ярко выражено в поведении фактора различия; 3) анализ общей картины поведения фактора различия дает возможность выделить несколько характерных диапазонов величины магнитного поля. Обсуждаются соответствия между этими диапазонами и известными структурными объектами солнечной атмосферы. Это позволяет прийти к заключению, что зависимости рассматриваемых коэффициентов от величины поля и от времени определяются разнообразием структурных магнитных элементов и их циклическими перестройками. Представленные результаты могут быть полезны при решении проблем интерпретации измерений солнечных магнитных полей и для взаимной калибровки инструментов. Также они представляют интерес для задач формирования однородных продолжительных рядов солнечных магнитных полей по данным из различных источников.

**Ключевые слова:** фотосферные магнитные поля, хромосферные магнитные поля, наблюдения солнечного цикла, инструменты и управление данными.

**Abstract.** Variations in the solar magnetic-field ratio over 13 years are analyzed, relying on the comparison of simultaneous measurements in two spectral lines at the Mount Wilson Observatory. The ratio and correlation coefficient are calculated over the general working range of measured magnetic-field values and in various ranges of field magnitudes. We study variations in both the parameters. We have found the following tendencies: i) the parameters show changes with solar cycle in the general case; ii) their dependence on magnetic-field magnitude is a nonlinear function of time, and this is especially pronounced in the ratio behavior; iii) several separate ranges of the field magnitudes can be distinguished based on the behavioral patterns of variations in the ratio. We discuss correspondences between these ranges and the known structural objects of the solar atmosphere. This leads to a conclusion that the dependence of the parameters on magnetic-field magnitude and time is connected with the variety of magnetic structural components and their cyclic rearrangements. The reported results may be useful for solving interpretation problems of solar magnetic-field measurements and for the cross-calibration of applicable instruments. They can also be used for tasks related to the creation of a uniform long temporal series of solar magnetic-field data from various sources.

**Keywords:** magnetic fields, photosphere magnetic fields, chromosphere, solar cycle observations, instrumentation, and data management.

## ВВЕДЕНИЕ

Долговременные измерения солнечных магнитных полей необходимы для более глубокого понимания их эволюции и изменчивости активности Солнца, а также для решения проблем прогнозирования космической погоды. Совокупность таких наблюдений, накапливаемая со второй половины XX в. с помо-

щью множества инструментов, является неоднородной. Различия в комбинациях используемой спектральной линии, апертуры, временного разрешения, калибровки и характерной картины неизбежных аппаратных погрешностей обуславливают уникальность рядов данных каждого инструмента. Как правило, солнечные магнитограммы, полученные с помощью разных средств измерения, показывают

\*Впервые статья опубликована на английском языке в журнале "Solar Physics". 2016. V. 291, iss. 8. P. 2213–2241. DOI: 10.1007/s11207-016-0973-3. На русском языке публикуется по лицензии издательства.

расхождения в величине поля, несмотря на очевидное морфологическое соответствие. Это затрудняет как оценку напряженности в заданном участке солнечной поверхности в заданный момент времени, так и объединение имеющихся разнородных данных в однородный временной ряд. Эти проблемы широко известны и активно обсуждаются с начала эры солнечных магнитографов.

Некоторые аспекты этого важного вопроса можно найти, например, в публикациях [Norton, Ulrich, 2000; Jones, Seja, 2001; Arge et al., 2002; Berger, Lites, 2003; Zhang et al., 2003; Wenzler et al., 2004; Demidov et al., 2008; Liu et al., 2012; Pietarila et al., 2013; Riley et al., 2014]. Приведенные в них многочисленные ссылки позволяют глубже взглянуть на ситуацию. Прежде всего, с технической точки зрения в качестве ключевых факторов рассматриваются спектральная линия, пространственное и временное разрешение, нулевая точка магнитографа, уровень погрешности измерений и эффект насыщения. Однако основной трудностью при решении вопроса воспроизводимости измерений солнечных магнитных полей является проблема интерпретации наблюдений, которая определяет процедуры масштабирования данных [Harvey, Livingston, 1969; Howard, Stenflo, 1972; Stenflo, 1973; Ulrich et al., 2002, 2009; Tran et al., 2005; Demidov, Balthasar, 2012; Balthasar, Demidov, 2012; Stenflo et al., 2013].

В качестве простейшего способа «обойти» проблему воспроизводимости измерений широко применяется метод магнитных отношений в двух спектральных линиях [Stenflo, 1973]. При этом для согласования измерений сопоставляемых магнитных полей в первом приближении проводится оценка их «средних отношений» («факторов различия», «коэффициентов регрессии», «коэффициентов редукции», «коэффициентов пересчета», «поправочных коэффициентов» и т. п.). Такие оценки представляют интерес прежде всего для взаимной калибровки инструментов. Актуальность исследований в этом направлении резко возросла с развитием спутниковых наблюдений Солнца. Из множества имеющихся источников по этой теме здесь можно выделить работы [Ulrich et al., 2002; Tran et al., 2005; Demidov et al., 2008; Demidov, Balthasar, 2012; Pietarila et al., 2013; Riley et al., 2014].

Следует отметить, что приводимые в многочисленных публикациях магнитные отношения не являются параметрами, однозначно определенными раз и навсегда. Во-первых, очевидно, что их значения зависят от метода вычислений. Во-вторых, они используются для перекалибровки данных некоторых инструментов при необходимости скорректировать обнаруженные несоответствия. В свою очередь, скорректированные данные должны показывать обновленные факторы различия. Такая неоднозначность видна на известном примере перекалибровки данных Майкельсоновского формирователя доплеровских изображений, установленного на борту Солнечной и гелиосферной обсерватории (Michelson Doppler Imager / Solar and Heliospheric Observatory, MDI/SOHO). Эта перекалибровка опиралась на ис-

следование [Tran et al., 2005]. В-третьих, неизбежный износ оборудования обуславливает нестабильность в процессе измерений, что непременно сказывается на результатах статистического сопоставления. В-четвертых, магнитное отношение может меняться со временем под действием факторов, не являющихся инструментальными или искусственно наведенными. Этот факт был отмечен Котовым, сопоставившим средние абсолютные напряженности по наблюдениям шести обсерваторий за 1968–2006 гг. [Kotov, 2008a, b]. Позже Котов установил циклическую изменчивость фактора различия между средними солнечными магнитными полями (ССМП), измеренными квазиодновременно в линиях Fe I 525.0 нм и 524.7 нм в Крымской астрофизической обсерватории (КрАО) в 2001–2010 гг. [Kotov, 2012]. Кроме того, подобная же картина была им отмечена при сопоставлении ССМП по измерениям КрАО и стэнфордской обсерватории им. Уилкоккса (Wilcox Solar Observatory, WSO) в линии Fe I 525.0 нм [Kotov, 2012]. Позднее в работе [Riley et al., 2014] было выполнено сравнение синоптических карт, полученных по данным семи инструментов в 1913–2126-м кэррингтоновских оборотах (Carrington rotations, CRs). Авторы сообщили о «не без труда различимых» (“not easily discerned”) вариациях найденных коэффициентов преобразования. Например, как следует из табл. 3 в статье [Riley et al., 2014], фактор различия варьирует между 0.18 и 0.46 для пересчета данных обсерватории Маунт-Вилсон (Mount Wilson Observatory, MWO) в значения WSO и между 4.50 и 7.74 для пересчета данных MWO в значения MDI/SOHO.

В работе [Demidov et al., 2008] исследовалась зависимость фактора различия и коэффициента корреляции от положения на солнечном диске с помощью сопоставления магнитограмм пяти обсерваторий за 2001 г. Все магнитограммы были усреднены по апертуре 100". Рассматривался полный диск. Для квазиодновременных наблюдений в одной и той же спектральной линии существенного влияния на значения факторов различия не показали ни отличия в апертурах, ни сдвиги по времени между сравниваемыми измерениями. При этом не отмечалось ни заметных отличий от единицы, ни существенных вариаций по диску. Именно сопоставление наблюдений в разных спектральных линиях показало значительные расхождения в значениях статистических коэффициентов по солнечному диску. Что не удивительно при сопоставлении данных, соответствующих разным высотам формирования линий в солнечной атмосфере. Было обращено внимание на несовпадение между графиками статистического рассеяния для слабых и для сильных магнитных полей, которое также ранее отмечалось другими исследователями [Ulrich et al., 1993; Jones, Seja, 2001]. Было показано уменьшение фактора различия с ростом абсолютной величины магнитного потока. Этот факт в сочетании с известной пространственной неоднородностью магнитного потока был предложен как объяснение неравномерности распределений фактора различия и коэффициента корреляции по диску.

Причина зависимости фактора различия от величины потока осталась неясна.

Позже Демидов и Голубева [2011] при сопоставлении данных MWO и MDI/SOHO отметили различия в 2D-распределениях обоих коэффициентов в максимуме и минимуме 23-го цикла. Авторы сделали заключение о возможном влиянии уровня солнечной активности на эти распределения. Дополнительное сопоставление измерений магнитного поля Солнца как звезды, выполненных в Саянской солнечной обсерватории и в WSO в 1999–2006 гг., не показало ожидаемой связи фактора различия и корреляции с числами Вольфа.

Исследования [Demidov et al., 2008; Демидов, Голубева, 2011] ставят следующие вопросы. Как зависимость фактора различия от величины поля выглядит в деталях? Меняется ли эта зависимость со временем? Могут ли отмеченные расхождения в распределениях статистических параметров по диску объясняться исключительно существенной разницей в распределениях пятен в экстремумах цикла активности? Каков возможный вклад циклических изменений внепятенных магнитных полей в эти расхождения? Если вклад магнитных полей вне пятен заслуживает внимания, возможно ли найти согласие между некоторыми диапазонами магнитного поля и известными морфологическими объектами в солнечной атмосфере, чтобы лучше понять поведение фактора различия?

В настоящем исследовании эти проблемы рассматриваются на основе анализа синхронных среднemasштабных магнитограмм, полученных в двух разных спектральных линиях на одном и том же инструменте в MWO за время, сравнимое с продолжительностью солнечного цикла. При таком подходе исключено влияние расхождений в пространственном и временном разрешении на результаты сопоставления. Данные анализируются в исходном формате (как они были представлены на веб-сайте MWO, без каких-либо изменений). Это должно упростить задачу и облегчить интерпретацию результатов.

Здесь в первом приближении не рассматривается эффект положения на диске. С одной стороны, во внимание не могут быть приняты предыдущие результаты, поскольку они получены по усредненным данным при сопоставлении магнитных потоков, интегрированных по половинам концентрических кольцевых зон солнечного диска, и только для двух относительно коротких интервалов времени. С другой стороны, представляется логичным сначала найти ответы на поставленные вопросы, а затем использовать новую информацию для детального исследования зависимости фактора различия от положения на диске и от величины поля, а также, возможно, от фазы цикла. Чтобы получить общее представление в первом приближении, картина оценивается с большего расстояния, и эффекты положения на диске упускаются из виду. Цель данной работы — попытаться получить ответы на поставленные вопросы, имея в виду, что результаты в дальнейшем будут полезны для обстоятельного анализа поведения фактора различия на диске.

## 1. ПРЕДЫДУЩИЕ РЕЗУЛЬТАТЫ СОПОСТАВЛЕНИЯ ИЗМЕРЕНИЙ MWO

Данное исследование является логическим продолжением исследований [Demidov et al., 2008; Демидов, Голубева, 2011]. Имеет смысл кратко резюмировать предварительные результаты, относящиеся к рассматриваемой теме. Кроме того, следует обратить внимание на некоторые неопубликованные результаты.

В работах [Demidov et al., 2008; Демидов, Голубева, 2011] анализ проводился аналогичным образом. Магнитограммы были пространственно усреднены по апертуре 100" до массивов размером 21×21. Затем было выполнено их попиксельное сопоставление. Данные в линии железа рассматривались как независимая переменная. Помимо общего статистического анализа были рассмотрены распределения фактора различия и корреляции на диске, а также центролимбовые вариации (ЦЛВ) этих параметров в полярных (NS) и экваториальных (EW) секторах.

В работе [Demidov et al., 2008] отмечены следующие эффекты, касающиеся наблюдений MWO в линиях Fe I 525.02 нм и Na I 589.59 нм в 2001 г. Амплитуда магнитного поля в пространственно усредненных магнитограммах была примерно в шесть раз меньше исходной. При общем сопоставлении для 9018 точек (26 пар магнитограмм) было получено уравнение линейной регрессии с угловым коэффициентом  $2.16 \pm 0.01$  и свободным членом  $-0.43 \pm 0.09$  при корреляции около 0.96. При этом тестирование данных MWO за 31 марта 2001 г. показало зависимость результата регрессионного анализа от пространственного усреднения. Так, для усредненных магнитограмм угловой коэффициент (фактор различия) и корреляция составили около 2.18 и 0.97, а для данных в исходном виде (512×512 пикселей) — около 1.89 и 0.95 соответственно. В NS- и EW-секторах ЦЛВ фактора различия показали сходное поведение: уменьшение приблизительно от 2.6 до 1.7 при изменении гелиоцентрического угла от 0° до 60°, далее рост до 2 на лимбе. Распределение фактора различия по диску было квазицентрально-симметричным. Его пиковая величина составила около 3.4 в пикселе вблизи центра, а среднее значение — 2.07. Корреляция превысила 0.95 в основной части диска, показывая при этом наименьшие значения до 0.08 в полярных областях. Ее среднее значение было равно 0.92. Оценка зависимости фактора различия от величины магнитного поля показала соответствие между значениями около 2.42, 2.20, 1.97, 2.04 Гс и полями 0–20, 20–40, 40–60, 60–80 Гс в линии железа

Эти результаты были сопоставлены с аналогичными результатами за март 2007 г. [Демидов, Голубева, 2011]. В этом случае для 8725 точек (22 пары магнитограмм) фактор различия, свободный параметр и корреляция составили  $2.50 \pm 0.01$ ,  $-0.16 \pm 0.02$  и 0.94 соответственно. ЦЛВ в NS- и EW-секторах были похожи: фактор различия уменьшился от приблизительно 3.2 в центре диска до 1.7 на гелиоцентрическом расстоянии 65° и сохранялся почти таким же далее к лимбу. Картина распределения фактора различия по диску

была очень похожа на предыдущую, но его максимальное и среднее значения составили около 3.9 и 2.29. Распределение корреляции по диску показало самые высокие значения в полосе вдоль экватора. Ширина полосы приходилась примерно на треть диаметра диска. Минимальное и среднее значения коэффициента корреляции составили около 0.18 и 0.83.

Существенные различия между двумя рассмотренными ситуациями очевидны. Следует отметить, что во всех вышеописанных 2D-распределениях прослеживалась геометрическая компонента ЦЛВ, но она была намного слабее, чем упомянутые выше детали. Это означает, что причиной обсуждаемых временных изменений в значительной степени является циклическая изменчивость солнечных магнитных полей.

Это подтвердил отдельный специальный тест. По магнитограммам MWO за 2000–2012 гг. были рассчитаны 2D-распределения фактора различия и корреляции. В этом случае данные пространственно не усреднялись, а параметры попиксельного сопоставления определялись для интервалов времени продолжительностью по три последовательных CRs. Такой подход позволил рассмотреть временную изменчивость более детально. При этом подходе прохождения активных областей по диску отображались на 2D-распределениях в виде широких широтных зон с повышенной относительно фона корреляцией и пониженным фактором различия. Естественно, конфигурация этих зон менялась с циклом. Вне солнечного минимума 2D-распределения фактора различия не были центрально-симметричными, и наблюдалось множество локальных контрастных вкраплений сложной конфигурации на активных широтах (приблизительно от  $-45^\circ$  до  $45^\circ$ ). В полях активных областей не наблюдались центрально-симметричные геометрические ЦЛВ фактора различия. Это можно объяснить тем, что, с одной стороны, самые сильные поля активных центров не должны являться функцией гелиоцентрического расстояния, а, с другой стороны, сами центры эволюционируют. Центрально-симметричные геометрические ЦЛВ наблюдались лишь в слабых фоновых полях. Эти ЦЛВ были свободны от вкраплений в минимуме активности, когда величина поля была в пределах 80 Гс. Зоны повышенной корреляции выглядели размытыми и почти однородными (как, например, облако) даже для полей ниже 10 Гс.

Представленные результаты приводят к следующим выводам:

1) в распределении фактора различия контрастная структура с вкраплениями может быть интерпретирована как указатель систематической изменчивости фактора различия с величиной поля;

2) пространственное разрешение влияет не только на значения фактора различия и корреляции, но и на картину их распределения по диску в общем виде (расплывчатый либо хорошо определенный);

3) временная изменчивость 2D-распределений фактора различия показывает незначительные качественные изменения при низком разрешении и значительные — при высоком;

4) в активных областях зависимость фактора различия от величины поля преобладает над центрально-симметричными ЦЛВ;

5) на 2D-распределениях корреляции «размытые облака», обусловленные присутствием полей активных областей, могут рассматриваться как свидетельство того, что сильные поля регулируют состояние близлежащих магнитных структур.

Приведенные результаты побуждают к исследованию зависимости статистических параметров от величины магнитного поля. Такой анализ представлен ниже. Он необходим для рациональной постановки задачи в последующих, более тщательных исследованиях. В первом приближении описанная выше зависимость от положения на диске не учитывается, поскольку на данном этапе довольно затруднительно дать исчерпывающую оценку даже геометрических эффектов для различных значений магнитного поля, измеренных с апертурой MWO.

## 2. ДАННЫЕ И МЕТОД

Рассмотрены регулярные наблюдения продольных солнечных магнитных полей, выполненные в MWO одновременно в спектральных линиях Fe I 525.02 нм и Na I 589.59 нм с апертурой  $12.5'' \times 12.5''$ . Описание инструмента представлено в статье [Ulrich et al., 2002]. Источником данных послужил сайт [<ftp://howard.astro.ucla.edu/pub/obs/fits>]. Магнитограммы были получены в 2000–2012 гг., что позволяет проанализировать ситуацию от максимума 23-го солнечного цикла до фазы роста активности 24-го. Достоинством используемых данных является длительность обеспечиваемая стабильность калибровки. Ряды имеют неизбежные лакуны. Рассмотрено пять периодов времени: 03.07.2000–24.12.2004, 01.07.2005–07.08.2005, 03.01.2006–30.12.06, 08.10.2007–09.10.2009 и 06.04.2010–26.11.2012. В данной работе представленный временной ряд разделен на периоды длительностью три CRs, так что имеющиеся данные локализованы в 48 временных интервалах.

В каждом из 48 интервалов выполнено попиксельное сопоставление. Во внимание приняты только пары магнитограмм со взаимно однозначным соответствием в распределении пикселей по диску. Измерения в линии железа  $B_{Fe}$  рассмотрены как независимая переменная, а соответствующие наблюдения в линии натрия  $B_{Na}$  — как зависимая. Сравнительный анализ включает оценки коэффициента корреляции  $C$  (далее — «корреляция  $C$ ») и параметров уравнения линейной регрессии

$$B_{Na} = (P \pm \Delta P) + (R \pm \Delta R) B_{Fe}$$

при условии, что статистический размер выборки составляет не менее девяти точек. Пристальное внимание уделено параметру  $R$ . Он может быть назван «коэффициентом линейной регрессии», «угловым коэффициентом», «редукцией», «корректирующим фактором», «коэффициентом пропорциональности», «коэффициентом пересчета», «отношением  $B_{Na}/B_{Fe}$ », «градиентом», «наклоном», «фактором различия» и т. п. Далее для краткости он упоминается как «фактор  $R$ ».

Предварительно были протестированы два алгоритмических подхода. Во-первых, метод редуцирован-



ной главной оси (РГО [Davis, 1986]), ранее использованный в работе [Demidov et al., 2008]. Во-вторых, метод подгонки множественной линейной регрессии (МЛР [Bevington, 1969]), адаптированный для стандартной функции Linfit в IDL. При малой корреляции  $C$  оба метода возвращают существенно расходящиеся оценки фактора  $R$ . При очень высокой корреляции ( $C \geq 0.9$ ) МЛР возвращает значения  $R$  примерно на 4 % меньше, чем РГО. Несмотря на указанную расходимость в  $R$  при малых  $C$ , оба метода дают очень близкие значения ошибки  $\Delta R$  (они выглядят эквивалентными с точностью  $10^{-5}$  и выше при рассматриваемых статистических размерах  $N$ ). Здесь представлены результаты вычислений с использованием метода РГО. Известное преимущество этого метода — инвариантность относительно выбора зависимой и независимой переменных.

В данном исследовании можно выделить три последовательные части.

На первом этапе статистические коэффициенты были определены в полном диапазоне анализируемых данных. Важно, что полный диапазон включает в себя как самые сильные, так и самые слабые солнечные магнитные поля, точные измерения которых в принципе труднодостижимы. Известно, что измерения очень сильных полей могут быть подвержены эффекту насыщения в зависимости от  $g$ -фактора используемой спектральной линии и от чувствительности инструмента. Измерения очень слабых полей характеризуются самым высоким уровнем шума и показывают самую низкую корреляцию между измерениями в различных спектральных линиях. Как правило, эти известные неточности в измерениях значительной части данных приводят к недостоверности результатов общего сопоставления. В частности, рассматриваемые здесь данные имеют недостатки такого рода.

Эффект насыщения в измерениях MWO обсуждался в работе [Ulrich et al., 2002]. Как известно, этому эффекту подвержены наблюдения в линии Fe I 525.02 нм, относящейся к самым магниточувствительным спектральным линиям (фактор Ландэ равен 3). В работе [Ulrich et al., 2002] представлена оценка порога насыщения в измерениях  $|B_{Fe}|$  около 200 Гс и сделано сообщение об автоматической корректировке данных  $B_{Fe}$ .

Вопрос об уровне шумов сопоставляемых магнитограмм остается открытым для автора настоящей работы. Во внимание могут быть приняты своеобразные ориентиры из поздних публикаций. В [Ulrich, Tran, 2013] авторы отметили затруднения в определении уровня шумов экспериментальным путем и для прилибовых пикселей на магнитограммах MWO в линии Fe I 525.02 нм дали оценку ошибки измерений, равную примерно  $\pm 1$  Гс. В статье [Riley et al., 2014] умозрительно проиллюстрирован относительно низкий, с точки зрения авторов, уровень шумов в данных MWO. Принимая это на веру, можно заключить, что значения  $|B_{Fe}|$  меньше  $\sim 5$  Гс не могут рассматриваться как заслуживающие доверия, поскольку ошибка  $\pm 1$  Гс существенна для пикселей, показывающих  $B_{Fe} \sim 1$  Гс. Такие пиксели численно преобладают и, несмотря на декларируемый низкий

уровень шума, должны существенно исказить результаты. Предварительное тестирование это подтвердило. Оно показало неплохое согласие между результатами, полученными методами РГО и МЛР, когда рассматриваются только те пиксели, в которых  $|B_{Fe}|$  больше  $\sim 5$  Гс (соответственно, корреляция  $C$  выше  $\sim 0.8$ ). При  $|B_{Fe}|$  больше  $\sim 10$  Гс ( $C$  выше  $\sim 0.95$ ) это согласие является высоким. В случае же самых слабых полей методы показывают очень сильное расхождение. Например, при  $|B_{Fe}|$  менее 1 Гс ( $C \approx 0.25$ ) РГО дает фактор  $R$  около 6, а МЛР — около 1.7. При  $|B_{Fe}| \approx 1-2$  Гс ( $C \approx 0.55$ ) они показывают фактор  $R$  около 3 и 1.7 соответственно. Пренебрежимо малая корреляция  $C$  самых слабых полей говорит о сопоставлении невязанно связанных данных, результаты которого не являются статистически обоснованными. Несомненно, чтобы получить реалистичный результат, необходимо выполнять исследование в тех пределах значений магнитного поля, которые удовлетворяют требованию воспроизводимости результата.

На втором этапе в рассмотрение были приняты только пары пикселей с  $|B_{Fe}|$  от 4 до 80 Гс. Нижний предел установлен, чтобы исключить крайне зашумленные данные по самым слабым полям. Он был получен как минимальное значение  $|B_{Fe}|$ , удовлетворяющее условию  $C(B_{Fe}, B_{Na}) \geq 0.75$  в распределениях корреляции  $C$  по одногауссным элементам дискретизации в пределах  $|B_{Fe}|$  от 0 до 10 Гс. Данное граничное условие для корреляции  $C$  представляется пригодным, чтобы исключить измерения, характеризующиеся значительным уровнем зашумленности. Верхний предел установлен, чтобы сфокусировать внимание на полях, перманентно наблюдававшихся в рассматриваемых временных рамках. Так, самое низкое пиковое значение  $|B_{Fe}|$  наблюдалось в начале 2009 г. (2080–2082 CRs). Оно не превышало 80 Гс. Установленные пределы позволяют сконцентрировать исследование на данных с пониженным уровнем шума.

На третьем этапе для более детального анализа диапазон от 4 до 80 Гс был разбит на поддиапазоны.

### 3. РЕЗУЛЬТАТЫ

#### 3.1. Общее сопоставление

На рис. 1 приведены изменения корреляции  $C$  и фактора  $R$  в полном диапазоне данных  $|B_{Fe}| = 0-600$  Гс. Корреляция  $C$  значительно падает при снижении активности и растет с началом нового цикла. Она варьирует между 0.96 для 1 212 889 точек в 1962–1964 CRs и 0.60 для 11 700 072 точек в 2080–2082 CRs. Размер выборки меняется в пределах от 1 212 889 в 1962–1964 CRs до 15 556 595 в 2019–2021 CRs. Заметим, что даже в минимуме 23-го цикла корреляция  $C$  сохраняет значимый уровень (например, см.  $t$ -тест корреляции [Davis, 1986]). Это указывает на то, что имеющиеся данные в течение всего цикла можно рассматривать как статистически связанные. Следовательно, соответствующее поведение фактора  $R$  можно считать достоверным. Очевидны его увеличение примерно на 25 % на спаде 23-го цикла и уменьшение с ростом активности 24-го цикла (здесь уместно упомянуть, что на спаде активности при  $C < 0.9$

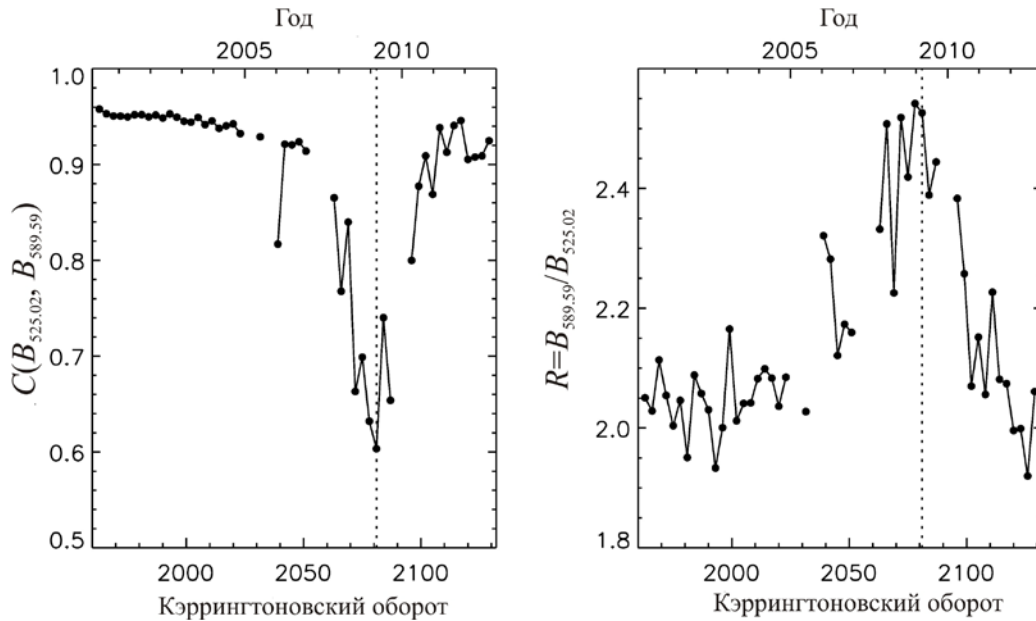


Рис. 1. Временные изменения корреляции  $C$  (слева) и соответствующие флуктуации фактора  $R$  (справа). Пунктирная вертикальная линия маркирует минимум 23-го цикла. Сплошные линии соединяют соседние точки в непрерывных сериях измерений

метод МЛР показал уменьшение фактора  $R$  примерно на 25 %).

Примечательно, что самое низкое значение корреляции приходится на упомянутый ранее интервал 2080–2082 CRs, в котором средний магнитный поток минимален. Самое высокое значение фактора  $R$  имеет место в 2077–2079 CRs. В контексте данной работы 2080–2082 CRs могут быть промаркированы как время, на которое приходится экстремум в затянувшемся минимуме 23-го цикла. Это согласуется с поведением числа пятен, хотя имеется несогласие с другими разнообразными индексами солнечной активности.

Несомненно, приведенные на рис. 1 изменения корреляции  $C$  являются следствием циклических вариаций статистического вклада самых слабых магнитных полей, которые, обладая, измеряются с высоким уровнем шума. Очевидно, что, чем больше число пятен, тем меньше доля самых слабых полей и тем выше корреляция  $C$ . Показанные флуктуации фактора  $R$  могут быть обусловлены разными причинами. Прежде всего, следует отметить перераспределение вкладов различных уровней напряженности магнитного поля в одно и то же значение сигнала магнитографа в течение солнечного цикла. Это должно играть определяющую роль и требует тщательных исследований.

Чтобы определиться в дальнейшем ходе данной работы, необходимо иметь представление о том, как связаны усредненные по времени значения параметров  $C$  и  $R$  с величиной поля. Эта информация приведена в табл. 1. Поддиапазон 0–1 Гс — самый зашумленный и дающий наибольшую долю пикселей  $M$  (около 37.4 %) — показывает самую низкую корреляцию  $C=0.23$  и самый высокий фактор  $R=6.11$ . Параметр  $M$  уменьшается с увеличением поля  $|B_{Fe}|$ . При увеличении поля до 3–4 Гс корреляция  $C$  достигает 0.76, а фактор  $R$  уменьшается до 2.21. Далее корреляция  $C$  продолжает медленно увеличиваться до

своего наивысшего экстремума около 0.98 в поддиапазоне 200–300 Гс, фактор  $R$  начинает возрастать до 2.54 в поддиапазоне 9–10 Гс, а затем падает. Таким образом, можно отметить две поворотные позиции в зависимости  $R(|B_{Fe}|)$ :  $|B_{Fe}|=3-4$  и 9–10 Гс.

Очевидно, что измерения 0–2 Гс чрезвычайно зашумлены, поэтому далее они не рассматриваются. Начиная с поддиапазона 2–3 Гс, корреляция  $C$  выше 0.6, что указывает на статистическую значимость этих данных. Однако фактор  $R$  показывает локальный минимум в поддиапазоне 3–4 Гс и увеличивается с повышением уровня шума в более слабых полях. Поэтому для исключения из рассмотрения данных, которые в значительной степени могут быть чувствительны к шуму, представляется более корректным выбрать порог 3–4 Гс.

Диапазон 0–4 Гс содержит около 85.5 % пикселей на рассматриваемых магнитограммах, а диапазон 80–600 Гс — около 0.4 %. Таким образом, после исключения из рассмотрения самых слабых полей и полей солнечных пятен открытыми для исследований остаются около 14 % пикселей.

Задача может быть предельно упрощена, если рассматривать поддиапазон 9–10 Гс как нижний предел. Однако такой подход может оставить вне рассмотрения некоторые важные детали. В диапазоне 4–10 Гс корреляция  $C$  выше 0.8. Кроме того, отмеченные ранее в нелинейной зависимости  $R(|B_{Fe}|)$  позиции  $|B_{Fe}|=3-4$  и 9–10 Гс могут служить границами между различными типами солнечных активных образований. Поэтому логично рассмотреть диапазоны 4–10 и 10–80 Гс совместно, а затем по отдельности.

### 3.2. Сопоставление в диапазоне $|B_{Fe}|$ от 4 до 80 Гс

Результаты анализа данных с пониженным уровнем шума приведены на рис. 2 и в табл. 2. По сравне-

Таблица 1

Зависимость статистических коэффициентов от величины поля  $|B_{Fe}|$ . Здесь  $N$  — статистический размер (количество рассмотренных промежутков времени длительностью 3 CRs);  $\langle M \rangle$ ,  $\langle C \rangle$ ,  $\langle P \rangle$  и  $\langle R \rangle$  — средние по времени значения взвешенного числа пикселей, корреляции, свободного параметра и фактора различия;  $\Delta M$ ,  $\Delta C$ ,  $\Delta P$  и  $\Delta R$  — соответствующие стандартные ошибки. В нижней строке показаны оценки генеральных средних для  $\langle C \rangle$ ,  $\langle P \rangle$  и  $\langle R \rangle$ .

$ B_{Fe} $ , Гс	$N$	$\langle M \rangle$	$\Delta M$	$\langle C \rangle$	$\Delta C$	$\langle P \rangle$	$\Delta P$	$\langle R \rangle$	$\Delta R$
0–1	48	0.37394	0.00465	0.23321	0.00441	-0.082	0.017	6.1104	0.0927
1–2	48	0.26563	0.00236	0.50639	0.00762	-0.091	0.016	2.8494	0.0291
2–3	48	0.14328	0.00072	0.66336	0.00739	-0.104	0.017	2.2958	0.0151
3–4	48	0.07199	0.00087	0.75645	0.00625	-0.134	0.017	2.2076	0.0130
4–5	48	0.03774	0.00086	0.81893	0.00498	-0.170	0.017	2.2656	0.0127
5–6	48	0.02193	0.00073	0.86328	0.00376	-0.204	0.018	2.3594	0.0111
6–7	48	0.01422	0.00060	0.89422	0.00270	-0.218	0.019	2.4409	0.0086
7–8	48	0.01004	0.00048	0.91463	0.00187	-0.220	0.021	2.4955	0.0067
8–9	48	0.00755	0.00040	0.92758	0.00132	-0.217	0.021	2.5299	0.0058
9–10	48	0.00593	0.00033	0.93624	0.00097	-0.215	0.021	2.5440	0.0056
10–20	48	0.02625	0.00165	0.95214	0.00043	-0.228	0.027	2.5171	0.0065
20–30	48	0.00891	0.00061	0.96224	0.00029	-0.323	0.059	2.4195	0.0078
30–40	48	0.00448	0.00032	0.96623	0.00031	-0.379	0.078	2.3458	0.0073
40–50	48	0.00260	0.00019	0.96834	0.00038	-0.164	0.131	2.2900	0.0080
50–60	48	0.00162	0.00012	0.96961	0.00039	0.234	0.218	2.2416	0.0089
60–70	48	0.00104	0.00008	0.97010	0.00045	0.584	0.336	2.1892	0.0092
70–80	48	0.00070	0.00005	0.97056	0.00064	0.931	0.397	2.1392	0.0104
80–90	47	0.00049	0.00004	0.97144	0.00059	1.486	0.531	2.0747	0.0086
90–100	46	0.00036	0.00003	0.97190	0.00068	1.387	0.417	2.0143	0.0084
100–200	46	0.00110	0.00008	0.96890	0.00364	5.622	1.399	1.8523	0.0209
200–300	42	0.00035	0.00003	0.98097	0.00107	2.178	1.512	1.6724	0.0090
300–400	39	0.00023	0.00003	0.96636	0.00728	22.956	6.277	1.6712	0.0226
400–500	26	0.00064	0.00011	0.88566	0.03061	54.227	15.087	1.6038	0.0375
500–600	3	0.00115	0.00010	0.81662	0.08093	96.028	34.381	1.4018	0.0618
Генер. средняя				$0.87 \pm 0.04$		$7.62 \pm 4.53$		$2.36 \pm 0.18$	

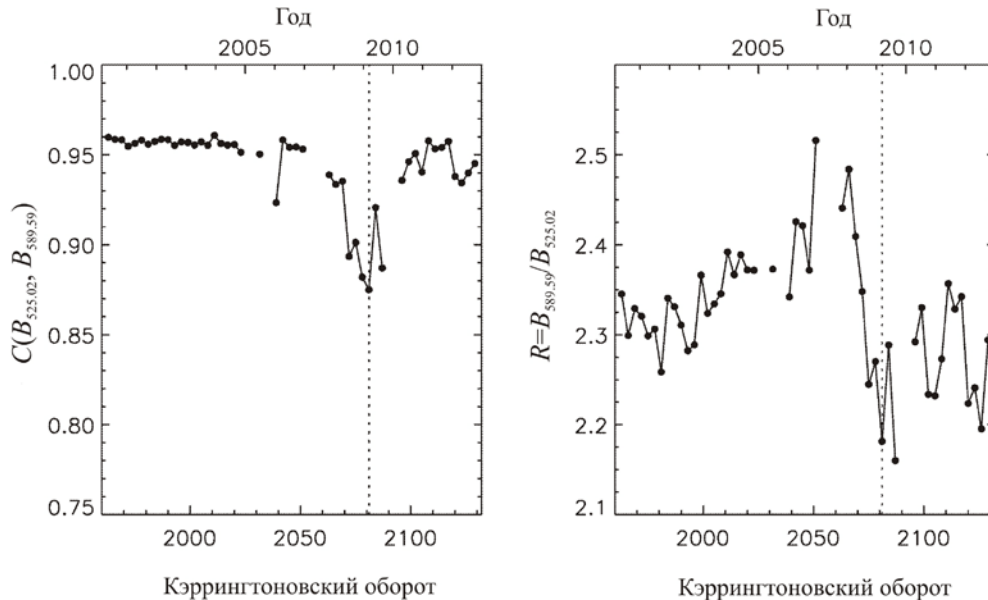


Рис. 2. Сопоставление в диапазоне  $|B_{Fe}|=4-80$  Гс: изменения корреляции  $C$  (слева) и соответствующие флуктуации фактора  $R$  (справа). Пунктирная вертикальная линия маркирует минимум 23-го цикла. Сплошные линии соединяют соседние точки в непрерывных сериях измерений

нию с рис. 1, на рис. 2 на спаде солнечной активности уменьшение корреляции  $C$  не так велико — приблизительно от 0.96 до 0.87. При этом поведение фактора  $R$  характеризуется флуктуациями меньшей амплитуды. Кроме того,  $R$  показывает отчетливый восходящий тренд в конце 23-го цикла. Здесь очевидна зависимость  $R$  от солнечной цикличности.

Достоверность этого результата подтверждается очень высоким уровнем корреляции  $C$ .

Было протестировано влияние пределов рабочего диапазона на результат. Ниже представлены характерные картины для двух выделенных диапазонов.

Рисунок 3 иллюстрирует сопоставление данных в диапазоне  $|B_{Fe}|=10-80$  Гс. В этом случае корреляция

Таблица 2

Временные изменения статистических коэффициентов в диапазоне  $|B_{Fe}|=4-80$  Гс. Представлены порядковый номер временного интервала длительностью 3 CRs, граничные CRs, число  $n$  сопоставленных магнитограмм, соответствующий статистический размер  $N$  (количество пар пикселей), корреляция  $C$ , свободный параметр  $P$  и его стандартная ошибка  $\Delta P$ , фактор  $R$  и его стандартная ошибка  $\Delta R$ . Оценки средних для  $C$ ,  $P$  и  $R$  приведены в строке «Среднее».

№	CRs	$n$	$N$	$C$	$P$	$\Delta P$	$R$	$\Delta R$
1	1962–1964	6	285237	0.96	-0.3931	0.0477	2.3453	0.0012
2	1965–1967	57	2850021	0.96	0.0581	0.0145	2.2991	0.0004
3	1968–1970	43	2136592	0.95	0.0346	0.0164	2.3291	0.0005
4	1971–1973	24	1137968	0.95	-0.1450	0.0223	2.3207	0.0006
5	1974–1976	56	2444924	0.96	-0.4177	0.0157	2.2987	0.0004
6	1977–1979	54	2297391	0.96	-0.6277	0.0159	2.3063	0.0004
7	1980–1982	61	3018471	0.96	0.0882	0.0156	2.2586	0.0004
8	1983–1985	38	2113977	0.96	0.0701	0.0182	2.3406	0.0005
9	1986–1988	45	2517586	0.96	0.4921	0.0151	2.3311	0.0004
10	1989–1991	57	2698216	0.96	-0.3302	0.0141	2.3108	0.0004
11	1992–1994	57	2677647	0.96	-0.2741	0.0157	2.2822	0.0004
12	1995–1997	35	1543472	0.96	-0.3043	0.0190	2.2888	0.0005
13	1998–2000	38	1453927	0.96	-0.1252	0.0189	2.3662	0.0006
14	2001–2003	39	1275992	0.96	-0.9007	0.0187	2.3238	0.0006
15	2004–2006	58	2030738	0.96	-0.8149	0.0156	2.3343	0.0005
16	2007–2009	47	1532827	0.96	0.0732	0.0174	2.3455	0.0006
17	2010–2012	42	1251130	0.96	-0.1897	0.0194	2.3920	0.0006
18	2013–2015	46	1285695	0.96	-0.7231	0.0187	2.3667	0.0006
19	2016–2018	70	1697376	0.96	-0.2887	0.0167	2.3889	0.0005
20	2019–2021	77	1916899	0.96	-0.3275	0.0161	2.3720	0.0005
21	2022–2024	51	1312362	0.95	-0.3322	0.0190	2.3716	0.0006
	*****							
22	2031–2032	30	665117	0.95	-0.2988	0.0258	2.3728	0.0009
	*****							
23	2038–2040	43	765498	0.92	-0.4592	0.0201	2.3420	0.0010
24	2041–2043	51	814428	0.96	-0.1847	0.0214	2.4257	0.0008
25	2044–2046	73	1055912	0.95	-0.1282	0.0171	2.4211	0.0007
26	2047–2049	72	987179	0.95	-0.2333	0.0173	2.3718	0.0007
27	2050–2052	33	417779	0.95	-0.1659	0.0329	2.5160	0.0012
	*****							
28	2062–2064	56	464134	0.94	-0.4205	0.0216	2.4408	0.0012
29	2065–2067	51	409546	0.93	-0.1859	0.0232	2.4840	0.0014
30	2068–2070	67	612945	0.94	-0.4315	0.0205	2.4091	0.0011
31	2071–2073	67	517563	0.89	-0.0871	0.0187	2.3480	0.0015
32	2074–2076	47	411350	0.90	-0.0112	0.0213	2.2448	0.0015
33	2077–2079	41	317752	0.88	-0.1081	0.0245	2.2703	0.0019
34	2080–2082	58	382598	0.87	-0.2493	0.0211	2.1813	0.0017
35	2083–2085	71	558435	0.92	-0.0067	0.0204	2.2884	0.0012
36	2086–2088	46	391569	0.89	0.1348	0.0211	2.1601	0.0016
	*****							
37	2095–2097	52	773332	0.94	-0.0905	0.0190	2.2921	0.0009
38	2098–2100	72	1230687	0.95	-0.1102	0.0169	2.3301	0.0007
39	2101–2103	58	1037368	0.95	-0.2850	0.0188	2.2337	0.0007
40	2104–2106	53	886690	0.94	-0.2605	0.0196	2.2320	0.0008
41	2107–2109	57	1411281	0.96	-0.1033	0.0189	2.2730	0.0006
42	2110–2112	74	1830382	0.95	-0.1780	0.0149	2.3568	0.0005
43	2113–2115	72	2139314	0.95	-0.0382	0.0160	2.3285	0.0005
44	2116–2118	14	500107	0.96	-0.2506	0.0359	2.3423	0.0010
45	2119–2121	41	1508285	0.94	-0.1257	0.0177	2.2235	0.0006
46	2122–2124	68	2576207	0.93	-0.2360	0.0151	2.2409	0.0005
47	2125–2127	51	1888570	0.94	-0.1197	0.0173	2.1954	0.0005
48	2128–2130	19	1301389	0.95	-0.1432	0.0202	2.2942	0.0007
Среднее				0.944±0.003	-0.212±0.035		2.325±0.011	

квазистабильна около 0.963. Можно заметить незначительное повышение ее уровня в минимуме активности. В то же время фактор  $R$  демонстрирует выраженный восходящий тренд на спаде активности, достигая наивысшей точки в солнечном минимуме, и убывает

с началом 24-го цикла. Этот параметр демонстрирует рост примерно на 10 % с изменением солнечной активности от максимума к минимуму.

Противоположная ситуация в случае диапазона  $|B_{Fe}|=4-10$  Гс видна на рис. 4. Корреляция  $C$  этих сла-



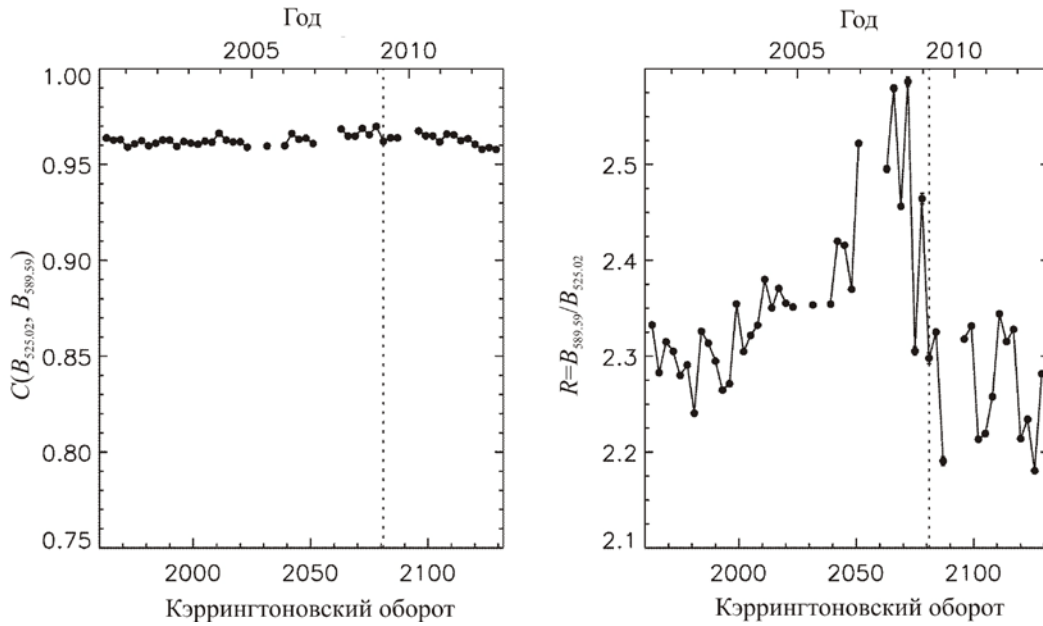


Рис. 3. Сопоставление в диапазоне  $|B_{Fe}|=10-80$  Гс: изменения корреляции  $C$  (слева) и соответствующие флуктуации фактора  $R$  (справа). Пунктирная вертикальная линия маркирует минимум 23-го цикла. Сплошные линии соединяют соседние точки в непрерывных сериях измерений

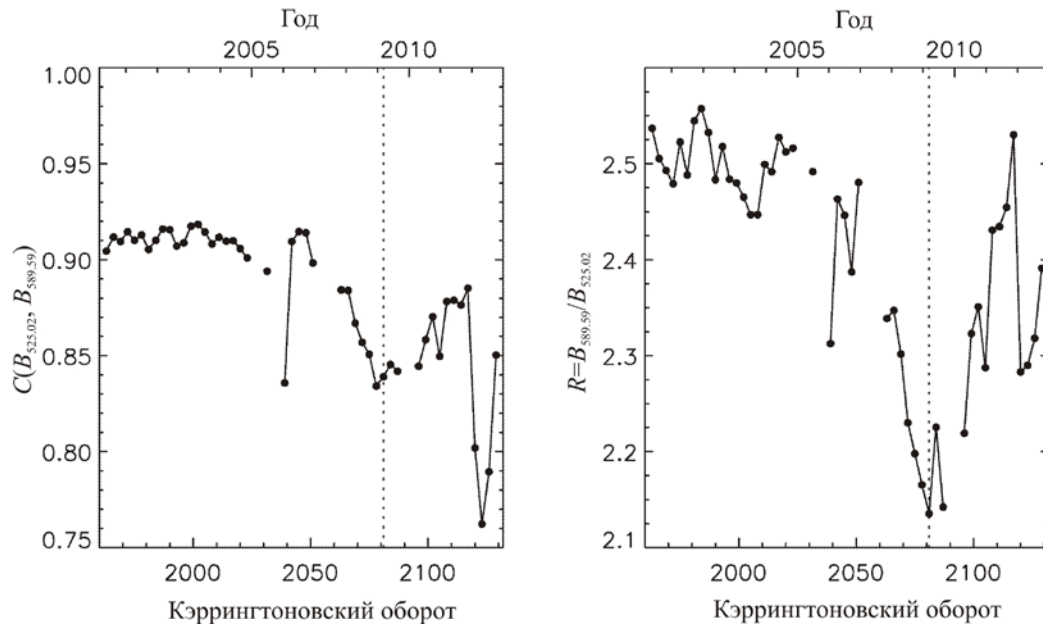


Рис. 4. Сопоставление в диапазоне  $|B_{Fe}|=4-10$  Гс: изменения корреляции  $C$  (слева) и соответствующие флуктуации фактора  $R$  (справа). Пунктирная вертикальная линия маркирует минимум 23-го цикла. Сплошные линии соединяют соседние точки в непрерывных сериях измерений

бых полей со спадом активности уменьшается примерно от 0.92 до 0.83 и с началом нового цикла растет. Ее значительно пониженные значения в конце рассматриваемого периода, по всей вероятности, обусловлены какими-то инструментальными причинами. Поэтому вычисления для четырех последних интервалов времени по три CRs могут быть некорректны. Фактор  $R$  не показывает тренда в начале спада активности и быстро уменьшается ближе к солнечному минимуму. Разница между его экстремумами составляет около 12 %.

Очевидно, что каждый возможный диапазон  $|B_{Fe}|$  должен показывать специфическую картину, поэтому именно пошаговый анализ поддиапазонов представ-

ляется оптимальным подходом, который позволяет рассмотреть картину в деталях.

### 3.3. Детальный анализ в диапазоне $|B_{Fe}|$ от 4 до 80 Гс

Для более глубокого понимания ситуации выполнено разделение данных на поддиапазоны. Выделено десять поддиапазонов с шагом 1 Гс в пределах  $|B_{Fe}|=0-10$  Гс, девять — с шагом 10 Гс в пределах  $|B_{Fe}|=10-100$  Гс и пять — с шагом 100 Гс в пределах  $|B_{Fe}|=100-600$  Гс. Смена шага дает возможность регулировать размеры выборок в поддиапазонах, учитывая очень быстрый спад числа точек с ростом

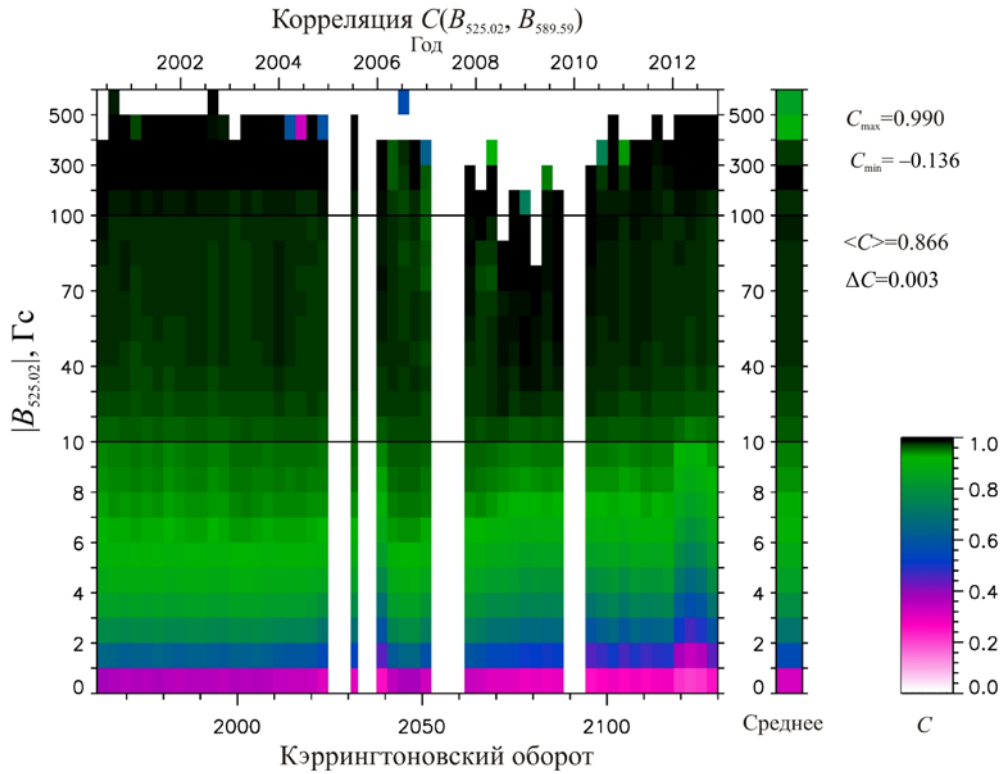


Рис. 5. Диаграмма корреляции  $C(B_{FeI}, t)$ , где  $t$  — время, измеряемое в CRs и в соответствующих годах. Столбец «Среднее» показывает распределение усредненной по времени корреляции  $C$  в поддиапазонах  $|B_{FeI}|$ . Параметры  $C_{max}$  и  $C_{min}$  — максимальное и минимальное значения, параметры  $\langle C \rangle$  и  $\Delta C$  — среднее и его ошибка в массиве  $C(B_{FeI}, t)$  соответственно. В области самых сильных полей исключены из рассмотрения позиции, в которых менее девяти точек

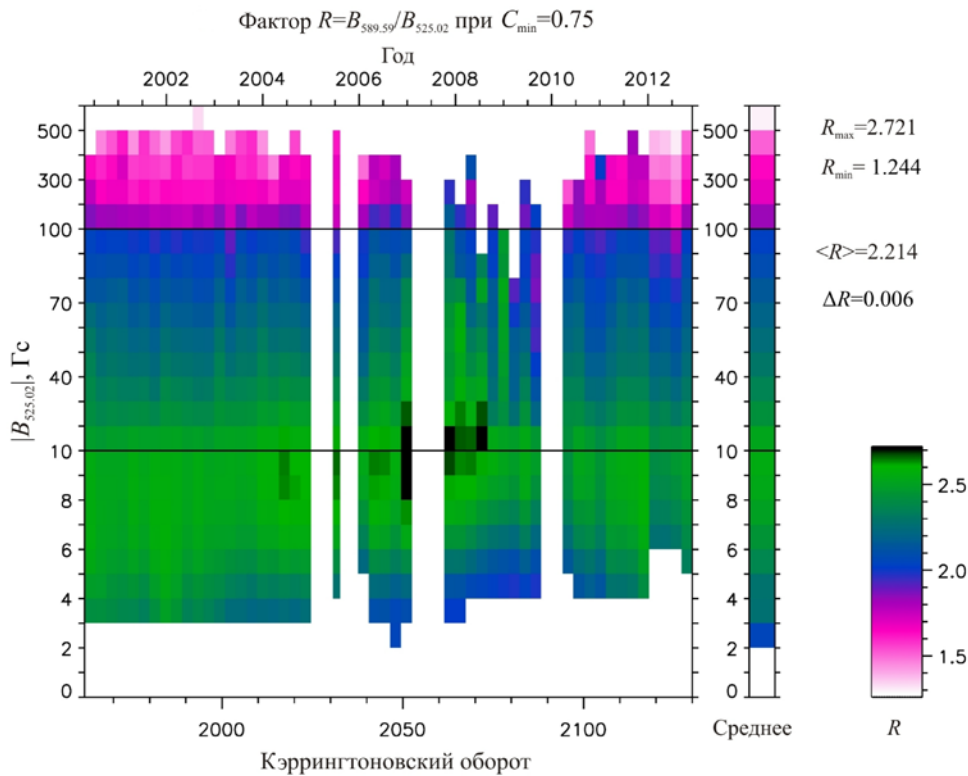


Рис. 6. Диаграмма фактора  $R(B_{FeI}, t)$ , удовлетворяющая требованию для корреляции  $C(B_{FeI}, t) \geq 0.75$ . Здесь время  $t$  приведено в CRs и в соответствующих годах. Столбец «Среднее» показывает распределение усредненного по времени фактора  $R$  в поддиапазонах  $|B_{FeI}|$ . Параметры  $R_{max}$  и  $R_{min}$  показывают максимальное и минимальное значения, параметры  $\langle R \rangle$  и  $\Delta R$  — среднее и его ошибку в массиве  $R(B_{FeI}, t)$  соответственно. В области самых сильных полей исключены из рассмотрения позиции, в которых менее девяти точек

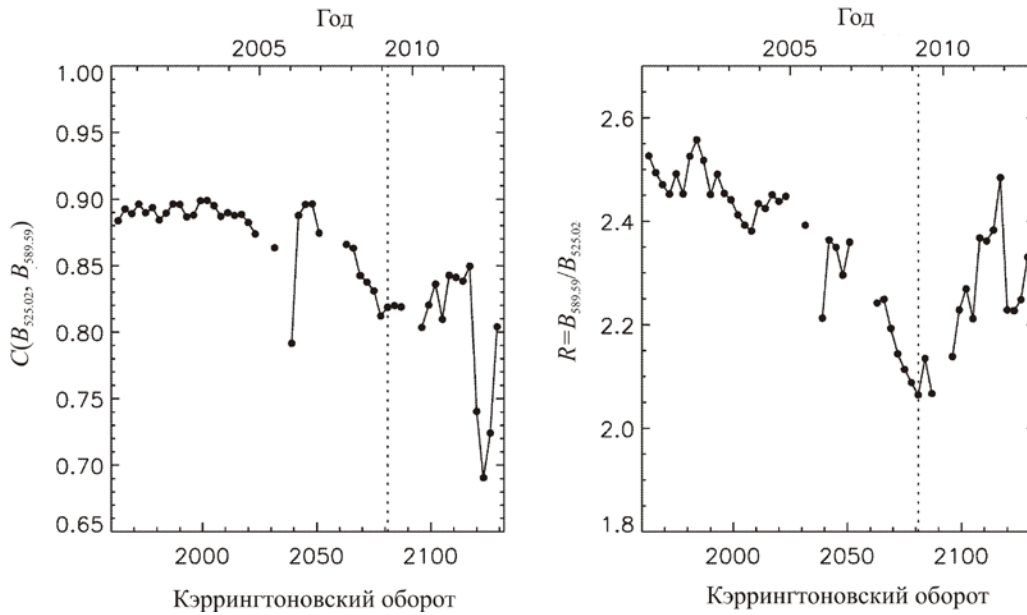


Рис. 7. Сопоставление в диапазоне  $|B_{Fe}|=4-7$  Гс: изменения корреляции  $C$  (слева) и соответствующие флуктуации фактора  $R$  (справа). Пунктирная вертикальная линия маркирует минимум 23-го цикла. Сплошные линии соединяют соседние точки в непрерывных сериях измерений

$|B_{Fe}|$  (см. табл. 1). В каждом из поддиапазонов выполнено сопоставление. Зависимости корреляции  $C$  и фактора  $R$  от абсолютного значения магнитного поля  $|B_{Fe}|$  и от времени показаны в общем виде на рис. 5, 6 соответственно. Здесь отображены только позиции со статистическим размером не менее девяти точек (т. е. девяти пар сопоставляемых пикселей). Кроме того, представление распределения фактора  $R$  ограничено условием статистической достоверности: показаны исключительно позиции  $R(|B_{Fe}|, t)$ , для которых  $C(|B_{Fe}|, t) \geq 0.75$ , где  $t$  — время. Очевидно, что анализ измерений  $|B_{Fe}| < 4$  Гс здесь не имеет смысла из-за недостоверности. Напротив, наблюдения  $|B_{Fe}| > 80$  Гс характеризуются самой высокой корреляцией  $C$ . Это обусловлено главным образом радиальной ориентацией магнитных полей в пятнах, которые дают вклад в усредненный по апертуре сигнал. Иррегулярные вариации параметров  $C(|B_{Fe}|, t)$  и  $R(|B_{Fe}|, t)$  в четырех последних интервалах длительностью по три CRs уже были отмечены в предыдущем разделе.

Самая высокая абсолютная величина наблюдаемых полей флуктуирует с циклом активности, что вполне ожидаемо. На рис. 5, 6 ее минимальное значение около 80 Гс наблюдается в начале 2009 г. (2080–2082 CRs). На рис. 1 в это же самое время имеют место экстремумы корреляции  $C$  и фактора  $R$ . Это показывает обоснованность используемого здесь маркера минимума активности.

На рис. 5, 6 в общих чертах различимы следующие основные тенденции. Очевидно, что, чем слабее сопоставляемые сигналы магнитографа, тем ниже их корреляция  $C$ . Общий вид распределения  $C(|B_{Fe}|)$  со временем изменяется не очень сильно. Фактор  $R$  зависит от магнитного поля сложным образом, и распределение  $R(|B_{Fe}|)$  значительно меняет свою форму со временем. На рис. 6 видно, что пиковые значения фактора  $R$  концентрируются в «поясе» между 7 и 40 Гс. Рассматривая распределение  $R(|B_{Fe}|)$  столбец за столбцом, можно отметить три

особенности, связанные с уменьшением солнечной активности: 1) ширина «пояса» убывает; 2) положение  $R_{max}(|B_{Fe}|)$  смещается к более сильным полям; 3) значение  $R_{max}(|B_{Fe}|)$  возрастает до своего максимума. С началом роста активности ситуация существенно меняется. Анализируя распределение  $R(t)$  строка за строкой, можно отметить четыре типа поведения фактора  $R$  и выделить соответствующие интервалы  $|B_{Fe}|$ . Как отмечалось выше, на рис. 6 не приводятся значения фактора  $R$  в позициях, где корреляция  $C < 0.75$ . Иначе специфичные для анализируемых значений магнитного поля детали потеряли бы контраст на фоне значений  $R$  от 6 до 10, характерных для самого зашумленного поддиапазона  $|B_{Fe}|=0-1$  Гс.

При  $|B_{Fe}| \approx 4-7$  Гс фактор  $R$  убывает между рассматриваемыми экстремумами солнечной активности (2000–2002 гг. — максимум, 2008–2009 гг. — минимум). Чем слабее магнитное поле, тем меньше фактор  $R$ , тем раньше начинается уменьшение этого параметра и тем больше разница между его значениями в максимуме и минимуме солнечного цикла. Корреляция  $C$  максимальна примерно за два года до солнечного минимума и минимальна примерно через 1–1.5 года после. Сопоставление в данном диапазоне показано на рис. 7.

При  $|B_{Fe}| \approx 9-40$  Гс фактор  $R$  увеличивается со спадом активности и достигает своего максимального значения примерно за один-два года до пятенного минимума. Чем сильнее поле, тем меньше фактор  $R$ , тем раньше начинается его спад и тем больше разница между значениями  $R$  в экстремумах солнечного цикла. Корреляция  $C$  квазистабильна на очень высоком уровне. Ее самые высокие значения отмечаются примерно за 3, 2, 0.7 и 0.1 года до пятенного минимума в поддиапазонах 9–10, 10–20, 20–30 и 30–40 Гс соответственно. Это состояние иллюстрирует рис. 8.

При  $|B_{Fe}| \approx 50-70$  Гс фактор  $R$  не показывает заметного тренда в 1962–2032 CRs. Его максимальное значение наблюдается примерно за год до пятенного

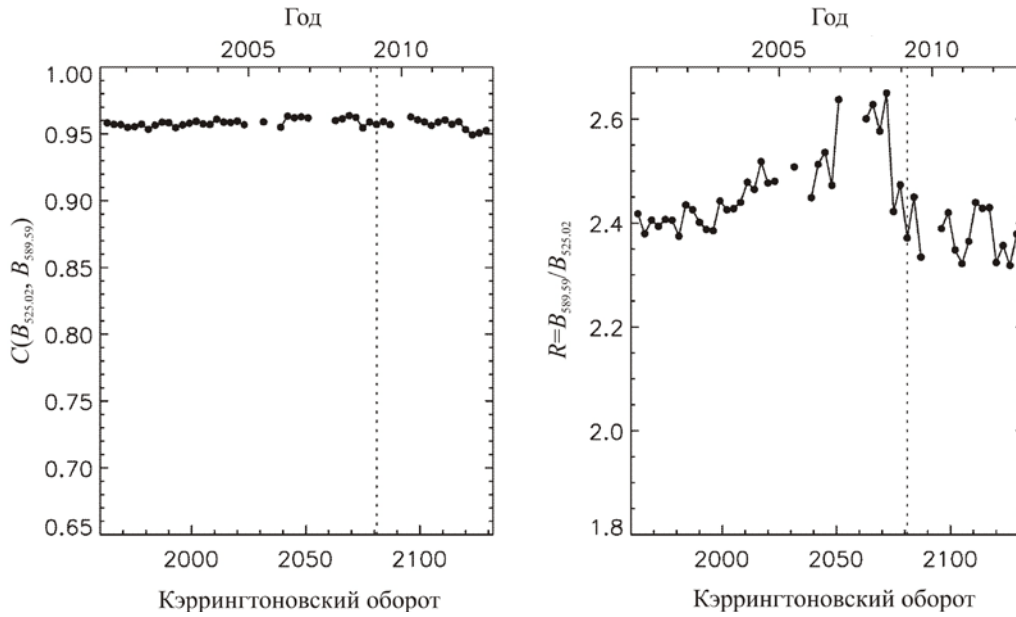


Рис. 8. Сопоставление в диапазоне  $|B_{Fe}|=9-40$  Гс: изменения корреляции  $C$  (слева) и соответствующие флуктуации фактора  $R$  (справа). Пунктирная вертикальная линия маркирует минимум 23-го цикла. Сплошные линии соединяют соседние точки в непрерывных сериях измерений

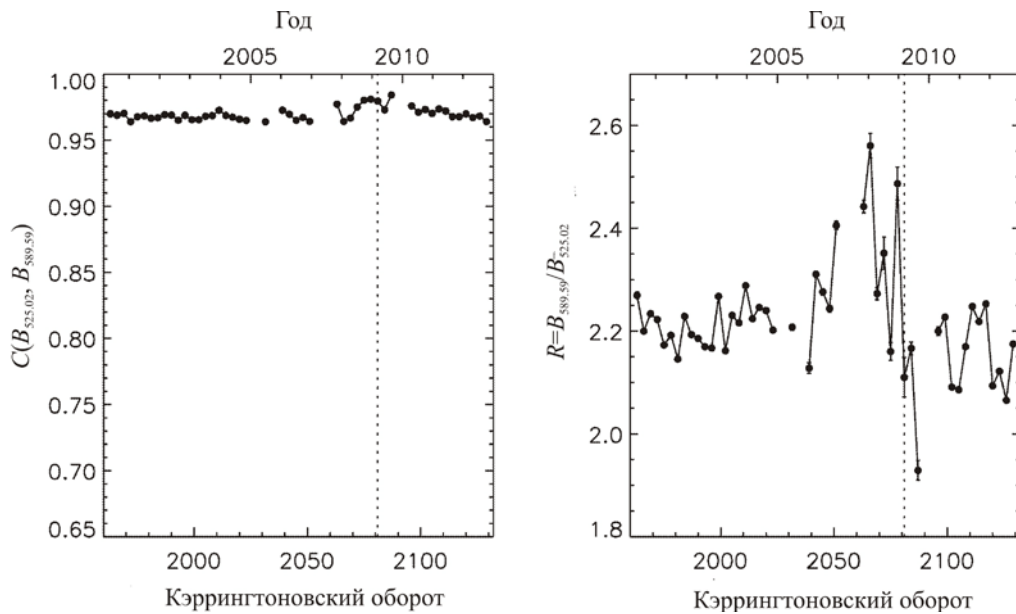


Рис. 9. Сопоставление в диапазоне  $|B_{Fe}|=50-70$  Гс: изменения корреляции  $C$  (слева) и соответствующие флуктуации фактора  $R$  (справа). Пунктирная вертикальная линия маркирует минимум 23-го цикла. Сплошные линии соединяют соседние точки в непрерывных сериях измерений

минимума 23-го цикла. Более того,  $R$  демонстрирует резкий спад в минимуме активности. Чем сильнее поле, тем ниже фактор  $R$  и тем больше амплитуды его вариации в солнечном минимуме. Корреляция  $C$  немногим выше, чем в предыдущем случае, и демонстрирует свое максимальное значение не ранее солнечного минимума. Эта ситуация представлена на рис. 9.

При  $|B_{Fe}| \approx 70-80$  Гс картина отличается от предыдущей в основном поведением фактора  $R$ . Этот параметр достигает максимального значения незадолго до пятенного минимума и очень быстро спадает с началом нового цикла. Соответствующие результаты показаны на рис. 10.

Рисунок 11 представляет вариации относительных абсолютных магнитных потоков  $|B_{Fe}|$  (доли тоталь-

ного потока) и соответствующие взвешенные числа пикселей (доли общего числа) для выделенных диапазонов магнитного поля. Поток в диапазоне 9–40 Гс показывает самые значительные изменения — приблизительно от 40 % в максимуме активности до 1 % в минимуме. Поток в диапазоне 4–7 Гс колеблется от 9 до 15 %. Потоки в диапазонах 50–70 и 70–80 Гс показывают, соответственно, изменения около 9 и 3 % в максимуме, стремящиеся к нулю в минимуме. Потоки в диапазонах 50–70 Гс и 70–80 Гс коррелируют. Таким образом, их разделение условно.

Взвешенные числа пикселей в каждом диапазоне значительно убывают с уменьшением активности. В конце 2001 г. они составляют 0.114, 0.118, 0.008 и 0.002 для диапазонов 4–7, 9–40, 50–70 и 70–80 Гс



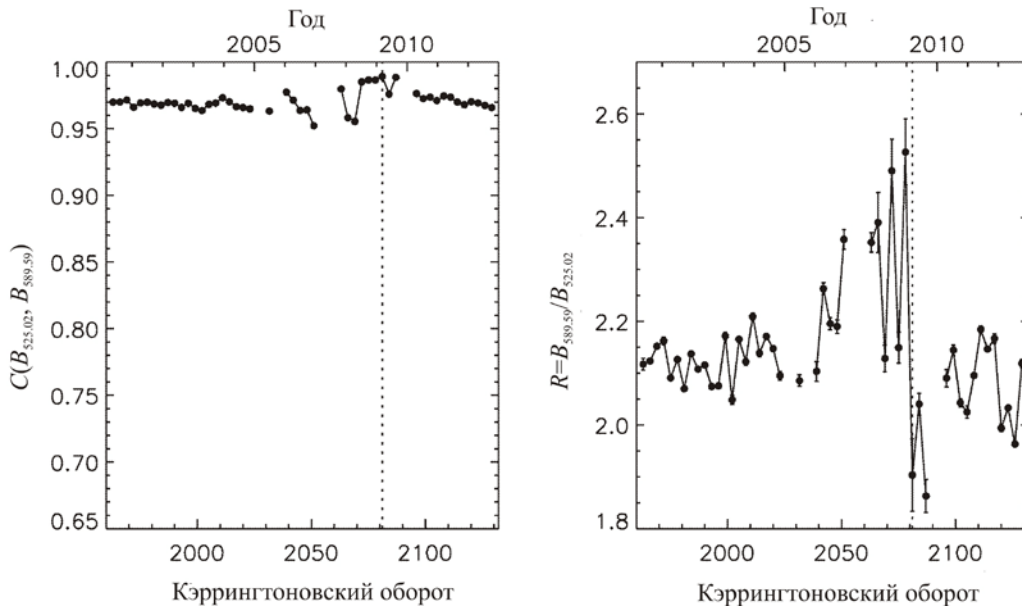


Рис. 10. Сопоставление в диапазоне  $|B_{Fe}|=7-80$  Гс: изменения корреляции  $C$  (слева) и соответствующие флуктуации фактора  $R$  (справа). Пунктирная вертикальная линия маркирует минимум 23-го цикла. Сплошные линии соединяют соседние точки в непрерывных сериях измерений

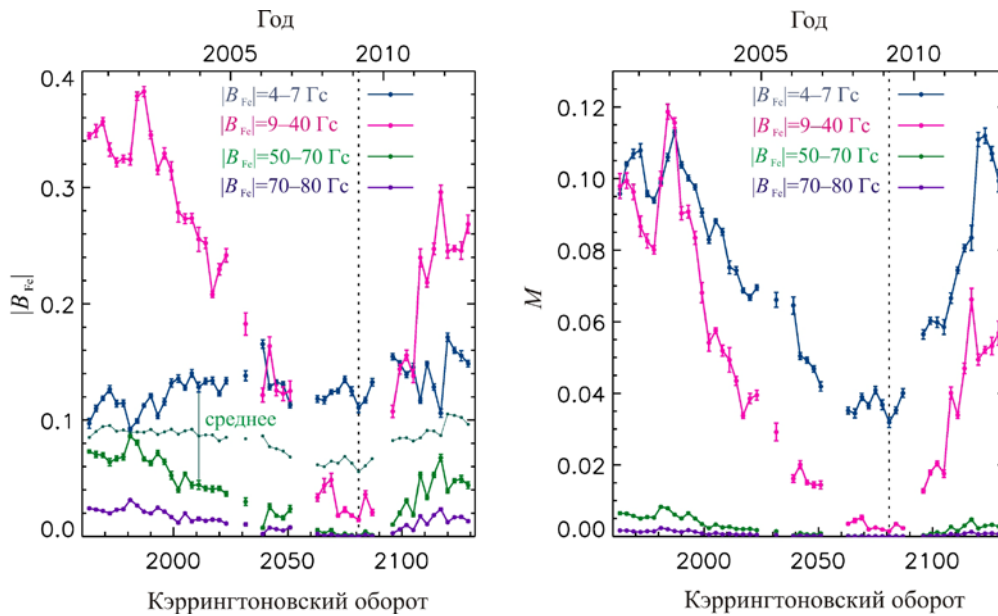


Рис. 11. Временные вариации абсолютного магнитного потока в выделенных диапазонах  $|B_{Fe}|$  (слева) и соответствующие изменения взвешенного числа пикселей  $M$  (справа). Шкала  $|B_{Fe}|$  показывает часть общего потока для соответствующих интервалов времени по три CRs. Пунктирная вертикальная линия маркирует минимум 23-го цикла. Сплошные линии соединяют соседние точки в непрерывных сериях измерений. Вертикальные черточки показывают ошибки среднего. Линия с надписью mean представляет среднее между потоками в диапазонах 4–7 Гс и 50–70 Гс

соответственно. В начале 2009 г. этот параметр равен примерно 0.033 для полей 4–7 Гс и стремится к нулю в остальных случаях. Это ожидаемо, поскольку самые слабые поля доминируют в минимуме активности. Одновременное уменьшение числа точек во всех четырех выделенных диапазонах с падением уровня солнечной активности указывает на то, что соответствующие им структурные солнечные образования относятся к классу так называемых активных явлений.

Диапазон 4–7 Гс выделяется на рис. 11. Взвешенное количество пикселей в этом диапазоне преобладает над этим параметром для более сильных

полей. При этом поток в диапазоне 4–7 Гс можно охарактеризовать как более или менее постоянный, в то время как потоки более сильных полей, очевидно, коррелируют с уровнем солнечной активности. Отслеживая краткосрочные изменения потоков в течение цикла, можно заметить, что уход линии  $|B_{Fe}|=4-7$  Гс вверх сопровождается уходом линии  $|B_{Fe}|=50-70$  Гс вниз, и наоборот. Это означает, что эти два потока изменяются в противофазе. Вероятно, колебания  $|B_{Fe}|$  в диапазонах 4–7 и 50–70 Гс взаимосвязаны и регулируются одним и тем же процессом в солнечной атмосфере. Подтверждением этому может служить тот факт, что в фазе солнечного макси-

ума среднее значение между этими двумя потоками является квазипостоянным, составляя около 9 %. Оно начинает уменьшаться, когда поток в диапазоне 9–40 Гс падает до уровня потока в диапазоне 4–7 Гс. Эти интересные эффекты не очень понятны и должны быть изучены в будущем.

#### 4. СООТВЕТСТВИЕ НАБЛЮДАЕМЫМ МАГНИТНЫМ СТРУКТУРАМ

Для интерпретации представленных результатов необходимо для каждого выделенного диапазона  $|B_{Fe}|$  установить распределение соответствующих пикселей на диске и сопоставить его с конфигурацией наблюдаемых элементов солнечной активности. Ниже представлено оценочное исследование. Рассмотрены данные за три дня в разных фазах цикла активности: 22 февраля 2001 г. (конец максимума активности 23-го цикла), 25 февраля 2009 г. (экстремум минимума активности) и 30 июля 2011 г. (начало максимума активности 24-го цикла). Рисунок 12 дает качественное представление о проявлениях солнечной активности на высотах фотосферы и хромосферы в соответствии с наблюдениями пятенных групп в белом свете, спектрогелиограммами в линии Ca II K3 393.3 нм и магнитограммами MWO в линии Fe I 525.02 нм. Подробную информацию о распределении пятен (рис. 12, а) можно найти на веб-сайте Дебреценской гелиофизической обсерватории (DHO; <http://fenyi.solarobs.unideb.hu/DPD/index.html> [Györi et al., 2010]). Рисунок 13 показывает разложение магнитограмм MWO по четырем диапазонам  $|B_{Fe}|$ , выделенным при детальном анализе. Сопоставление рис. 12, 13 позволяет сделать следующие заключения.

Диапазон 70–80 Гс соответствует тонким цепочкам небольших элементов, окружающих крупные пятна в максимуме активности. Это видно при сравнении рис. 13, а с рис. 12, а, б. На магнитограммах MWO поля 70–80 Гс локализируются исключительно вокруг пятен с различной тенью. Схемы на рис. 12, а показывают слабые пятна, незаметные на соответствующих фотогелиограммах в белом свете (рис. 12, б). Эти пятна не имеют выраженной тени (согласно информации на сайте DHO). Более того, в максимуме активности они не связаны со структурами, поле которых превышает 70 Гс. Иная ситуация в минимуме активности. Так, например, 25 февраля 2009 г. вблизи N26E13 (гелиографические координаты) наблюдалась группа NOAA 11013. Она состояла из двух очень слабых пятен без тени. На приведенной схеме DHO эта группа показана в виде двухточечного объекта, а на магнитограмме MWO, прошедшей цифровую фильтрацию в диапазоне 70–80 Гс, она выглядит как очень маленький элемент. Данный объект не заметен на центральных панелях рис. 12, а и 13, а при их отображении с низким разрешением. Тем не менее эта группа выглядит контрастно на спектрогелиограмме и магнитограмме (центральные панели рис. 12, в, г) при их оригинальном полутоновом градуировании изображения. Таким образом, можно заметить, что в максимуме и минимуме активности дан-

ный диапазон соответствует разным морфологическим образованиям. Предположительно, в промежуточных фазах солнечного цикла оба эти состояния должны сочетаться.

Пиксели диапазона 50–70 Гс на рис. 13, б воспроизводят все детали рис. 12, а, отображая толстые замкнутые контуры и вкрапления. По-видимому, они согласуются с тонкими факельными границами вокруг больших пятен, с крайне слабой полутенью самых маленьких пятен без тени и с отдельными компактными униполярными магнитными областями. Статистический вес этих структур изменяется с циклом. Пиксели этого диапазона концентрируются главным образом вокруг больших пятен. Их число стремится к нулю в минимуме пятенной активности.

Рисунки 12, в и 13, в демонстрируют очевидное согласие между локализацией пикселей в диапазоне 9–40 Гс и положением факелов в линии Ca II K3. В минимуме активности количество соответствующих пикселей довольно мало.

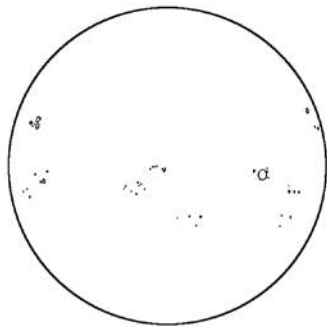
Очень интересные особенности обнаруживаются в диапазоне 4–7 Гс при сравнении рис. 12, в и г. В 2001 г. эти поля концентрируются в основном в зонах пятнообразования, формируя тонкие границы между факелами и так называемым спокойным фоном. Кроме того, они формируют обособленные, очень компактные магнитные холмы в полярных зонах. В 2009 г. на диске наблюдаются только такие холмы. При этом их размеры и концентрация более значительны в полярных зонах. В 2011 г. поля 4–7 Гс ограничивают среднеширотные факелы и формируют многочисленные компактные магнитные холмы в полярных областях, при этом их концентрация вблизи экватора понижена. Очевидно, эти временные изменения обусловлены циклической миграцией соответствующих магнитных элементов и их количественными изменениями.

На рис. 14 представлены диаграммы рассеяния и уравнения линейной регрессии для магнитограмм MWO, приведенных на рис. 12, г. Рассматриваются три значения нижнего порога: 4, 9 и 50 Гс. Чем выше это значение, тем меньше фактор  $R$  в солнечном максимуме и тем значительнее увеличение  $R$  на спаде активности. Фактор  $R$  увеличивается примерно на 3.35, 10.63 и 29.48 % при рассматриваемых пороговых значениях соответственно. В максимумах активности на диаграммах рассеяния очевидны различия для слабых и сильных магнитных полей, упомянутые во введении. Иная ситуация отмечается для магнитограммы, полученной в солнечном минимуме: наибольший фактор ( $R \approx 2.29$ ) имеет место при пороге 9 Гс.

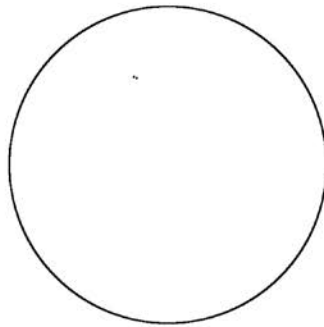
#### 5. ОБОСНОВАННОСТЬ РЕЗУЛЬТАТОВ

Выполненное попиксельное сопоставление измерений продольного поля на разных высотах без учета положения на диске требует оценки достоверности полученных результатов. При таком подходе возможны некоторые «подводные камни». С одной стороны, можно ожидать эффектов, связанных с прохождением луча зрения через разнородные морфологичес-

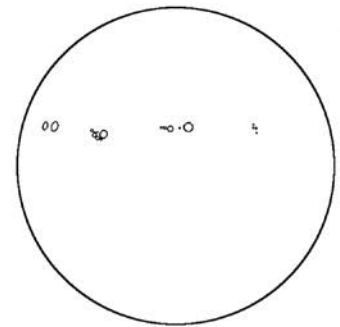
Положение групп солнечных пятен, обсерватория в Дебрецене (Венгрия)



22 февраля 2001 г. 06:21:50 UT



25 февраля 2009 г. 11:34:15 UT

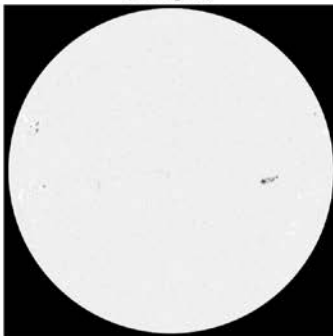


30 июля 2011 г. 08:38:46 UT

a

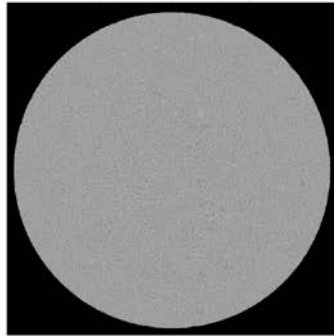
Изображения Солнца в белом свете

Обсерватория в Дебрецене (Венгрия)



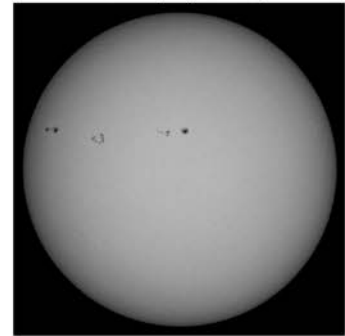
22 февраля 2001 г. 08:19:07 UT

Станция наблюдения Дьюла (Венгрия)



25 февраля 2009 г. 11:33:51 UT

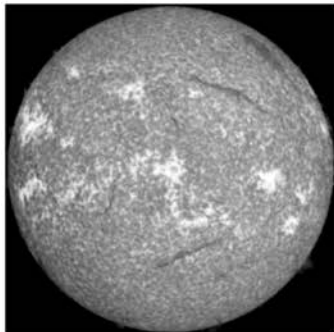
Кисловодская солнечная станция (Россия)



30 июля 2011 г. 08:36:59 UT

б

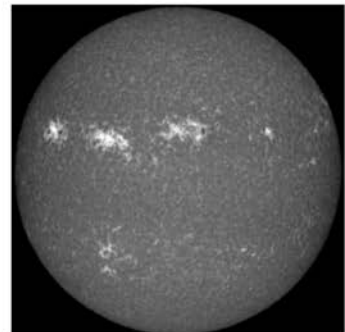
Спектрогелиограммы в линии Ca II K3 393.3 нм, obs. Медон (Париж, Франция)



22 февраля 2001 г. 08:31:01 UT



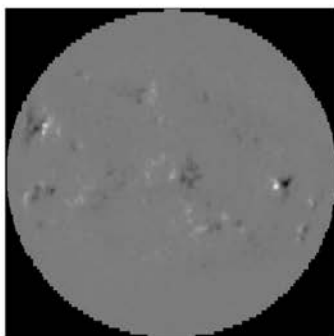
25 февраля 2009 г. 08:49:41 UT



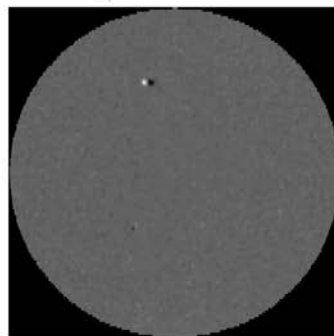
30 июля 2011 г. 08:38:46 UT

в

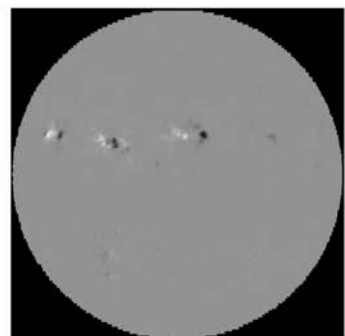
Магнитограммы в линии Fe I 525.02 нм, obs. Маунт-Вилсон (США)



22 февраля 2001 г. 17:22:08 UT



25 февраля 2009 г. 18:45:50 UT



30 июля 2011 г. 17:38:53 UT

г

Рис. 12. Примеры распределений по диску активных солнечных образований в фотосфере и хромосфере в конце максимума активности 23-го цикла (22.02.2001 — левая колонка), в экстремуме пятенного минимума (25.02.2009 — центральная колонка) и в начале максимума активности 24-го цикла (30.07.2011 — правая колонка)

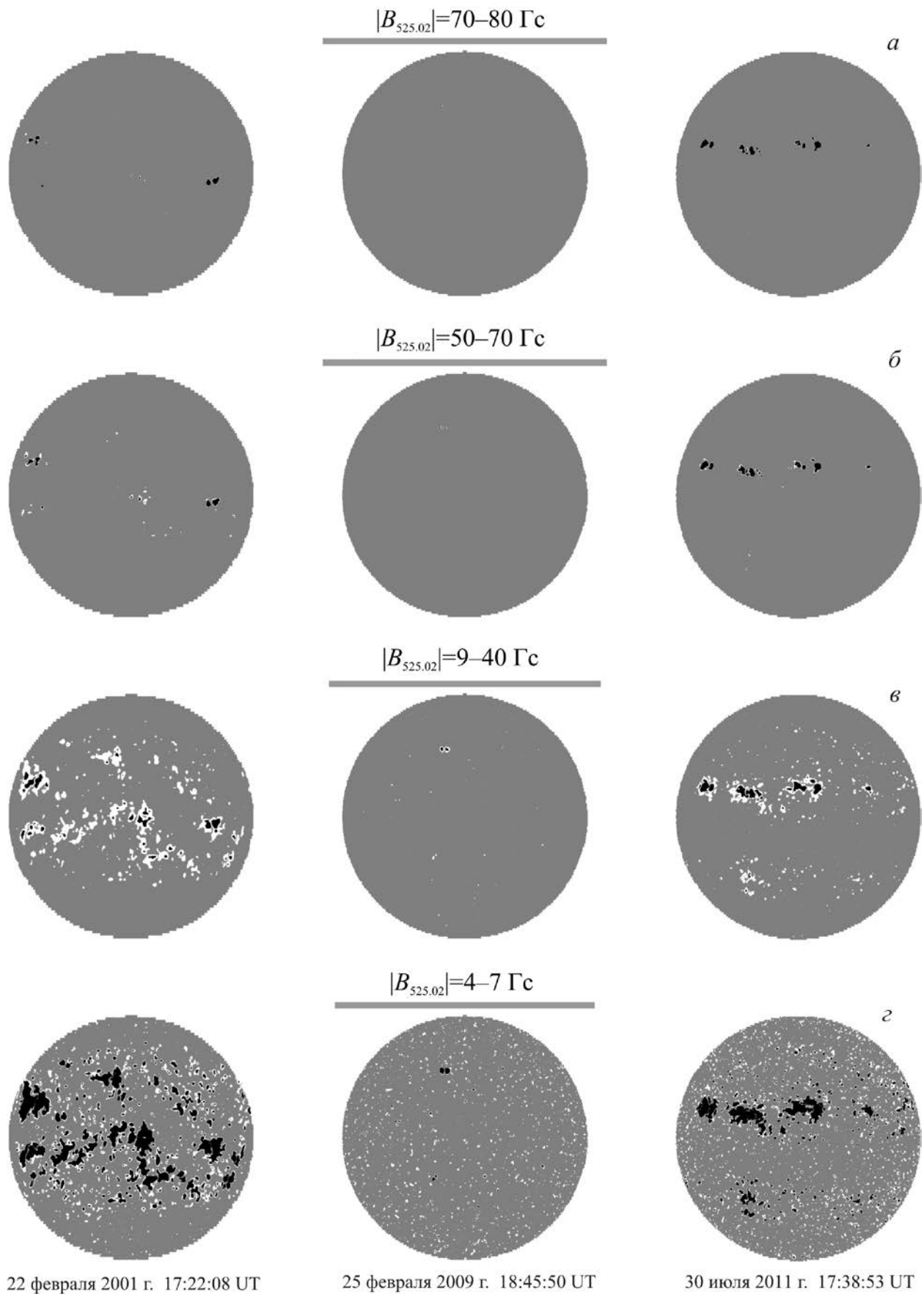


Рис. 13. Разложение представленных на рис. 11 магнитограмм по четырем выделенным диапазонам  $|B_{Fe}|$ . Левая колонка соответствует максимуму 23-го цикла, центральная — минимуму активности, правая — максимуму 24-го цикла. Даты и время измерений указаны внизу. Представление трехтоновое. Белые точки на диске отображают диапазоны, указанные в строках а-г, черные и серые точки — значения  $|B_{Fe}|$  выше и ниже указанных соответственно



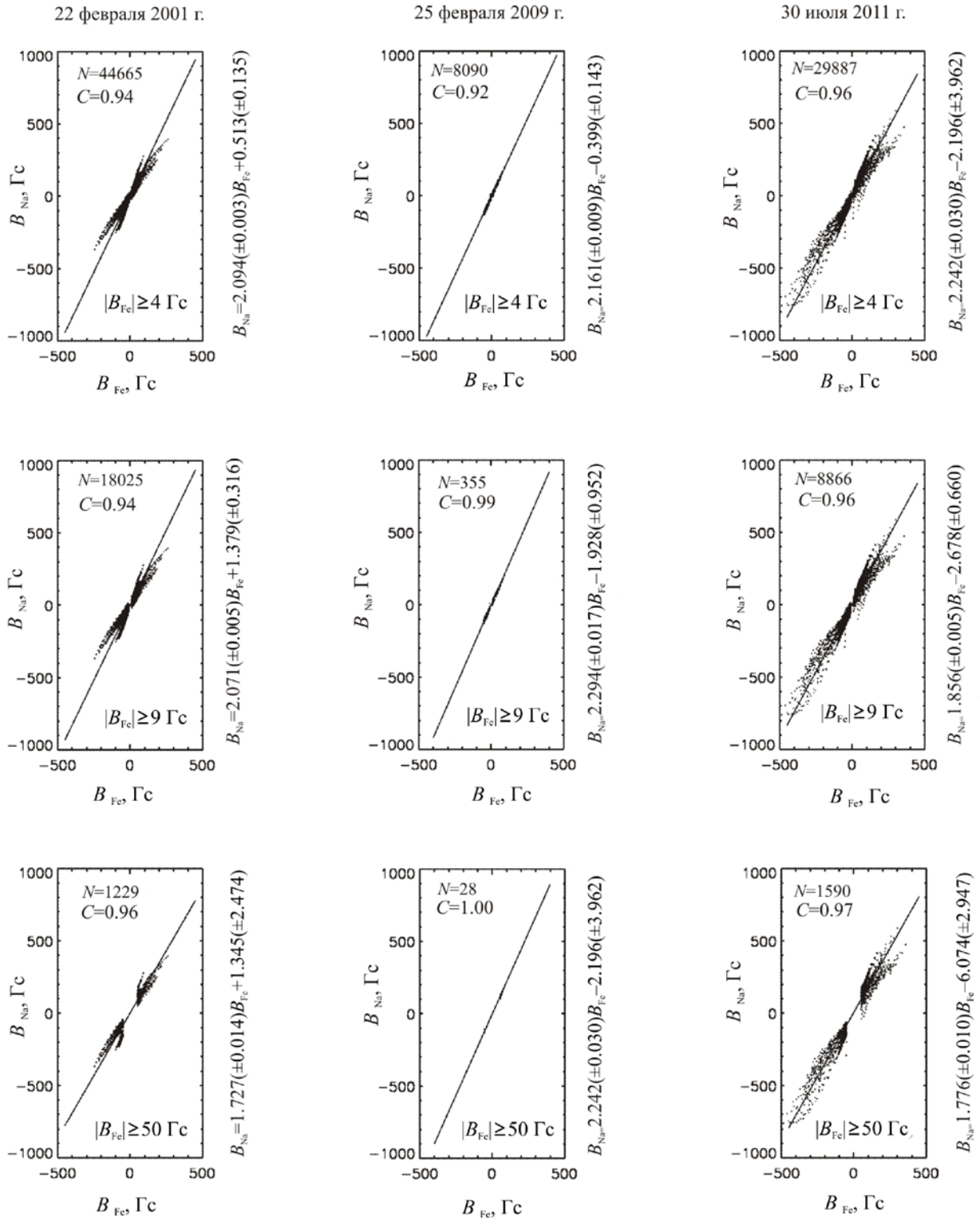


Рис. 14. Зависимость статистических параметров от фазы солнечного цикла и от выбора нижнего порогового значения  $|B_{Fe}|$  на примере сопоставления магнитограмм в линии Fe I 525.02 км, показанных внизу рис. 12, и соответствующих измерений в линии Na I 589.59 нм. Здесь  $N$  — число пар пикселей,  $C$  — корреляция. Уравнения линейной регрессии приведены справа от каждой диаграммы рассеяния. В левой, центральной и правой колонках представлены конец максимума активности, пятенный минимум и начало максимума активности соответственно

кие образования на высотах формирования указанных спектральных линий, особенно вблизи лимба. С другой стороны, уместны сомнения в том, что на разных гелиоцентрических углах заданный диапазон  $|B_{Fe}|$  отвечает одному и тому же структурному образованию. Таким образом, необходимо убедиться в согласованности каждого диапазона  $|B_{Fe}|$  с конкрет-

ным проявлением солнечной активности на обеих высотах по всему диску. Ниже для оценки возможных геометрических эффектов используется элементарная тригонометрия.

Глубина формирования крыльев линии составляет около 260–32 км для Fe I 525.02 нм [Bruls et al., 1991] и 500–790 км для Na I 589.59 нм [Ulrich et al.,

2002]. Из представления, что в центре диска 1" соответствует приблизительно 725 км, следует, что по апертуре 12.5"×12.5" усредняются магнитные потоки, прошедшие через площадку 9062.5×9062.5 км, нормальную к лучу зрения. Сравнение этих размеров с разницей в глубинах формирования линий показывает, что первый «подводный камень» не очень значителен даже на лимбе.

Оценить другой возможный «подводный камень» можно следующим образом.

Во-первых, оценим ЦЛВ продольной компоненты  $B_{\text{Los}}$  вертикального вектора  $B_R$  в фотосфере, где измеряется независимая переменная  $B_{\text{Fe}}$  ( $|B_{\text{Fe}}|$  используется для соотнесения величин поля со структурными образованиями). В радиальном приближении  $B_{\text{Los}}$  на гелиоцентрическом расстоянии  $60^\circ$  в два раза меньше, чем в центре диска. Таким образом, в основной части солнечного диска ЦЛВ не влияют на математический порядок в значениях поля, рассматриваемых здесь. Следовательно, солнечное образование с вертикальным магнитным полем соответствует выделенному диапазону  $|B_{\text{Fe}}|$  на всем диске, если этот диапазон отвечает конкретному порядку величины поля. Как известно, радиальное приближение в основном справедливо для центров солнечных пятен и в некоторой степени для факельных площадок [Zirin, 1974; Kawakami, Makita, 1993; Stenflo, 2013].

Во-вторых, обратимся к известной стратификации солнечных структурных образований, отталкивающейся от их размеров и порядка величины среднего магнитного поля. Например, в монографии [Priest, 1982] приведены следующие ключевые параметры, которые здесь можно рассматривать как базовые. В тени солнечных пятен с характерными диаметрами 10 000–20 000 км среднее поле  $\langle B \rangle$  составляет 2000–3000 Гс (иногда до 4000 Гс). Факелы — гораздо более протяженные объекты — имеют поле  $\langle B \rangle$ , равное нескольким сотням Гс. А среднее продольное поле  $\langle B_{\text{Los}} \rangle$  крупномасштабных областей без активных областей составляет около 1–2 Гс по всему диску. Несомненно, следует ожидать топологического сходства между этой стратификацией и стратификационной картиной в измерениях с апертурой MWO.

В-третьих, концентрируя внимание на солнечных пятнах и факелах, наиболее легко распознаваемых объектах, оценим их различимость в стратификации MWO. Очевидно, усреднение по апертуре 12.5"×12.5" обуславливает как ослабление сигнала, так и сжатие базового диапазона  $|B| \approx 0\text{--}4000$  Гс [Priest, 1982] до рабочего диапазона MWO  $|B_{\text{Fe}}| \approx 0\text{--}600$  Гс. При этом отмеченные базовые порядки значений поля  $|B|$  в активных образованиях должны конвертироваться в соответствующие диапазоны  $|B_{\text{Fe}}|$ . Поскольку в наблюдениях MWO солнечные пятна имеют размеры немногим больше апертуры, соответствующие им пиксели должны быть отнесены к диапазону самых сильных полей, которые не наблюдаются при солнечном минимуме. При этом чем больше пятно, тем меньше разница между соответствующим измерением MWO и средним полем этого пятна. Можно ожидать, что пиксели, относящиеся к

факелам, должны характеризоваться полями  $|B_{\text{Fe}}|$  где-то в середине диапазона от 0 до значений поля в пятнах. Соответственно, в данном исследовании можно выделить пятенный  $|B_{\text{Fe}}| \approx 80\text{--}600$  Гс и факельный  $|B_{\text{Fe}}| \approx 9\text{--}40$  Гс диапазоны. Первый диапазон выявить предельно просто. Второй можно назвать факельным хотя бы потому, что при сопоставлении магнитограмм и фильтрограмм (рис. 13, в и 12, в) соответствующий ансамбль пикселей со специфическим поведением параметров  $R$  и  $S$  проецируется на факельные площадки.

В-четвертых, для наглядности можно сосредоточиться на факельном диапазоне. Безусловно, в результаты для этого диапазона вносят вклад более сильные поля. При этом на разных гелиоцентрических расстояниях  $\theta$  в диапазон  $|B_{\text{Los}}| \approx 9\text{--}40$  Гс должны попадать поля  $|B_R|$  разных величин: чем больше  $|B_R|$ , тем дальше от центра диска находятся пиксели, на которых сказывается его вклад. Например, в поддиапазон  $|B_{\text{Los}}| = 30\text{--}40$  Гс поля  $|B_R| \approx 40\text{--}50$  Гс должны давать вклад при  $\theta \approx 0.5\text{--}53^\circ$ , поля  $|B_R| \approx 60\text{--}70$  Гс — при  $\theta \approx 48\text{--}65^\circ$ , а поля  $|B_R| \approx 90\text{--}100$  Гс — при  $\theta \approx 64\text{--}73^\circ$ . В то же время чем сильнее поле, тем меньше количество соответствующих ему пикселей (как следует из табл. 1). Это говорит о прямой зависимости вклада от величины поля и о том, что совместный вклад в заданный поддиапазон от более сильных полей не увеличивается от центра диска к лимбу. Таким образом, наибольший вклад в факельный диапазон дают поля  $|B_{\text{Fe}}| \approx 40\text{--}50$  Гс. Весьма вероятно, что значительная часть пикселей с полями  $|B_{\text{Fe}}| \approx 40\text{--}50$  Гс относится к тем же солнечным образованиям, которые соотнесены с диапазоном  $|B_{\text{Fe}}| = 9\text{--}40$  Гс, и верхний предел факельного диапазона выше 40 Гс. Иными словами, поддиапазон  $|B_{\text{Fe}}| \approx 40\text{--}50$  Гс похож на переходную область, в которой примерно в одинаковых пропорциях комбинируются самые сильные поля факельных площадок, наблюдаемых вблизи центра диска, и превышающие их по величине поля других активных образований, находящихся на более значительных гелиоцентрических углах. В факельном диапазоне наибольший вклад от иных активных образований должен содержать верхний поддиапазон  $|B_{\text{Fe}}| = 30\text{--}40$  Гс, а наименьший — самый нижний поддиапазон  $|B_{\text{Fe}}| = 9\text{--}10$  Гс. В радиальном приближении вблизи центра диска самые сильные факельные поля вносят преобладающий вклад в поддиапазон  $|B_{\text{Fe}}| = 30\text{--}40$  Гс, а дальше от центра — в жестостоящие поддиапазоны. Несомненно, вклад полей других активных образований в факельный диапазон не является критичным.

В-пятых, в качестве дополнительного свидетельства корректности выбора факельного диапазона можно рассматривать диапазоны  $|B_{\text{Fe}}| = 4\text{--}7$  Гс и  $50\text{--}70$  Гс. Они соотносятся с явно различными магнитными топологическими структурами. При этом их магнитные потоки показывают взаимную антикорреляцию, независимо от поведения магнитного потока в разделяющем их широком диапазоне  $|B_{\text{Fe}}| = 9\text{--}40$  Гс (рис. 11). Границы этих двух относительно узких диапазонов условны, однако точность определения этих границ

достаточно высока для выделения соответствующих активных образований. Эти диапазоны выглядят примерно в два раза шире, чем «переходные области» между ними и факельным диапазоном. Вклад структур с более сильными полями в диапазоны  $|B_{Fe}|=4-7$  Гс и  $50-70$  Гс, по всей вероятности, не очень велик. Диапазон  $|B_{Fe}|=70-80$  Гс выглядит как область перехода между объектами диапазона  $|B_{Fe}|=50-70$  Гс и солнечными пятнами.

Чтобы проверить корректность данных концептуальных выводов, было протестировано влияние ограничения гелиоцентрического угла на результаты. В частности, для пикселей в пределах  $60^\circ$  от центра диска диаграмма  $R(|B_{Fe}|, t)$  оказалась аналогична соответствующей диаграмме для полного диска (рис. 6) и были выделены те же диапазоны  $|B_{Fe}|$ .

## 6. ОБСУЖДЕНИЕ

Представленные результаты демонстрируют нелинейную зависимость корреляции  $C$  и фактора  $R$  от величины магнитного поля и изменения этой зависимости со временем. Некоторые из приведенных выше основных различий между четырьмя выделенными диапазонами  $|B_{Fe}|$  можно объяснить известной иерархией солнечных морфологических структур и комплексными динамическими процессами в атмосфере Солнца.

Стоит упомянуть анализ «слабых фоновых полей», выполненный в работах [Andreyeva, Stepanian, 2008; Andreyeva et al., 2010]. Авторы проанализировали синоптические карты продольного магнитного поля, полученные в обсерватории Кит-Пик (Kitt Peak Observatory, КРО) в течение 21–23-го циклов (январь 1977 г. — сентябрь 2003 г.). Были рассмотрены диапазоны  $-100-100$  и  $-200-200$  Гс. Указанные статьи не содержат информации о рабочей спектральной линии и пространственном разрешении данных. Тем не менее в первой из них можно найти следующую беглую разметку. В первую очередь выделены два диапазона абсолютных значений магнитного поля:  $0-15$  Гс — перманентно наблюдаемые поля,  $15-100$  Гс — отсутствовавшие в рассмотренные минимумы активности. Кроме того, авторами отмечено соответствие ограничения  $100$  Гс фону и слабым факелам,  $300-800$  Гс — окружающим активные области факелам, а  $1500$  Гс и выше — солнечным пятнам. В [Andreyeva et al., 2010] отмечается начало роста слабых магнитных полей на широтах  $20-25^\circ$  за год до пятенных минимумов в 21-м и 22-м циклах, а также распространение максимумов магнитного потока к полюсам и к экватору с развитием нового цикла. Затянувшийся минимум 23-го цикла в цитируемых работах не рассматривался. Можно ожидать заметного изменения временного интервала между началом отмеченного роста потока и пятенным минимумом этого аномального цикла.

Мордвинов и Язев [Mordvinov, Yazev, 2014] исследовали эволюцию солнечных крупномасштабных магнитных полей, анализируя синоптические карты Национальной солнечной обсерватории (National Solar Observatory, NSO), представляющие распре-

ления радиальных полей в 21–24-м циклах (1905–2142 CRs). В статье показано, что эволюция долгоживущих комплексов активности предопределяет изменчивость фоновых полей. Именно перемещение остаточных полей от распадающихся активных областей к полюсам обуславливает смену знака полярных полей (более ранние исследования этого явления представлены в статьях [Duvall, 1979; Howard, 1979; DeVore et al., 1984, 1985; Sheeley, 1992]). Широко-временная диаграмма средних магнитных полей в диапазоне  $-7-7$  Гс выявила меридиональную циркуляцию и диффузию униполярных магнитных областей. Если соотнести эту диаграмму с диаграммой в работе [Andreyeva et al., 2010], можно заметить следующее. В минимумах 21-го и 22-го циклов рост слабых полей начался, когда пятна площадью  $100$  м.д.п. перестали появляться [Mordvinov, Yazev, 2014], а преобладающие приэкваториальные униполярные области оказались сосредоточены на широтах ниже  $15^\circ$  [Andreyeva et al., 2010]. Выявив аналогичную ситуацию в минимуме 23-го цикла, можно оценить время начала роста магнитного потока — примерно за  $1.5-2.5$  года до пятенного минимума. С этого времени и приблизительно до 2010 г. наблюдались лишь сравнительно слабые магнитные потоки на широтах выше  $45^\circ$  [Mordvinov, Yazev, 2014]. Указанное время начала роста магнитного потока совпадает с отмеченными в настоящей работе самым высоким уровнем корреляции  $C$  в диапазоне  $|B_{Fe}|=4-7$  Гс и самыми большими значениями фактора  $R$  в диапазонах  $|B_{Fe}|=9-40$  Гс и  $50-70$  Гс. По-видимому, активные образования в диапазоне  $|B_{Fe}|=4-7$  Гс на рис. 13,  $z$  могут быть отнесены к остаточным магнитным полям.

Объяснить поведение корреляции  $C$  в диапазоне  $|B_{Fe}|=4-7$  Гс можно следующим образом. Во-первых, наблюдается уменьшение размеров и яркости факелов с исчезновением крупных пятен, которые представляют собой структурные образования с сильнейшими вертикальными полями. Таким образом, в минимуме активности поля  $|B_{Fe}|=4-7$  Гс оказываются расположены вокруг менее жестких магнитных структур, поэтому ослабевает взаимосвязь  $B_{Fe}$  и  $B_{Na}$ , что и вызывает уменьшение корреляции  $C$ . Во-вторых, на спаде солнечной активности небольшие участки с магнитным полем  $|B_{Fe}|=4-7$  Гс дрейфуют к полюсам, в прилибмовые зоны. Как известно, попиксельное сопоставление разнесенных по высоте измерений продольного поля вблизи лимба менее корректно из-за проекционного эффекта и из-за ослабления поля выделенного структурного образования с увеличением гелиоцентрического угла. Это также должно вызывать уменьшение корреляции в минимуме активности. В-третьих, специальный анализ показал, что на спаде активности увеличение статистического веса характерно только для полей  $|B_{Fe}|=0-3$  Гс. Поведение полей сильнее  $3$  Гс было противоположным. Поэтому было бы некорректным считать, что в случае полей  $|B_{Fe}|=4-7$  Гс циклические вариации корреляции  $C$  столь же сильно обусловлены шумами магнитографа, как в случае более слабых полей.

Относительно фактора  $R$  в диапазоне  $|B_{Fe}|=4-7$  Гс ситуация частично прокомментирована в разделе 3.3. К сожалению, основательная физическая интерпретация поведения фактора  $R$  очень затруднительна, поскольку при калибровке данных не учитывалась температурная чувствительность линии железа.

Об этом свидетельствует среднее значение фактора  $R$ , равное  $2.25 \pm 0.06$  (рис. 6). Следовательно, фотосферная линия железа показывает более слабые поля, чем хромосферная линия натрия. Это противоречит устоявшимся теоретическим представлениям об уменьшении магнитного поля с высотой в солнечной атмосфере и многочисленным результатам измерений с использованием различных положений в крыльях некоторых спектральных линий. Отчасти это противоречие может быть объяснено температурной чувствительностью линии Fe I 525.02 нм, потенциал возбуждения которой равен 0.121 эВ. Данная тема дискутировалась в работах [Chapman, Sheeley, 1968; Harvey, Livingston, 1969; Howard, Stenflo, 1972]. Позднее Санчес Альмейда [Sánchez Almeida, 2003] попытался решить проблему, используя корректирующие коэффициенты. Такие множители могли бы быть найдены и в нашем случае из тщательного детального сопоставления измерений в линии Fe I 525.02 нм и в нечувствительной к температуре линии, формирующейся на тех же фотосферных высотах. Для большей достоверности такое сопоставление должно охватывать рассматриваемый здесь период времени. Например, могла бы быть использована линия Fe I 523.29 нм с потенциалом возбуждения 2.93 эВ. Имеется множество публикаций, посвященных сопоставлению солнечных магнитных полей, измеренных в линиях Fe I 525.02 нм и 523.29 нм [Harvey, Livingston, 1969; Stenflo, 1973; Athay, 1976; Ulrich et al., 2009; Demidov, Balthasar, 2009, 2011]. В среднем приводимые в них оценки фактора различия составляют около 2–2.5. Однако требуемый здесь подробный анализ в различных диапазонах мог бы стать задачей отдельного исследования.

Факельный диапазон  $|B_{Fe}|=9-40$  Гс демонстрирует очень высокую корреляцию  $C$  и самый большой фактор  $R$ . Это может говорить о прямой связи между сопоставляемыми попиксельно измерениями и о быстром расхождении магнитных силовых линий с высотой. Возможно, это обусловлено тем фактом, что факельные магнитные поля формируют балдахины на уровне 600–800 км [Stenflo, 2013], т. е. главным образом на высотах измерения поля  $B_{Na}$ . Специфичная контрастная зона на рис. 6 в виде бросающегося в глаза «пояса» может объясняться температурным ослаблением линии железа в факельных площадках (в областях самой горячей плазмы в фотосфере), вызывающим занижение сигнала магнитографа в соответствующих пикселях. Нетрудно заметить (рис. 6, 8), что в поддиапазоне  $|B_{Fe}|=10-20$  Гс фактор  $R$  растет довольно быстро примерно с 2003 г., затем достигает своего максимального значения и резко уменьшается, возвращаясь к исходному уровню примерно за два года до пятенного минимума. Согласно работе [Obridko, Shelting, 2009], с 2003 г. на Солнце непрерывно наблюдались экваториальные корональные дыры. Авторы использовали этот факт

для объяснения необычного поведения эффективного мультиполярного индекса на спаде 23-го цикла. Возможно, эти корональные дыры связаны с униполярными магнитными областями на диаграмме в работе [Mordvinov, Yazev, 2014]. Таким образом, можно сделать вывод, что появление и эволюция этих объектов создает условия для рассматриваемых вариаций фактора  $R$ . Это наводит на мысль, что изменения так называемых вертикальных градиентов в факельном диапазоне, по всей вероятности, обусловлены соответствующими трансформациями в конфигурации магнитного поля.

Приведем следующий интересный факт. В статье [Ishra et al., 2007] определен для данных MDI/SOHO переходный диапазон между магнитными полями фона и активных областей: около 25–50 Гс. Согласно [Demidov et al., 2008], эти значения следует умножить на 0.425, чтобы определить соответствующий переходный диапазон по шкале MWO:  $|B_{Fe}|=10.6-21.3$  Гс. Это неплохо согласуется с поддиапазоном  $|B_{Fe}|=10-20$  Гс. Однако, как было отмечено выше,  $|B_{Fe}|=7-9$  Гс, вероятно, является более корректной оценкой переходного диапазона в случае MWO.

Результаты данной работы могут быть соотнесены с результатами предыдущего сопоставления измерений MWO. Здесь было показано, что пятнам свойственны наибольшая корреляция  $C$  и наименьший фактор  $R$ , а факелам — очень высокая корреляция  $C$  и наибольший фактор  $R$ . Поэтому, по всей вероятности, отмеченные в [Demidov et al., 2008] уменьшение корреляции и увеличение фактора различия между 2001 и 2007 гг. можно объяснить главным образом исчезновением долгоживущих комплексов активности. Упомянутые во введении различия между крупномасштабными 2D-распределениями корреляции в 2001 и 2007 гг. могли быть обусловлены в основном циклическими изменениями в предпочтительном расположении активных областей на диске. Это согласуется с временными изменениями, обнаруженными в [Демидов, Голубева, 2011], а также при тестировании влияния на результат разрешения магнитограмм MWO за 2000–2012 гг. Напомним, что тест показал гладкие квазирадиальные распределения исключительно в минимуме активности. Каждая активная область создает на диске условия для локально увеличенной корреляции  $C$  и пониженного фактора  $R$ . Это означает, что при последовательном прохождении активных областей по диску в течение некоторого временного интервала на 2D-распределении остается след в виде полосы экстремальных значений  $C$  и  $R$ . Вопрос о том, как в выделенных диапазонах  $|B_{Fe}|$  положение на диске влияет на параметры  $C$  и  $R$ , остается открытым.

## ЗАКЛЮЧЕНИЕ

В данной работе для более глубокого понимания циклических процессов в нижних слоях неоднородной солнечной атмосферы был использован метод отношения магнитных полей для анализа двух синхронных продолжительных рядов магнитограмм от одного и того же инструмента. Показано, что разно-



образе структурных составляющих в солнечной атмосфере обуславливает нелинейную зависимость рассматриваемых статистических коэффициентов от величины магнитного поля, причем эта зависимость нестабильна во времени из-за циклической перестройки конфигурации этих структурных составляющих.

Крайне затруднительно дать законченное физическое объяснение результатам, полученным в первом приближении. Попытаемся резюмировать картину описанных выше циклических явлений. По-видимому, активные образования, для которых  $|B_{Fe}|=9-40$  Гс, главным образом связаны с факельными полями. Подобно объектам с полями  $|B_{Fe}|=70-80$  Гс, в основном локализованным на периферии солнечных пятен, они показывают довольно высокую корреляцию  $C$ , которая выше для более сильных полей в этих диапазонах и немного увеличивается на спаде цикла. Фактор  $R$  этих образований также увеличивается при спаде цикла, однако он выше для более слабых полей. Как известно, при уменьшении пятенной активности факелы преимущественно располагаются ближе к экватору. При этом отмеченное выше поведение корреляции  $C$  и фактора  $R$  может свидетельствовать об усилении взаимосвязи между факельными магнитными полями на высотах формирования рассматриваемых спектральных линий и о сопутствующем увеличении разницы между соответствующими значениями поля. Эти временные эффекты пока не очень ясны. Они могут включать в себя как проекционный эффект за счет уменьшения гелиоцентрического угла, так и физическую компоненту, обусловленную эволюционными процессами в солнечной атмосфере (например, локальными вариациями в вертикальных градиентах, в скорости расхождения факельных магнитных полей с высотой, в расстоянии между высотами формирования линий, в характеристиках этих высотных слоев и т. д.). Решение этого вопроса требует отдельных исследований.

Активные образования, в которых  $|B_{Fe}|=4-7$  Гс, по-видимому, задействованы в транспортировке остаточных магнитных полей от затухающих комплексов активности к полюсам. Их корреляция  $C$  ниже, чем у факелов, и убывает с исчезновением активных областей. Их фактор  $R$  выше, чем у факелов, и быстро убывает с падением активности. Это говорит о более слабой высотной взаимосвязи и о более существенных различиях в соответствующих значениях поля по сравнению с факельными магнитными полями. В этом случае при снижении активности убывают и высотная взаимосвязь, и разница в величине поля. Это может быть объяснено геометрически, благодаря изменению их положения от активных широт до полярных шапок, и физически, за счет эволюционных изменений — от цепочек, окружающих факелы, к остаточным полям, дрейфующим к полюсам. Вероятно, геометрические и физические факторы комбинируются, поскольку со временем на разных широтах наблюдались различные магнитные структуры, соответствующие диапазону  $|B_{Fe}|=4-7$  Гс. При этом их вклад может разли-

ваться. В пользу физических факторов говорят приведенные здесь наблюдаемые изменения в магнитных потоках активных образований с  $|B_{Fe}|=4-7$  Гс и  $50-70$  Гс. Между осцилляциями этих потоков отмечена обратная связь: когда один из них убывает, другой возрастает, и наоборот, даже вблизи минимума активности. В среднем эти потоки очень близки друг к другу на фазе максимума активности, когда поля  $4-7$  Гс окружают факелы. Затем, с угасанием долгоживущих комплексов активности и с началом дрейфа остаточных магнитных полей к полюсам, средний поток в диапазоне  $50-70$  Гс падает, а в диапазоне  $4-7$  Гс — не убывает (и в течение спада активности он даже выглядит немного повысившимся). В минимуме цикла поток в диапазоне  $50-70$  Гс оказывается около нуля, а в диапазоне  $4-7$  Гс — показывает значения не ниже, чем в максимуме цикла, и является максимальным среди потоков в рассмотренных здесь диапазонах в пределах  $|B_{Fe}|=4-80$  Гс. Эта специфическая деталь заслуживает более детального изучения в будущем.

Представленный анализ сложной изменчивой картины, в принципе, представляется полезным для получения новой информации о характерных изменениях физических условий на высотах формирования выбранных спектральных линий в течение цикла солнечной активности. Успешность этого подхода зависит от точности калибровки данных и от корректности интерпретации измерений магнитного поля. В сочетании с информацией о неинструментальных временных вариациях фактора  $R$  такой подход может помочь в решении проблем интерпретации измерений и в поддержании взаимной калибровки инструментов, которые работают в различных спектральных линиях.

В работе анализируются данные синоптической программы 150-футового солнечного телескопа в MWO. Этот инструмент работает под управлением UCLA при финансировании NASA, ONR и NSF, по соглашению с Mount Wilson Institute. Автор выражает благодарность персоналу обсерватории, который обеспечил регулярное получение данных и непрерывную работу веб-сайта.

Автор благодарит Л. Бертелло за комментарии, касающиеся стабильности кросс-калибровки магнитограмм, Р.К. Ульриха за полезную дискуссию о данных MWO, Р.Б. Теплицкую за профессиональные рекомендации, М.Л. Демидова за просмотр работы, Д.Ю. Колобова за ценные критические замечания.

Автор благодарна анонимному рецензенту за замечания и предложения, которые помогли улучшить статью.

Авторские программы содержат обращения к процедурам В. Гречнева и Н. Мешалкиной.

Данная работа выполнена в рамках базового финансирования ФНИ П.16 (проекты П.16.3.1 и П.16.3.3).

## СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

Демидов М.Л., Голубева Е.М. Сопоставление напряженностей крупномасштабных магнитных полей Солнца по различным рядам данных в разных фазах цикла активности // Солнечно-земная физика. 2011. Вып. 18. С. 58–62.

- Andreyeva O.A., Stepanian N.N. Background magnetic fields during last three cycles of solar activity // *Astronomische Nachrichten*. 2008. V. 329, N 6. P. 579–582. DOI: [10.1002/asna.200611003](https://doi.org/10.1002/asna.200611003).
- Andreyeva O.A., Zelyk Y.I., Stepanyan N.N., et al. Regularities in the growth of background magnetic fields // *Bull. of the Crimean Astrophysical Observatory*. 2010. V. 106. P. 8–13. DOI: [10.3103/S019027171001002X](https://doi.org/10.3103/S019027171001002X).
- Arge C.N., Hildner E., Pizzo V.J., Harvey J.W. Two solar cycles of nonincreasing magnetic flux // *J. Geophys. Res.: Space Phys.* 2002. V. 107, N A10. CiteID 1319. DOI: [10.1029/2001JA000503](https://doi.org/10.1029/2001JA000503).
- Athay R.G. *The Solar Chromosphere and Corona: Quiet Sun*. Dordrecht, D. Reidel Publishing Co, 1976. 516 p. DOI: [10.1007/978-94-010-1715-2](https://doi.org/10.1007/978-94-010-1715-2). (Astrophysics and Space Science Library. V. 53).
- Balthasar H., Demidov M.L. Spectral inversion of multiline full-disk observations of quiet Sun magnetic fields // *Solar Phys.* 2012. V. 280. P. 355–364. DOI: [10.1007/s11207-012-9981-0](https://doi.org/10.1007/s11207-012-9981-0).
- Berger T.E., Lites B.W. Weak-field magnetogram calibration using advanced Stokes polarimeter flux density maps — II. SOHO/MDI full-disk mode calibration // *Solar Phys.* 2003. V. 213, N 2. P. 213–229. DOI: [10.1023/A:1023953716633](https://doi.org/10.1023/A:1023953716633).
- Bevington P.R. *Data Reduction and Error Analysis for the Physical Sciences*. McGraw-Hill, New York, 1969.
- Bruls J.H.M.J., Lites B.W., Murphy G.A. Non-LTE formation heights of Stokes profiles of FeI lines. Proc. of the 11th National Solar Observatory/Sacramento Peak Summer Workshop, Solar Polarimetry. NSO, Sunspot, 1991. NM. 444.
- Chapman G.A., Sheeley N.R., Jr. The Photospheric Network // *Solar Phys.* 1968. V. 5, N 4. P. 442–461. DOI: [10.1007/BF00147012](https://doi.org/10.1007/BF00147012).
- Davis J.C. *Statistics and Data Analysis in Geology*. 1986. 646 p.
- Demidov M.L., Balthasar H. Spectropolarimetric observations of solar magnetic fields and the SOHO/MDI calibration issue // *Solar Phys.* 2009. V. 260, N 2. P. 261–270. DOI: [10.1007/s11207-009-9443-5](https://doi.org/10.1007/s11207-009-9443-5).
- Demidov M.L., Balthasar H. On the diagnostics of the quiet Sun magnetic fields: Multi-line spectropolarimetric observations and inversion results // *Solar Polarization CS-6*. Astron. Soc. Pacific, San Francisco, 2011. 437. P. 189–193.
- Demidov M.L., Balthasar H. On multiline spectropolarimetric diagnostics of the quiet Sun's magnetic fields. Statistics, inversion results and effects on the SOHO/MDI magnetogram calibration // *Solar Phys.* 2012. V. 276, N 1–2. P. 43–59. DOI: [10.1007/s11207-011-9863-x](https://doi.org/10.1007/s11207-011-9863-x).
- Demidov M.L., Golubeva E.M., Balthasar H., et al. Comparison of solar magnetic fields measured at different observatories: Peculiar strength ratio distributions across the disk // *Solar Phys.* 2008. V. 250, N 2. P. 279–301. DOI: [10.1007/s11207-008-9225-5](https://doi.org/10.1007/s11207-008-9225-5).
- DeVore C.R., Boris J.P., Sheeley N.R., Jr. The concentration of the large-scale solar magnetic field by a meridional surface flow // *Solar Phys.* 1984. V. 92. P. 1–14. DOI: [10.1007/BF00157230](https://doi.org/10.1007/BF00157230).
- DeVore C.R., Boris J.P., Young T.R. Jr., et al. Numerical simulations of large-scale solar magnetic fields // *Austral. J. Phys.* 1985. V. 38. P. 999–1007. DOI: [10.1071/PH850999](https://doi.org/10.1071/PH850999).
- Duvall T.L., Jr. Large-scale solar velocity fields // *Solar Phys.* 1979. V. 63. P. 3–15. DOI: [10.1007/BF00155690](https://doi.org/10.1007/BF00155690).
- Györi L., Baranyi T., Ludmány A. Photospheric data programs at the Debrecen Observatory // *The Physics of Sun and Star Spots: Proc. IAU Symposium N 273*. 2011. P. 403–407. DOI: [10.1017/S174392131101564X](https://doi.org/10.1017/S174392131101564X).
- Harvey J., Livingston W. Magnetograph measurements with temperature-sensitive lines // *Solar Phys.* 1969. V. 10, N 2. P. 283–293. DOI: [10.1007/BF00145515](https://doi.org/10.1007/BF00145515).
- Howard R. Evidence for large-scale velocity features on the Sun // *Astrophys. J. Let.* 1979. V. 228. P. L45–L50. DOI: [10.1086/182900](https://doi.org/10.1086/182900).
- Howard R., Stenflo J.O. On the filamentary nature of solar magnetic fields // *Solar Phys.* 1972. V. 22, N 2. P. 402–417. DOI: [10.1007/BF00148705](https://doi.org/10.1007/BF00148705).
- Ioshpa B.A., Obridko V.N., Chertoprud V.E. Small-scale stochastic structure of the solar magnetic field // *Astron. Let.* 2007. V. 33, N 12. P. 844–847. DOI: [10.1134/S1063773707120079](https://doi.org/10.1134/S1063773707120079).
- Jones H.P., Ceja J.A. Preliminary comparison of magnetograms from KPVT/SPM, SOHO/MDI and GONG+ // *Advanced Solar Polarimetry — Theory, Observation, and Instrumentation CS-236*, Astron. Soc. Pacific, San Francisco, 2001. P. 87–93.
- Kawakami S., Makita M. Magnetograph observations of solar faculae // *Publ. Astron. Soc. Japan*. 1993. V. 45, N 2. P. 255–261.
- Kotov V.A. A paradox in measuring the magnetic field of the Sun // *Bull. of the Crimean Astrophysical Observatory*. 2008a. V. 104, N 1. P. 79–95. DOI: [10.3103/S0190271708010117](https://doi.org/10.3103/S0190271708010117).
- Kotov V.A. Mean absolute strength of the solar magnetic field in 1968–2006 // *Astron. Rep.* 2008b. V. 52, N 5. P. 419–428. DOI: [10.1134/S1063772908050089](https://doi.org/10.1134/S1063772908050089).
- Kotov V.A. Enigmas in measurements of solar magnetic field // *Bull. of the Crimean Astrophysical Observatory*. 2012. V. 108, N 1. P. 20–29. DOI: [10.3103/S019027171201010X](https://doi.org/10.3103/S019027171201010X).
- Liu Y., Hoeksema J.T., Scherrer P.H., et al. Comparison of line-of-sight magnetograms taken by the Solar Dynamics Observatory/Heliioseismic and Magnetic Imager and Solar and Heliospheric Observatory/Michelson Doppler Imager // *Solar Phys.* 2012. V. 279, N 1. P. 295–316. DOI: [10.1007/s11207-012-9976-x](https://doi.org/10.1007/s11207-012-9976-x).
- Mordvinov A.V., Yazev S.A. Reversals of the Sun's polar magnetic fields in relation to activity complexes and coronal holes // *Solar Phys.* 2014. V. 289, N 6. P. 1971–1981. DOI: [10.1007/s11207-013-0456-8](https://doi.org/10.1007/s11207-013-0456-8).
- Norton A.A., Ulrich R.K. Measuring magnetic oscillations in the solar photosphere: Coordinated observations with MDI, ASP and MWO // *Solar Phys.* 2000. V. 192, N 1/2. P. 403–413. DOI: [10.1023/A:1005290616918](https://doi.org/10.1023/A:1005290616918).
- Obridko V.N., Shelting B.D. Anomalies in the evolution of global and large-scale solar magnetic fields as the precursors of several upcoming low solar cycles // *Astron. Let.* 2009. V. 35, N 4. P. 247–252. DOI: [10.1134/S1063773709040045](https://doi.org/10.1134/S1063773709040045).
- Pietarila A., Bertello L., Harvey J.W., Pevtsov A.A. Comparison of ground-based and space-based longitudinal magnetograms // *Solar Phys.* 2013. V. 282, N 1. P. 91–106. DOI: [10.1007/s11207-012-0138-y](https://doi.org/10.1007/s11207-012-0138-y).
- Priest E.R. *Solar Magnetohydrodynamics*. Dordrecht; Boston: Reidel, 1982. 469 p.
- Riley P., Ben-Nun M., Linker J.A., et al. A multi-observatory inter-comparison of line-of-sight synoptic solar magnetograms // *Solar Phys.* 2014. V. 289, N 3. P. 769–792. DOI: [10.1007/s11207-013-0353-1](https://doi.org/10.1007/s11207-013-0353-1).
- Sánchez Almeida J. Inter-network magnetic fields observed during the minimum of the solar cycle // *Astron. Astrophys.* 2003. V. 411. P. 615–621. DOI: [10.1051/0004-6361:20031560](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20031560).
- Sheeley N.R., Jr. The flux-transport model and its implications // *The Solar Cycle CS-27*. Astron. Soc. Pacific, San Francisco, 1992. P. 1–13.
- Stenflo J.O. Magnetic field structure of the photospheric network // *Solar Phys.* 1973. V. 32, N 1. P. 41–63. DOI: [10.1007/BF00152728](https://doi.org/10.1007/BF00152728).
- Stenflo J.O. Horizontal or vertical magnetic fields on the quiet Sun. Angular distributions and their height variations // *Astron. Astrophys.* 2013. 555. Id. A132. DOI: [10.1051/0004-6361/201321608](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201321608).
- Stenflo J.O., Demidov M.L., Bianda M., Ramelli R. Calibration of the 6302/6301 Stokes V line ratio in terms of the 5250/5247 ratio // *Astron. Astrophys.* 2013. V. 556. Id. A113. DOI: [10.1051/0004-6361/201321749](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201321749).
- Tran T., Bertello L., Ulrich R.K., Evans S. Magnetic fields from SOHO/MDI converted to the Mount Wilson 150 Foot

Solar Tower Scale // *The Astrophys. J. Suppl. Ser.* 2005. V. 156, N 2. P. 295–310. DOI: [10.1086/426713](https://doi.org/10.1086/426713).

Ulrich R.K., Tran T. The global solar magnetic field — identification of traveling, long-lived ripples // *Astrophys. J.* 2013. V. 768, N 2. Id. 189. DOI: [10.1088/0004-637X/768/2/189](https://doi.org/10.1088/0004-637X/768/2/189).

Ulrich R.K., Henney C.J., Schimpf S., et al. Modeling of integrated sunlight velocity measurements: The effect of surface darkening by magnetic fields // *Astron. Astrophys.* 1993. V. 280, N 1. P. 268–281.

Ulrich R.K., Evans S., Boyden J.E., Webster L. Mount Wilson Synoptic Magnetic Fields: Improved instrumentation, calibration, and analysis applied to the 2000 July 14 flare and to the evolution of the dipole field // *The Astrophys. J. Suppl. Ser.* 2002. V. 139, N 1. P. 259–279. DOI: [10.1086/337948](https://doi.org/10.1086/337948).

Ulrich R.K., Bertello L., Boyden J.E., Webster L. Interpretation of solar magnetic field strength observations // *Solar Phys.* 2009. V. 255, N 1. P. 53–78. DOI: [10.1007/s11207-008-9302-9](https://doi.org/10.1007/s11207-008-9302-9).

Wenzler T., Solanki S.K., Krivova N.A., Fluri D.M. Comparison between KPVT/SPM and SoHO/MDI magnetograms with an application to solar irradiance reconstructions // *Astron. Astrophys.* 2004. V. 427. P. 1031–1043. DOI: [10.1051/0004-6361:20041313](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20041313).

Zhang H., Labonte B., Li, J., Sakurai T. Analysis of vector magnetic fields in solar active regions by Huairou, Mees and Mitaka vector magnetographs // *Solar Phys.* 2003. V. 213, N 1. P. 87–102. DOI: [10.1023/A:1023246421309](https://doi.org/10.1023/A:1023246421309).

Zirin H. The magnetic structure of plages // *Chromospheric Fine Structure: Proc. IAU Symposium no. 56. Surfer's Paradise, Qld., Australia, 3–7 September 1973. Dordrecht; Boston: Reidel, 1974. P. 161–175.*

URL: <ftp://howard.astro.ucla.edu/pub/obs/fits> (дата обращения 12 мая 2017 г.).

URL: <http://fenyi.solarobs.unideb.hu/DPD/index.html> (дата обращения 12 мая 2017 г.).

## REFERENCES

Andreyeva O.A., Stepanian N.N. Background magnetic fields during last three cycles of solar activity. *Astronomische Nachrichten*. 2008, vol. 329, no. 6, pp. 579–582. DOI: [10.1002/asna.200611003](https://doi.org/10.1002/asna.200611003).

Andreyeva O.A., Zelyk Y.I., Stepanyan N.N., Tsap Yu.T. Regularities in the growth of background magnetic fields. *Bull. of the Crimean Astrophysical Observatory*. 2010, vol. 106, pp. 8–13. DOI: [10.3103/S019027171001002X](https://doi.org/10.3103/S019027171001002X).

Arge C.N., Hildner E., Pizzo V.J., Harvey J.W. Two solar cycles of nonincreasing magnetic flux. *J. Geophys. Res.: Space Phys.* 2002. vol. 107, no. A10. CiteID 1319. DOI: [10.1029/2001JA000503](https://doi.org/10.1029/2001JA000503).

Athay R.G. *The Solar Chromosphere and Corona: Quiet Sun*. Dordrecht, D. Reidel Publishing Co. 1976. DOI: [10.1007/978-94-010-1715-2](https://doi.org/10.1007/978-94-010-1715-2). (Astrophysics and Space Science Library, vol. 53).

Balthasar H., Demidov M.L. Spectral inversion of multi-line full-disk observations of quiet Sun magnetic fields. *Solar Phys.* 2012, vol. 280. P. 355–364. DOI: [10.1007/s11207-012-9981-0](https://doi.org/10.1007/s11207-012-9981-0).

Berger T.E., Lites B.W. Weak-field magnetogram calibration using advanced stokes polarimeter flux density maps — II. SOHO/MDI full-disk mode calibration. *Solar Phys.* 2003, vol. 213, no. 2, pp. 213–229. DOI: [10.1023/A:1023953716633](https://doi.org/10.1023/A:1023953716633).

Bevington P.R. *Data Reduction and Error Analysis for the Physical Sciences*. McGraw-Hill, New York, 1969.

Bruls J.H.M.J., Lites B.W., Murphy G.A. Non-LTE formation heights of stokes profiles of FeI lines. *Proc. the 11th National Solar Observatory/Sacramento Peak Summer Workshop, Solar Polarimetry*. NSO, Sunspot, 1991. NM. 444.

Chapman G.A., Sheeley N.R., Jr. The Photospheric Network. *Solar Phys.* 1968, vol. 5, no. 4, pp. 442–461. DOI: [10.1007/BF00147012](https://doi.org/10.1007/BF00147012).

Davis J.C. *Statistics and Data Analysis in Geology*. 1986. 646 p.

Demidov M.L., Balthasar H. Spectropolarimetric observations of solar magnetic fields and the SOHO/MDI calibration issue. *Solar Phys.* 2009, vol. 260, no. 2, pp. 261–270. DOI: [10.1007/s11207-009-9443-5](https://doi.org/10.1007/s11207-009-9443-5).

Demidov M.L., Balthasar H. On the diagnostics of the quiet Sun magnetic fields: Multi-line spectropolarimetric observations and inversion results. *Solar Polarization CS-6*. Astron. Soc. Pacific, San Francisco, 2011, 437, pp. 189–193.

Demidov M.L., Balthasar H. On multiline spectropolarimetric diagnostics of the quiet Sun's magnetic fields. Statistics, inversion results and effects on the SOHO/MDI magnetogram calibration. *Solar Phys.* 2012. vol. 276, no. 1–2, pp. 43–59. DOI: [10.1007/s11207-011-9863-x](https://doi.org/10.1007/s11207-011-9863-x).

Demidov M.L., Golubeva E.M. Comparison of solar large-scale magnetic field strengths from selected data sets at different solar activity phases. *Solnechno-zemnaya fizika* [Solar-Ter. Phys.]. 2011, vol. 18, pp. 58–62. (In Russian).

Demidov M.L., Golubeva E.M., Balthasar H., et al. Comparison of solar magnetic fields measured at different observatories: Peculiar strength ratio distributions across the disk. *Solar Phys.* 2008, vol. 250, no. 2, pp. 279–301. DOI: [10.1007/s11207-008-9225-5](https://doi.org/10.1007/s11207-008-9225-5).

DeVore C.R., Boris J.P., Sheeley N.R., Jr. The concentration of the large-scale solar magnetic field by a meridional surface flow. *Solar Phys.* 1984, vol. 92, pp. 1–14. DOI: [10.1007/BF00157230](https://doi.org/10.1007/BF00157230).

DeVore C.R., Boris J.P., Young T.R. Jr., et al. Numerical simulations of large-scale solar magnetic fields. *Austral. J. Phys.* 1985, vol. 38, pp. 999–1007. DOI: [10.1071/PH850999](https://doi.org/10.1071/PH850999).

Duvall T.L., Jr. Large-scale solar velocity fields. *Solar Phys.* 1979, vol. 63, pp. 3–15. DOI: [10.1007/BF00155690](https://doi.org/10.1007/BF00155690).

Györi L., Baranyi T., Ludmány A. Photospheric data programs at the Debrecen Observatory. *The Physics of Sun and Star Spots: Proc. IAU Symposium no. 273*. 2011, pp. 403–407. DOI: [10.1017/S174392131101564X](https://doi.org/10.1017/S174392131101564X).

Harvey J., Livingston W. Magnetograph measurements with temperature-sensitive lines. *Solar Phys.* 1969, vol. 10, no. 2, pp. 283–293. DOI: [10.1007/BF00145515](https://doi.org/10.1007/BF00145515).

Howard R. Evidence for large-scale velocity features on the Sun. *Astrophys. J. Lett.* 1979, vol. 228, pp. L45–L50. DOI: [10.1086/182900](https://doi.org/10.1086/182900).

Howard R., Stenflo J.O. On the filamentary nature of solar magnetic fields. *Solar Phys.* 1972, vol. 22, no. 2, pp. 402–417. DOI: [10.1007/BF00148705](https://doi.org/10.1007/BF00148705).

Ioshpa B.A., Obridko V.N., Chertoprud V.E. Small-scale stochastic structure of the solar magnetic field. *Astron. Lett.* 2007, vol. 33, no. 12, pp. 844–847. DOI: [10.1134/S1063773707120079](https://doi.org/10.1134/S1063773707120079).

Jones H.P., Ceja J.A. Preliminary comparison of magnetograms from KPVT/SPM, SOHO/MDI and GONG+. *Advanced Solar Polarimetry — Theory, Observation, and Instrumentation CS-236*. Astron. Soc. Pacific, San Francisco. 2001, pp. 87–93.

Kawakami S., Makita M. Magnetograph observations of solar faculae. *Publ. of the Astron. Soc. of Japan*. 1993, vol. 45, no. 2, pp. 255–261.

Kotov V.A. A paradox in measuring the magnetic field of the Sun. *Bulletin of the Crimean Astrophysical Observatory*. 2008a, vol. 104, no. 1, pp. 79–95. DOI: [10.3103/S0190271708010117](https://doi.org/10.3103/S0190271708010117).

Kotov V.A. Mean absolute strength of the solar magnetic field in 1968–2006. *Astronomy Reports*. 2008b, vol. 52, no. 5, pp. 419–428. DOI: [10.1134/S1063772908050089](https://doi.org/10.1134/S1063772908050089).

Kotov V.A. Enigmas in measurements of solar magnetic field. *Bulletin of the Crimean Astrophysical Observatory*. 2012, vol. 108, no. 1, pp. 20–29. DOI: [10.3103/S019027171201010X](https://doi.org/10.3103/S019027171201010X).

Liu Y., Hoeksema J.T., Scherrer P.H., et al. Comparison of line-of-sight magnetograms taken by the Solar Dynamics Observatory/Helioseismic and Magnetic Imager and Solar and Heliospheric Observatory/Michelson Doppler Imager. *Solar*

*Phys.* 2012, vol. 279, no. 1, pp. 295–316. DOI: [10.1007/s11207-012-9976-x](https://doi.org/10.1007/s11207-012-9976-x).

Mordvinov A.V., Yazev S.A. Reversals of the Sun's polar magnetic fields in relation to activity complexes and coronal holes. *Solar Phys.* 2014, vol. 289, no. 6, pp. 1971–1981. DOI: [10.1007/s11207-013-0456-8](https://doi.org/10.1007/s11207-013-0456-8).

Norton A.A., Ulrich R.K. Measuring magnetic oscillations in the solar photosphere: Coordinated observations with MDI, ASP and MWO. *Solar Phys.* 2000, vol. 192, no. 1/2, pp. 403–413. DOI: [10.1023/A:1005290616918](https://doi.org/10.1023/A:1005290616918).

Obridko V.N., Shelting B.D. Anomalies in the evolution of global and large-scale solar magnetic fields as the precursors of several upcoming low solar cycles. *Astron. Lett.* 2009, vol. 35, no. 4, pp. 247–252. DOI: [10.1134/S1063773709040045](https://doi.org/10.1134/S1063773709040045).

Pietarila A., Bertello L., Harvey J.W., Pevtsov A.A. Comparison of ground-based and space-based longitudinal magnetograms. *Solar Phys.* 2013, vol. 282, no. 1, pp. 91–106. DOI: [10.1007/s11207-012-0138-y](https://doi.org/10.1007/s11207-012-0138-y).

Priest E.R. *Solar Magnetohydrodynamics*. Dordrecht; Boston, Reidel, 1982. 469 p.

Riley P., Ben-Nun M., Linker J.A., et al. A multi-observatory inter-comparison of line-of-sight synoptic solar magnetograms. *Solar Phys.* 2014, vol. 289, no. 3, pp. 769–792. DOI: [10.1007/s11207-013-0353-1](https://doi.org/10.1007/s11207-013-0353-1).

Sánchez Almeida J. Inter-network magnetic fields observed during the minimum of the solar cycle. *Astron. Astrophys.* 2003, vol. 411, pp. 615–621. DOI: [10.1051/0004-6361:20031560](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20031560).

Sheeley N.R., Jr. The flux-transport model and its implications. *The Solar Cycle CS-27*. Astron. Soc. Pacific, San Francisco, 1992, pp. 1–13.

Stenflo J.O. Magnetic field structure of the photospheric network. *Solar Phys.* 1973, vol. 32, no. 1, pp. 41–63. DOI: [10.1007/BF00152728](https://doi.org/10.1007/BF00152728).

Stenflo J.O. Horizontal or vertical magnetic fields on the quiet Sun. Angular distributions and their height variations. *Astron. Astrophys.* 2013, vol. 555, id. A132. DOI: [10.1051/0004-6361/201321608](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201321608).

Stenflo J.O., Demidov M.L., Bianda M., Ramelli R. Calibration of the 6302/6301 Stokes V line ratio in terms of the 5250/5247 ratio. *Astron. Astrophys.* 2013, vol. 556, id. A113. DOI: [10.1051/0004-6361/201321749](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201321749).

Tran T., Bertello L., Ulrich R.K., Evans S. Magnetic fields from SOHO MDI converted to the Mount Wilson 150 Foot Solar Tower Scale. *The Astrophys. J. Suppl. Ser.* 2005, vol. 156, no. 2, pp. 295–310. DOI: [10.1086/426713](https://doi.org/10.1086/426713).

Ulrich R.K., Tran T. The global solar magnetic field — identification of traveling, long-lived ripples. *Astrophys. J.* 2013, vol. 768, no. 2, id. 189. DOI: [10.1088/0004-637X/768/2/189](https://doi.org/10.1088/0004-637X/768/2/189).

Ulrich R.K., Henney C.J., Schimpf S., et al. Modeling of integrated sunlight velocity measurements: The effect of surface darkening by magnetic fields. *Astron. Astrophys.* 1993, vol. 280, no. 1, pp. 268–281.

Ulrich R.K., Evans S., Boyden J.E., Webster L. Mount Wilson Synoptic Magnetic Fields: Improved instrumentation, calibration, and analysis applied to the 2000 July 14 flare and to the evolution of the dipole field. *The Astrophys. J. Suppl. Ser.* 2002, vol. 139, no. 1, pp. 259–279. DOI: [10.1086/337948](https://doi.org/10.1086/337948).

Ulrich R.K., Bertello L., Boyden J.E., Webster L. Interpretation of solar magnetic field strength observations. *Solar Phys.* 2009, vol. 255, no. 1, pp. 53–78. DOI: [10.1007/s11207-008-9302-9](https://doi.org/10.1007/s11207-008-9302-9).

Wenzler T., Solanki S.K., Krivova N.A., Fluri D.M. Comparison between KPVT/SPM and SoHO/MDI magnetograms with an application to solar irradiance reconstructions. *Astron. Astrophys.* 2004, vol. 427, pp. 1031–1043. DOI: [10.1051/0004-6361:20041313](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20041313).

Zhang H., Labonte B., Li, J., Sakurai T. Analysis of vector magnetic fields in solar active regions by Huairou, Mees and Mitaka vector magnetographs. *Solar Phys.* 2003, vol. 213, no. 1, pp. 87–102. DOI: [10.1023/A:1023246421309](https://doi.org/10.1023/A:1023246421309).

Zirin H. The magnetic structure of plages. *Chromospheric Fine Structure: Proc. IAU Symposium no. 56*. Surfer's Paradise, Qld., Australia, 3–7 September 1973. Dordrecht; Boston: Reidel, 1974, pp. 161–175.

URL: <ftp://howard.astro.ucla.edu/pub/obs/fits> (accessed May 12, 2017).

URL: <http://fenyi.solarobs.unideb.hu/DPD/index.html> (accessed May 12, 2017).

#### Как цитировать эту статью

Голубева Е.М. Вариации фактора различия и корреляции солнечных магнитных полей в линиях FeI 525.02 nm и NaI 589.59 nm по измерениям обсерватории Маунт-Вилсон в 2000–2012 гг. *Солнечно-земная физика*. 2018. Т. 4, № 2. С. 11–34. DOI: [10.12737/szf-42201802](https://doi.org/10.12737/szf-42201802).