

САНКТ-ПЕТЕРБУРГСКИЙ ГОСУДАРСТВЕННЫЙ УНИВЕРСИТЕТ

Кафедра Астрофизики

Осипова Александра Анатольевна

Долговременные изменения характеристик
солнечных пятен и связей между ними

Дипломная работа

Допущена к защите.

Заведующий кафедрой:

д. ф.-м. н., профессор ГАГЕН-ТОРН В. А.

Научные руководители:

к. ф.-м. н., доцент НАГНИБЕДА В. Г.

д. ф.-м. н. НАГОВИЦЫН Ю. А.

Рецензент:

д. ф.-м. н. ОГУРЦОВ М. Г.

Санкт-Петербург

2016

SAINT-PETERSBURG STATE UNIVERSITY

Chair of astrophysics

Osipova Aleksandra

**Long-term variations of sunspot properties and
their interrelations**

Graduation Thesis

Admitted for defence.

Head of the chair:

Dr. Sci. (Phys.–Math.), Prof. HAGEN-THORN V. A.

Scientific supervisors:

Cand. Sci. (Phys.–Math.), Assoc. Prof. NAGNIBEDA V. G.

Dr. Sci. (Phys.–Math.) NAGOVITSYN Y. A.

Reviewer:

Dr. Sci. (Phys.–Math.) OGURTSOV M. G.

Saint-Petersburg

2016

Оглавление

Введение	3
1 Методические аспекты задачи	6
1.1 Перевод наблюдений в системе одной обсерватории в систему другой обсерватории	6
1.2 Площадь, центральная напряжённость и магнитный поток солнечных пятен	8
2 Солнечные пятна на 20-летней временной шкале и их свойства	10
2.1 Данные	10
2.2 Выбор функциональной зависимости H от S	12
2.3 Изменения связи между напряжённостью магнитного поля и площадью солнечного пятна	15
2.4 Бимодальное распределение площадей и напряжённостей магнитного поля пятен	19
2.5 Бимодальное распределение пятенного магнитного потока	23
3 Солнечные пятна на вековой временной шкале: две популяции	24
3.1 Данные	24

3.2	Приведение рядов измерений магнитного поля различных обсерваторий в единую систему	26
3.3	Длительные временные изменения связи площадей и магнитных полей пятен	29
3.4	Статистические распределения и две популяции солнечных пятен	32
3.5	Магнитный поток	33
3.6	Дифференциальное вращение и асимметрия	34
4	Заключение	41

Введение

Аномальные свойства 24 цикла солнечной активности стимулировали большое количество исследований долговременных изменений характеристик солнечных пятен ([7], [16], [22], [28], [29], [30]). Основываясь на рутинных наблюдениях пятен в ближнем инфракрасном диапазоне в спектральной линии Fe I 1564.8 nm, Пенн и Ливингстон ([26], [27]) сделали вывод, что средняя напряжённость магнитного поля (НМП) солнечных пятен монотонно убывает за период с 1998 по 2011 год. Дальнейшие наблюдения подтвердили этот тренд [43]. Тренд был интерпретирован как показатель глобального снижения солнечной активности, который может быть предвестником нового минимума типа Маундеровского [16]. С другой стороны, используя синоптические наблюдения магнитного поля солнечных пятен за период 1957–2011 гг в рамках программы Службы Солнца СССР, Певцов и др. [28] сделали вывод, что максимальное за день магнитное поле пятен, усреднённое за год, показывает циклические изменения, и что убывающий тренд, о котором сообщили Пенн и Ливингстон ([26], [27]) совпадает с фазой спада 23 цикла. Певцов и др. [29] расширили результаты [28] на период 1920–1958 гг, используя наблюдения обсерватории Маунт-Вилсон (MWO). По этим данным ясно были видны циклические вариации, долговременный тренд не был найден.

В начале 1970-х годах Куклиным впервые было высказано предположение

о существовании двух популяций пятен ([13], [14], [49]). Он пришёл к выводу, что за разные популяции отвечают пятна с разной магнитной структурой — униполярные и биполярные. Витинский и др. [47] показали, что распределение площадей пятен имеет два выраженных пика — 8–13 м.д.п. (они связали это с тем, что мелкие пятна чаще всего образуются в узлах между супергранулами) и 100–150 м.д.п. (что соответствует примерному размеру супергранулы).

В последние несколько лет идея о существовании двух популяций пятен снова стала актуальной ([20], [22], [40]). Бимодальное распределение наблюдалось Певцовым и Тлатовым [40] по данным SDO/HMI. Они связали существование двух популяций пятен с изменением среднего угла наклона вектора магнитного поля полутени для пятен разных размеров, и, возможно, с разными стадиями формирования пятна. Существование двух компонент в распределении площадей солнечных пятен было подтверждено Мунос-Йарамийо и др. [20], которые обнаружили, что распределение пятен по площадям может быть представлено в виде комбинации распределения Вейбулла (отражающего вклад мелких пятен) и логнормального распределения (отражающего вклад больших пятен).

Наговицын и др. [22] показали, что и постепенное снижение среднего значения НМП [26], и циклические изменения максимальной НМП пятен [27] могут быть объяснены изменением со временем вклада пятен разных размеров в общее их количество, причём площади пятен показывают бимодальное распределение. Один компонент распределения отвечает за «маленькие» пятна (пик распределения 17 миллионных долей полусферы Солнца (м.д.п.)), а второй — за «большие» (пик — 174 м.д.п.). Такое распределение они интерпретировали как показатель того, что пятна разных размеров могут формироваться в разных областях конвективной зоны [36]. Общее снижение средней НМП может быть

объяснено изменением в относительном вкладе двух распределений (то есть, больший вклад малых пятен по сравнению со вкладом больших пятен даст в итоге меньшую среднюю НМП). ДеТома и др. [7] сообщили о дефиците больших пятен в 23 цикле солнечной активности по сравнению с предыдущими циклами.

Целью данной выпускной квалификационной работы было изучение длительных изменений характеристик солнечных пятен на шкале от двадцати до почти сотни лет и рассмотрение изменений связей между этими характеристиками. Работа была выполнена в основном в Лаборатории Проблем Космической Погоды отдела Физики Солнца Главной (Пулковской) астрономической обсерватории Российской Академии наук под руководством Наговицына Юрия Анатольевича. По результатам работы опубликована одна статья [23], две приняты к печати ([24], [53]), работа была представлена на ежегодных всероссийских конференциях «Солнечная и солнечно-земная физика» в 2014 и 2015 годах ([50], [51], [52]).

Глава 1

Методические аспекты задачи

1.1 Перевод наблюдений в системе одной обсерватории в систему другой обсерватории

Известно, что разные обсерватории имеют разные системы измерений магнитного поля пятен [38]. Для надёжного перевода наблюдений из системы одной обсерватории в систему другой подход традиционного метода наименьших квадратов малопригоден: в нём только зависимая переменная (y) отягощена ошибками, а независимая (x) считается известной точно. У нас же обе переменные измерены с ошибками. В этом случае можно применить модификацию метода наименьших квадратов (МНК), минимизирующую сумму квадратов расстояний до неизвестной прямой, а не отклонений по ординате при фиксированных факторах, как в обычном МНК. Такая задача решалась Великановым [46]. Мы применили более простую схему [23], чем в этой работе, получив такие же результаты. Имеем два ряда $\{\alpha_i\}_{i=1}^n$, $\{\beta_i\}_{i=1}^n$. Мы хотим одну систему перевести в другую систему в линейном смысле, т.е. получить коэффициенты b и m в формуле

$$\beta - b\alpha - m = 0 \tag{1.1}$$

Избавляемся от свободного члена, вычитая средние значения из переменных.

Введём обозначения:

$$y \equiv \beta - \bar{\beta}, \quad x \equiv \alpha - \bar{\alpha}, \quad m \equiv \bar{\beta} - b\bar{\alpha} \quad (1.2)$$

Тогда 1.1 записывается в виде:

$$y - bx = 0 \quad (1.3)$$

По правилам аналитической геометрии запишем квадрат расстояния до прямой 1.3 от i -й точки:

$$d_i^2 = \frac{(y_i - bx_i)^2}{b^2 + 1} \quad (1.4)$$

Минимизируем сумму квадратов расстояний до искомой прямой:

$$L^2 = \sum_{i=1}^n \frac{(y_i - bx_i)^2}{b^2 + 1} \longrightarrow \min \quad (1.5)$$

Берём от L^2 частную производную по b и имеем:

$$b^2 \sum x_i y_i + b \left(\sum x_i^2 - \sum y_i^2 \right) - \sum x_i y_i = 0 \quad (1.6)$$

Отсюда

$$b = -\frac{q}{2} \pm \sqrt{\frac{q^2}{4} + 1}, \quad \text{где } q = \frac{\sum x_i^2 - \sum y_i^2}{\sum x_i y_i} \quad (1.7)$$

Положительное значение b соответствует минимуму L^2 (искомая прямая направлена из 3-го квадранта в 1-й). По 1.7 и 1.2 находится свободный член m в 1.1.

1.2 Площадь, центральная напряжённость и магнитный поток солнечных пятен

В разделах 2.2 и 3.2 мы составили ряды пятен с известными площадями и центральными НМП. Значит, мы можем рассмотреть пятенный магнитный поток Φ , который вычисляется по формуле:

$$\Phi = \int_0^{2\pi} \int_0^R H_{\perp}(r) r dr d\phi, \quad (1.8)$$

где R — радиус пятна, H_{\perp} — нормальная компонента напряженности. Таким образом, поток зависит от распределения напряженности по радиусу пятна и наклона силовых линий в зависимости от расстояния от центра пятна. Для зависимости напряженности от относительного радиуса $\rho = \frac{r}{R}$ разными авторами предложены разные эмпирические зависимости, соответственно:

$$H = H_0 \cdot (1 - \rho^2) \quad (1.9)$$

$$H = H_0 \cdot (1 + \rho^2)^{-1} \quad (1.10)$$

$$H = H_0 \cdot (1 + 2\rho^2)^{-\frac{3}{2}} \quad (1.11)$$

$$H = H_0 \cdot (1 - \rho^4)^{-2\rho^2} \quad (1.12)$$

$$H = H_0 \cdot (1 + \rho^2 + \rho^4 + \rho^8 + \rho^{16})^{-1}, \quad (1.13)$$

где H_0 — центральная НМП. Здесь: 1.9 по Броксону [5], 1.10 по Бекерсу и Шрётеру [2], 1.11 по Степанову и Гопасюк [39], 1.12 по Маттигу [19], 1.13 по Виттману [44].

Для перевода H в H_{\perp} используется формула Хэйла-Никольсона [9]:

$$H_{\perp} = H \cdot \cos(90^{\circ} \rho) \quad (1.14)$$

и, кроме того, более слабая (Брей и Лоухед [4]):

$$H_{\perp} = H \cdot \cos(70^{\circ} \rho) \quad (1.15)$$

Записывая поток как $\Phi = kH_0S$, где S — площадь, и численно интегрируя, получаем значения k для разных формул (см. таблицу 1.1):

Таблица 1.1: Коэффициенты корреляции k , соответствующие разным сочетаниям функциональных зависимостей для разных распределений напряженности по радиусу пятна и наклона силовых линий в зависимости от расстояния от центра пятна.

Equation:	$H_{\perp} = H \cdot \cos(90^{\circ} \rho)$	$H_{\perp} = H \cdot \cos(70^{\circ} \rho)$
1.9	0.315	0.383
1.10	0.361	0.483
1.11	0.253	0.316
1.12	0.244	0.284
1.13	0.329	0.417

Среднее значение: $k = 0.339 \pm 0.074$ (указана ошибка одна σ). Примем для вычисления потока для данных КрАО значение $k = 0.34$.

Глава 2

Солнечные пятна на 20-летней временной шкале и их свойства

Тлатов и Певцов [40] сообщили о почти линейной связи между логарифмом площади пятен S и их максимальной НМП H , полученной по данным Helioseismic and Magnetic Imager (HMI) на борту Solar Dynamics Observatory (SDO). Певцов и др. [29] использовали наблюдения магнитного поля H обсерватории Маунт-Вилсон и наблюдения площадей пятен S Гринвичской обсерватории (RGO) и получили выражение для функциональной зависимости $H = (-774 \pm 35.6) + (536.0 \pm 7.7) \times \ln S$.

2.1 Данные

В аналогичных нашей работах чаще всего используются площади Гринвичской обсерватории, где дана только площадь всей группы (например, [29]). Таким образом, частной характеристике отдельного пятна, максимальной НМП, ставится в соответствие общая характеристика всей группы (площадь). Важное отличие нашей работы от других работ по этой теме состоит в том, что мы используем площадь максимального пятна в группе и ставим ей в соответствие

максимальную (центральную) НМП для данного дня.

Для получения площадей пятен мы использовали данные Кисловодской горной астрономической станции (ГАС ГАО РАН). Для максимальной НМП пятен — измерения Крымской астрофизической обсерватории (КраАО) за период 1994–2013 гг.

Площади пятен на ГАС ГАО определялись по ежедневным фотогелиограммам с использованием узкополосных фотопластинок FU-5. Площади скорректированы за проекцию с помощью деления на косинус гелиоцентрического угла центра пятна (Θ). Такая простая процедура может недооценивать кривизну солнечной поверхности для явлений близко к лимбу, хотя ошибки малы по сравнению с типичным размером солнечного пятна по отношению к размеру Солнца.

Наблюдения НМП округлялись до 100 Гс (1900 Гс, 2000 Гс, 2100 Гс, etc.). Наблюдатель визуально определял местонахождение самого сильного Зеemannовского расщепления линии и вручную измерял его. Здесь мы называем эти наблюдения максимальной напряжённостью магнитного поля в пятне. Дополнительные детали наблюдений можно найти в [18].

По функции распределения данные о площадях групп ГАС ГАО очень похожи на данные Гринвичской обсерватории [20], но данные Кисловодской обсерватории имеют преимущество: они содержат площади наибольшего пятна в группе, что позволяет провести прямое сравнение между площадью и НМП в главном пятне каждой группы. Используя эти данные, мы создали два отдельных ряда. Первый, HS_1 , содержит 1767 пар H и S (общая площадь, включая тень и полутень) для главного пятна, наблюдаённые в 2012–2013 гг. Второй ряд данных, HS_2 , содержит 653 пятна, наблюдаённых с 1994 по 2013 год вблизи центра солнечного диска ($\Theta \leq 14^\circ$ или $\cos \Theta > 0.97$). Выбор пятен вблизи центра

диска Солнца минимизирует влияние вклада горизонтального поля на измеренные вертикальные магнитные поля.

2.2 Выбор функциональной зависимости H от S

В ряде классических работ ([10], [25], [32]) обсуждались разные формы функциональной зависимости между площадью пятна и его максимальной напряжённостью, в том числе:

$$H = A + B \times \log S \quad (2.1)$$

$$\log H = A_1 + B_1 \times \log S \quad (2.2)$$

$$H = \frac{A_2 \times S}{B_2 + S}, \quad (2.3)$$

где \log — десятичный логарифм.

Зависимость 2.1 использовалась Певцовым и др. [29], но с использованием натурального логарифма. Рингнес и Йенсен [33] выбрали зависимость 2.1 как наилучшее выражение, описывающее функциональную зависимость НМП от его площади.

Степенная зависимость $H = axS^b$, проанализированная, например, в [20], аналогична зависимости 2.2. Рингнес [32] использовал выражение 2.2 для наблюдений обсерватории Маунт-Вилсон с 1917 по 1956 гг и нашёл, что коэффициенты A_1 и B_1 испытывают долгопериодические колебания. Певцов и др. [29] показали, что амплитуда изменения коэффициента B_1 коррелирует с амплитудой 11-ти летнего цикла. Поскольку этот коэффициент показывает крутизну наклона зависимости $\log H$ от $\log S$, [29] предположили, что зависимость этого

коэффициента от цикла солнечной активности может быть объяснена изменением доли вклада малых и больших пятен.

Тлатов и Певцов [40] применили F-тест для оценки качества приближения $H - \log S$ по наблюдениям SDO/HMI выражениями 2.1 и 2.2, который показал, что оба выражения одинаково хорошо описывают данные.

Выражение 2.3 — модифицированная версия выражения, выбранного Хаутгастом и Слойтерсом [10], они нашли значение коэффициентов $A_1 = 3700$ Гс, $B_1 = 66$ Гс.

В настоящее время не существует физической модели, которая могла бы однозначно обосновать правильность использования любого из указанных выражений для описания функциональной зависимости $H - \log S$. Хотя Тлатов и Певцов [40] заметили, что зависимость 2.2 может быть получена из распределения магнитного поля диполя, расположенного на определённой глубине под фотосферой.

Мы рассмотрели все три функциональные зависимости в приложении к нашему ряду HS_1 . Данные были отсортированы по возрастанию гелиоцентрического угла и разделены на группы по 150 точек. Для каждой группы был вычислен средний гелиоцентрический угол, коэффициент корреляции Пирсона (далее — k) между H и $\log S$ для зависимостей 2.1–2.3. В таблице 2.1 и на рисунке 2.1 приведены результаты расчётов. Все три зависимости описывают наблюдательные данные одинаково хорошо.

Таблица 2.1: Коэффициенты корреляции k , соответствующие трём функциональным зависимостям (выражения 2.1–2.3) для разных гелиоцентрических углов, и коэффициенты A и B для зависимости 2.1. Резкое изменение в коэффициентах корреляции при движении к лимбу выделено жирным шрифтом

$\Delta\Theta$	k_1	k_2	k_2	A	B
3-17	0.845	0.833	0.843	576 ± 76	788 ± 41
17-22	0.792	0.794	0.781	631 ± 94	776 ± 49
22-26	0.797	0.784	0.805	701 ± 82	727 ± 45
26-31	0.799	0.805	0.795	646 ± 91	773 ± 48
31-35	0.783	0.776	0.784	655 ± 93	772 ± 50
35-41	0.761	0.758	0.756	711 ± 95	708 ± 50
41-46	0.800	0.798	0.806	603 ± 88	767 ± 47
46-52	0.743	0.750	0.747	570 ± 110	755 ± 56
52-59	0.797	0.809	0.798	607 ± 86	718 ± 45
59-67	0.664	0.667	0.666	869 ± 98	554 ± 51
67-76	0.544	0.563	0.541	1060 ± 120	469 ± 59
76-90	0.429	0.445	0.420	960 ± 190	452 ± 89

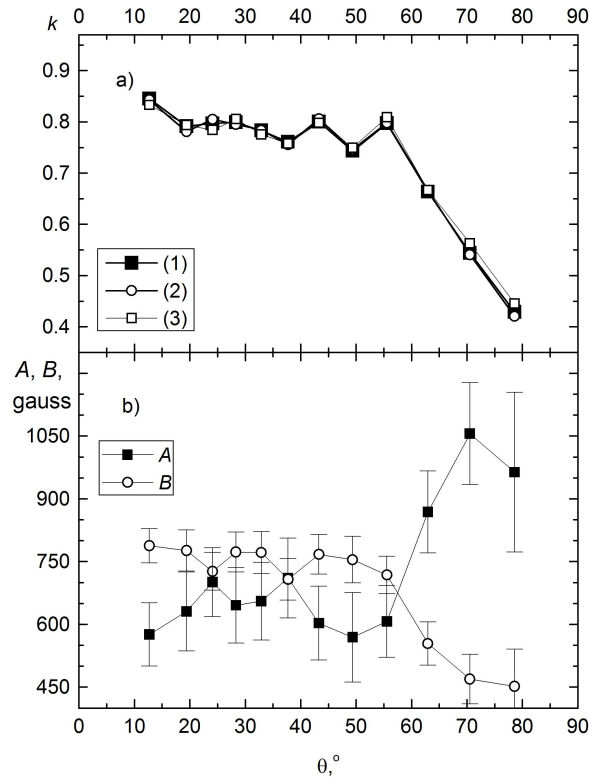


Рис. 2.1: а) Зависимость коэффициентов корреляции k от среднего гелиоцентрического угла Θ для формул 2.1–2.3. Каждая точка получена по 150 значениям пар (H, S). б) Изменение коэффициентов регрессии 2.1 со средним гелиоцентрическим углом.

Со статистической точки зрения все зависимости равноправны, но, следуя работе Певцова и др. [29], для текущего анализа мы выбрали зависимость 2.1.

Для $\Theta \leq 59^\circ$ средний коэффициент корреляции около 0.8, для $\Theta > 59^\circ$ он быстро падает вплоть до 0.42. Такое быстрое падение коэффициента корреляции может быть результатом влияния нескольких факторов, зависящих от расстояния от центра диска: изменения вкладов горизонтального и вертикального магнитного поля пятна, эффекта Вилсоновской депрессии (уменьшение относительной глубины пятна), увеличения ошибок в измерении магнитного поля и увеличения влияния рассеянного света на измерение магнитного поля. Коэффициент B показывает крутизну зависимости от $\log S$. Увеличение амплитуды A вкупе с падением B даёт повод думать, что для пятен одного и того же размера НМП ближе к лимбу меньше, чем в центре диска.

2.3 Изменения связи между напряжённостью магнитного поля и площадью солнечного пятна

Основываясь на результатах пункта 2.2, мы ограничиваем наше дальнейшее исследование изучением зависимости НМП солнечных пятен от логарифма их площади для пятен центральной области солнечного диска ($\Theta \leq 14^\circ$, ряд HS_2).

Рисунок 2.2 показывает график зависимости H от $\log S$ и его линейное приближение традиционным методом наименьших квадратов: $H = (778 \pm 46) + (338 \pm 11) \times \log S$, $k = 0.78$. Для тех же площадей пятен НМП для более раннего периода оказывается систематически выше.

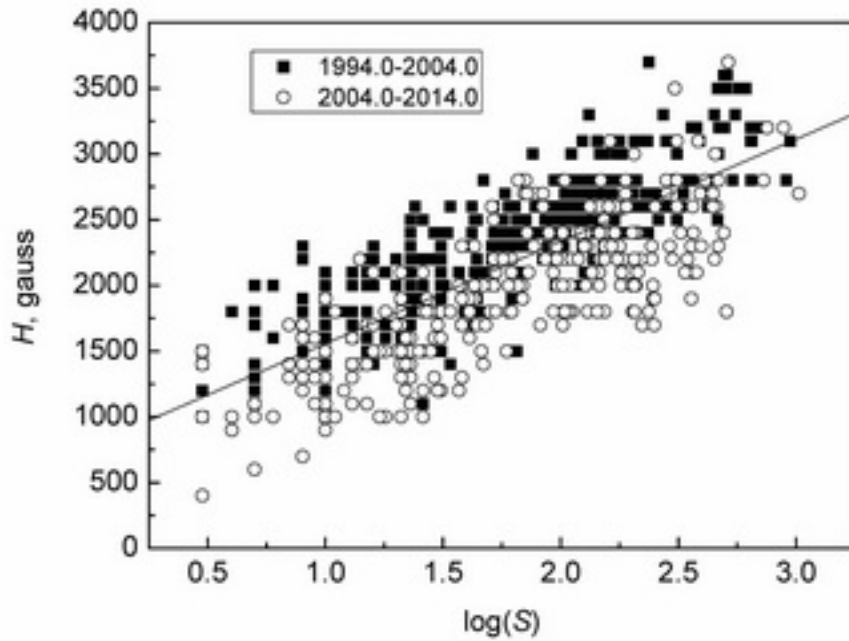


Рис. 2.2: Максимальная напряжённость магнитного поля (в Гс) как функция площади солнечного пятна (в м.д.п.). Чёрные квадраты отвечают за период наблюдений 1994–2004 гг, белые кружки отвечают за период наблюдений 2004–2014 гг. Прямая линия показывает приближение данных линейной зависимостью 2.1.

Как было сообщено нам сотрудником КрАО (О. С. Гопасюк), в этот период не было изменений системы наблюдений или инструментов. Мы решили проделать дополнительную верификацию полученного изменения зависимости. Для этого мы сравнили наблюдения магнитных полей пятен КрАО и MWO. Мы выбрали 100 измерений магнитных полей пятен (50 пятен за период 1994–2004 и 50 пятен за период 2004–2014 гг), сделанных на обеих обсерваториях в один и тот же день. Среднее отличие в измеренных НМП $\Delta H_{1994-2004} = 10 \pm 250$ Гс, $\Delta H_{2004-2014} = 20 \pm 450$ Гс. Это значит, что в действительности не было значительных систематических изменений в измерениях КрАО в исследуемый период времени. Во время этого анализа нами было отмечена небольшая тенденция измерений КрАО показывать более низкую НМП для пятен, расположенных

ближе к лимбу, даже когда для пятен около центра диска измерения согласовались с измерениями MWO. Мы предполагаем, что эта тенденция может быть объяснена более высоким уровнем рассеянного света в наблюдениях КраО. Тем не менее, так как ряд HS_2 состоит из пятен, расположенных в центральной зоне диска Солнца, вышеупомянутый эффект не оказывает влияния на наши выводы.

Теперь рассмотрим возможные изменения в зависимости $H - \log S$ с фазой цикла солнечной активности. Для этого мы разделили наш ряд HS_2 на части, соответствующие разным фазам цикла, таким как минимум (m), максимум (M), фаза роста (mM) и фаза спада (Mm). На рисунке 2.3 каждая фаза выделена синей рамкой с обозначением фазы цикла и индексом, показывающим, к какому циклу относится фаза.

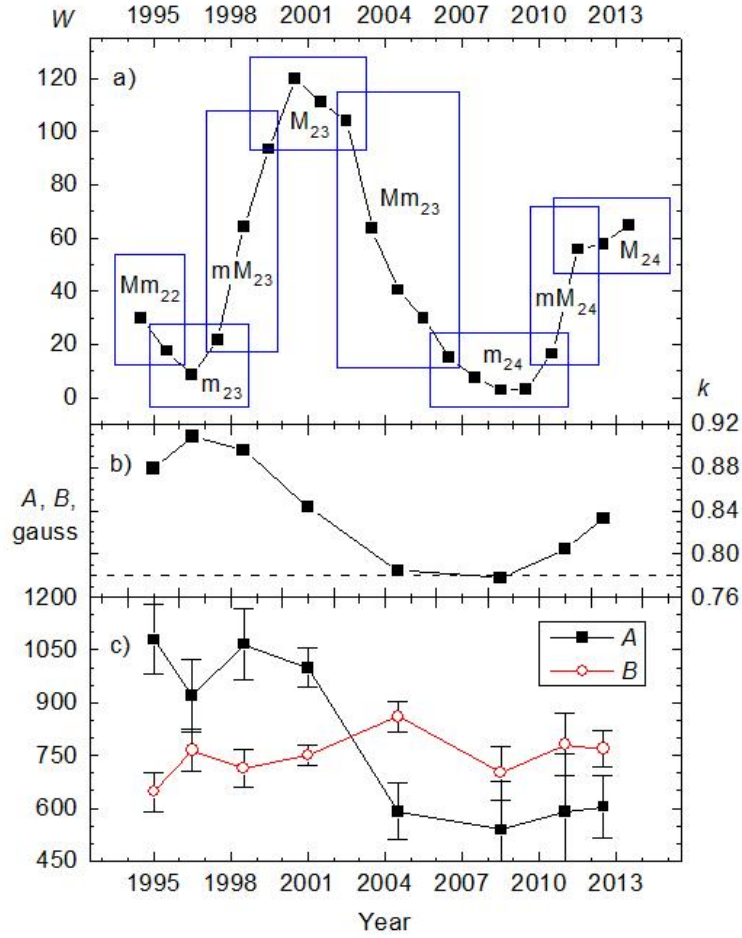


Рис. 2.3: График числа Вольфа (a) с рамками, показывающими отдельные фазы цикла солнечной активности: минимум (m), максимум (M), фаза роста (mM) и фаза спада (Mm). Нижний индекс показывает, к какому циклу принадлежит фаза (например, m_{23} выделяет минимум между 23 и 24 циклами, а mM_{24} выделяет фазу роста 24 цикла). Два нижних графика показывают изменения коэффициента корреляции между H и $\log S$ (b) и изменения коэффициентов регрессии A и B в выражении 2.1 (c).

Коэффициент корреляции с ходом цикла солнечной активности изменяется от 0.91 в минимуме 22 цикла до 0.78 в минимуме 23 цикла. Изменения коэффициента B позволяют предположить, что крутизна наклона прямой линейной регрессии для зависимости $H - \log S$ не меняется систематически между фазой спада 22 цикла и фазой роста 24 цикла. Коэффициент A показывает явное смещение между фазами $Mm_{22} - M_{23}$ и $Mm_{23} - M_{24}$. Это смещение согласо-

ется со сдвигом между 1994–2004 и 2004–2014 гг, показанным на рисунке 2.2. Такие изменения могут быть интерпретированы как систематическое снижение плотности магнитного потока в пятнах одинаковой площади.

2.4 Бимодальное распределение площадей и напряжённостей магнитного поля пятен

Наговицын и др. [22] показали, что распределение площадей солнечных пятен может быть представлено в виде композиции двух логнормальных распределений, соответствующих «мелким» и «крупным» пятнам. Недавнее исследование [20] также показывает, что распределение площадей пятен может быть разделено на две компоненты, соответствующие пятнам с малыми и большими площадями. Так как НМП пятна и его площадь коррелируют друг с другом, можно ожидать бимодальное распределение в обоих параметрах, что на самом деле наблюдается по нашей выборке (см. рис. 2.4).

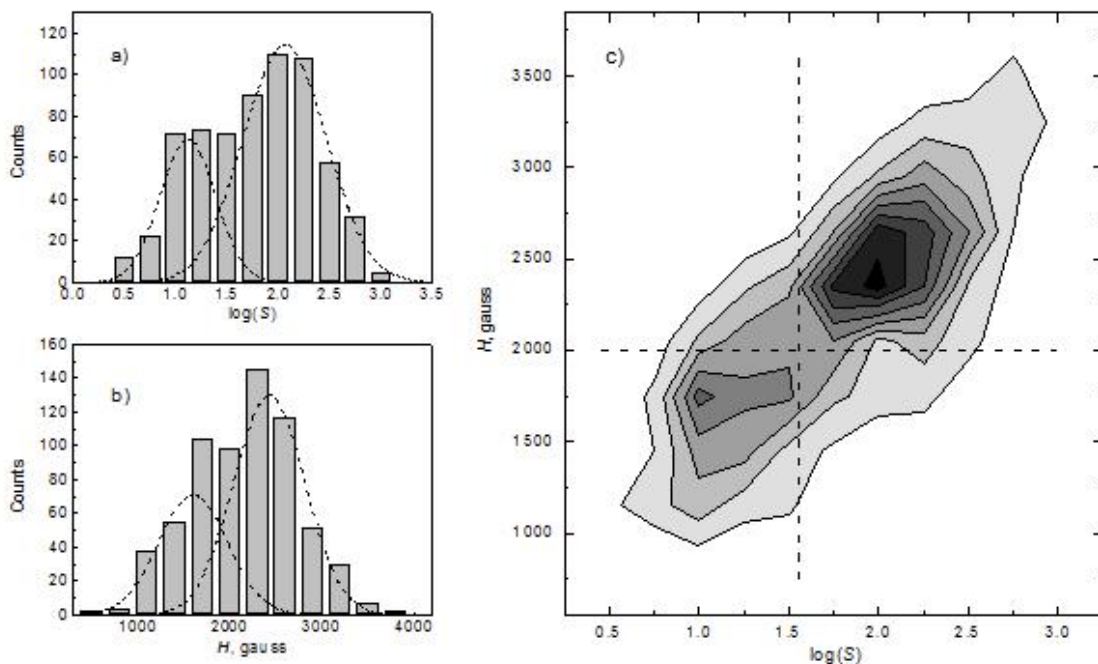


Рис. 2.4: Функция распределения вероятности для площади пятен (а) и напряжённости магнитного поля (б) для ряда HS_2 . Пунктирными линиями показаны приближения нормальным распределением. (с) показывает двумерную функцию распределения вероятности для H и $\log S$. Вертикальная и горизонтальная пунктирные линии приблизительно разделяют две популяции пятен (мелкие с низкой напряжённостью магнитного поля и крупные с высокой напряжённостью).

В согласии с зависимостью $H - \log S$, площадь пятен распределена логнормально, а НМП следует нормальному распределению. Оба параметра показывают бимодальное распределение с двумя чёткими популяциями, соответствующими малым пятнам с более слабой НМП и большим пятнам с большей НМП.

Изменение в относительных амплитудах двух распределений чётко видно на рисунке 2.5.

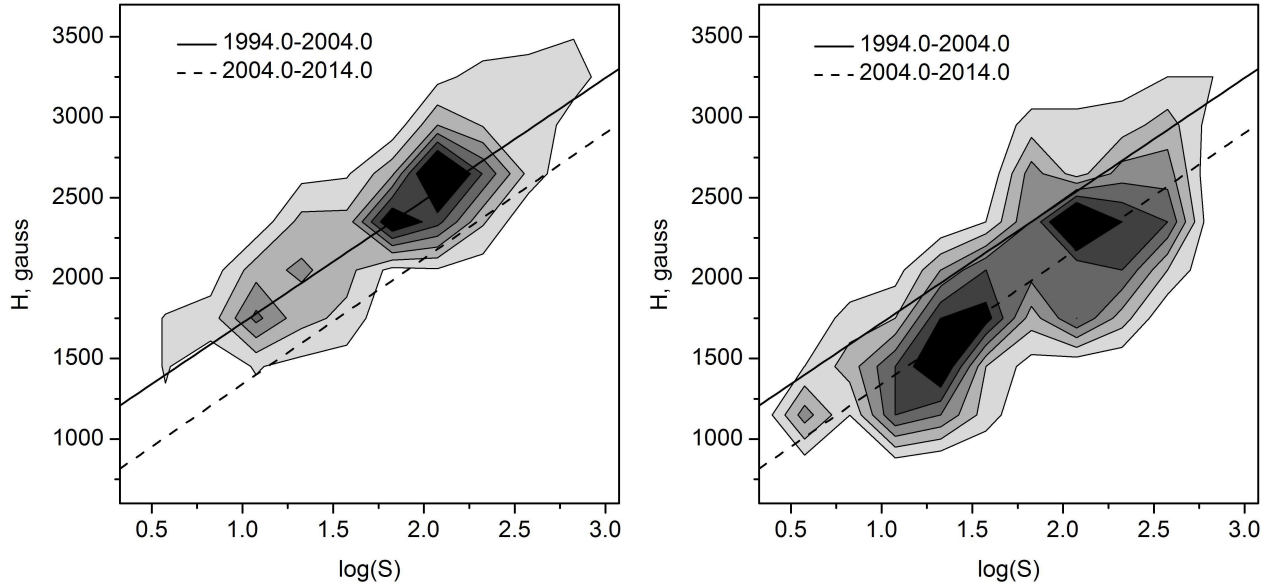


Рис. 2.5: Двумерные функции распределения вероятности, рассчитанные отдельно для интервалов 1994—2004 (слева) и 2004—2014 (справа). Прямая линия показывает линейное приближение зависимости H от $\log S$ для интервала 1994—2004, пунктирная — то же для 2004—2014.

В период с 1994 по 2004 год, что включает максимум 23 цикла с большой солнечной активностью, распределение сдвигается в сторону больших пятен с большей пятенной активностью. В 2004—2014 гг компонента, соответствующая малым пятнам, значительно увеличивается. Эта тенденция сохраняется в течение 23 и 24 циклов. В течение большей части 23 цикла, солнечные пятна с большими НМП доминировали, в то время как около минимума 23 цикла относительный вклад малых пятен возрос. Цикл 24 показывает небольшое увеличение вклада пятен с большими магнитными полями, хотя вклад малых пятен тоже прослеживается (см. рис. 2.6).

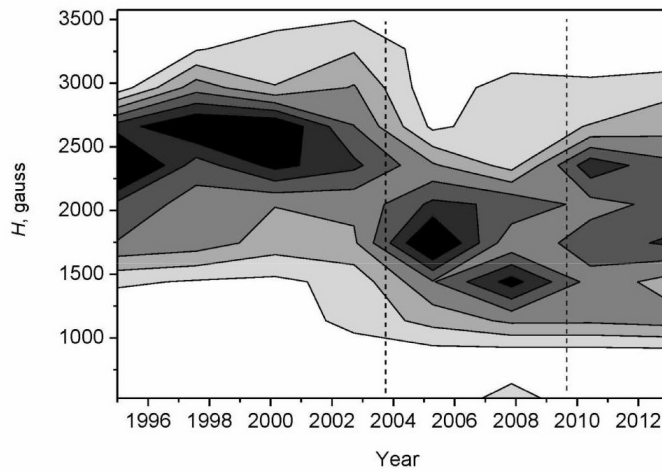


Рис. 2.6: Изменение плотности вероятности значений напряженности магнитного поля пятен для ряда HS_2 . Вертикальный пунктир ограничивает период понижения корреляции зависимости 2.1.

Наговицын и др. [22] интерпретировали циклическую вариацию НМП и существование двух отчётливых компонент в распределении площадей пятен в рамках распределённого динамо (эффект самогенерации МП при определённом движении проводящей жидкости; солнечное динамо — физический процесс генерации МП на Солнце) [3], в котором более мелкие пятна образуются ближе к поверхности (в области т.н. лептоклина), а большие пятна формируются глубже в конвективной зоне (в области тахоклина). Приближение распределения площадей солнечных пятен комбинацией распределений Вейбулла и логнормального также поддерживает идею о том, что мелкие и крупные пятна могут быть результатом различных динамо-процессов [20]. Таким образом, 11-ти летняя цикличность в площадях солнечных пятен может быть объяснена изменениями в относительном вкладе глубокого и подповерхностного динамо.

2.5 Бимодальное распределение пятенного магнитного потока

Вычислим пятенный магнитный поток по формулам, выведенным в разделе 1.2 и посмотрим гистограмму встречаемости его значений (см. рис. 2.7). Мы видим, что распределение пятен по магнитному потоку повторяет в целом картину для площадей: оно бимодально, и обе моды распределены логнормально, что подтверждает заключение о существовании двух популяций пятен.

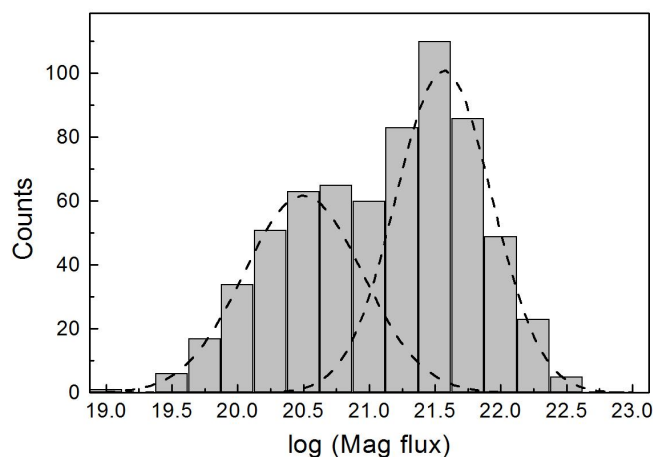


Рис. 2.7: Гистограмма встречаемости значений пятенного магнитного потока в логарифмической шкале. Пунктир — приближение в виде двух нормальных распределений.

Глава 3

Солнечные пятна на вековой временной шкале: две популяции

3.1 Данные

В данной главе мы хотели рассмотреть долговременные изменения характеристик солнечных пятен. Для этого мы использовали данные о максимальных НМП пятен в 1957–2014 гг. из «Объединенной базы магнитных полей солнечных пятен» [57]. В этой базе содержатся измерения семи обсерваторий Службы Солнца СССР: Пулково, КраО, ИЗМИРАН, Уссурийск, Урал (Коуровка), Шемаха, ИМИС (СибИЗМИР). Ряд лакун был заполнен по данным бюллетеня «Солнечные данные» [59]. Данные о НМП за 1920–1959 гг. обсерватории Маунт-Вилсон мы брали из базы, составленной Певцовым и др. [29]. Все данные о магнитных полях пятен в работе приводятся в единую систему измерений.

Площади наибольших пятен в группах в 1957–2014 гг. мы брали по данным Кисловодской Горной астрономической станции ГАО РАН [56]. Данные по площадям пятен в 1920–1959 гг. брались из Гринвичского каталога [58]. Поскольку этот каталог приводит только суммарную площадь группы, а не основного пят-

на в ней, использовались группы гринвичских типов 0 (одиночное пятно) и 1 (одиночное пятно с порами). Заметим, что как отмечено в [20], кислородские измерения площадей близки к гринвичским, а в [21] предложено именно данными Горной станции продолжать гринвичский каталог после его окончания в 1976 г. (в середине 1970-х годов служба измерений площадей и координат пятен была передана в военное ведомство United States Air Force, и система измерений площадей пятен существенно изменилась). Чтобы исключить влияние горизонтальной компоненты магнитного поля пятна и эффектов проекции вертикального поля, мы рассматривали пятна только в центральной зоне для гелиоцентрических углов $\Theta \leq 14^\circ$ (соответственно $\cos \Theta > 0.97$). Это, конечно, сужает диапазон широт рассматриваемых пятен, однако способствует более правильной параметризации магнитного поля пятна. Ниже представлена таблица 3.1, в которой во втором, третьем и четвертом столбцах приведены обозначения обсерваторий, используемые в этой работе, число пятен, наблюдаемых в них, для которых удалось сопоставить площадь пятна с центральной НМП, а также число пересекающихся с КрАО наблюдений пятен.

Таблица 3.1

Обсерватория	Обозначение	Число пятен	Число пересечений с наблюдениями КрАО	Случайная ошибка σ_i
КрАО	CR	2225	–	170
Пулково	PU	445	235	170
Урал (Коуровка)	UR	395	227	150
ИМИС (СибИЗМИР)	IM	270	125	160
Уссурийск	US	535	242	190
ИЗМИРАН	IZ	104	47	160
Шемаха	SH	226	131	160
Маунт-Вилсон	MW	688	–	–

Опорной системой измерений магнитного поля была выбрана система КрАО, поскольку ее ряд наиболее продолжительный (с 1957 г. по наше время).

3.2 Приведение рядов измерений магнитного поля различных обсерваторий в единую систему

Воспользуемся методом, описанным в разделе 1.1 и приведём в систему КрАО наблюдения других обсерваторий Службы Солнца СССР. На рис. 3.1 приведено сопоставление измерений магнитного поля одних и тех же солнечных пятен, произведенных на разных обсерваториях, с измерениями КрАО, в четвертом столбце таблицы 3.1 — число таких измерений.

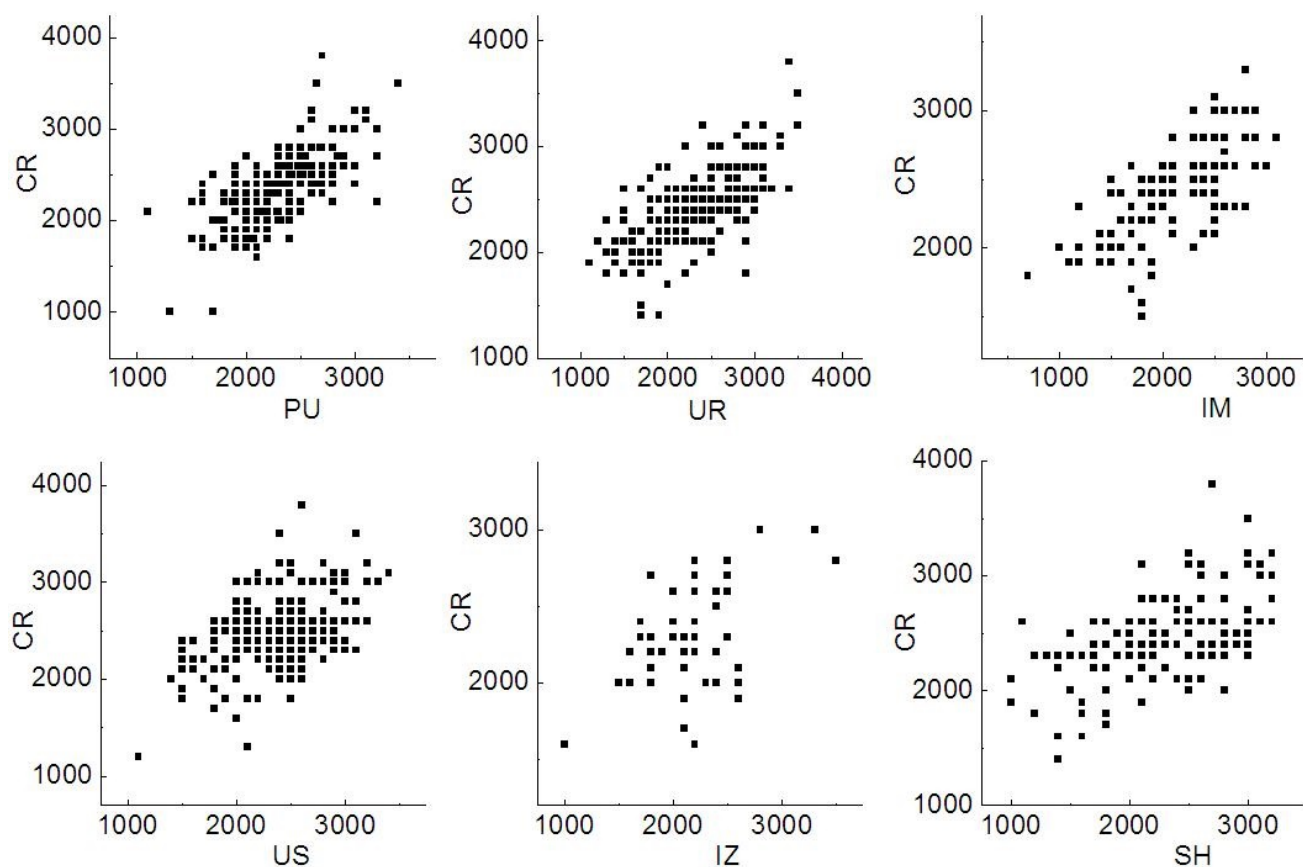


Рис. 3.1: Сравнение измерений магнитного поля одних и тех же солнечных пятен, произведенных на разных обсерваториях таблицы 3.1, с измерениями КрАО

Произведя необходимые вычисления, мы получили следующие формулы перевода измерений магнитных полей пятен разных обсерваторий в систему КрАО

(в Гс):

$$\begin{aligned} CR &= 1.067 \cdot (PU - 2310) + 2370 \\ CR &= 0.599 \cdot (UR - 2290) + 2420 \\ CR &= 0.639 \cdot (IM - 2090) + 2410 \\ CR &= 0.871 \cdot (US - 2400) + 2480 \\ CR &= 0.614 \cdot (IZ - 2150) + 2290 \\ CR &= 0.540 \cdot (SH - 2230) + 2440 \end{aligned} \tag{3.1}$$

Оценку точности каждой обсерватории мы произвели следующим путём: после приведения систем в единую (выражения 3.1) для всех пятен, у которых имелось не менее двух измерений, вычислялись отклонения от среднего. Затем по этим величинам для каждой обсерватории рассчитывалось среднее квадратическое отклонение σ_i , которое мы и принимали за оценку случайной ошибки измерений. В последней колонке таблицы 3.1 приведены полученные результаты. Затем мы объединили измерения различных обсерваторий в единый ряд в системе КрАО (в дальнейшем он обозначается UC), взвешивая все общие измерения магнитных полей пятен с весами, обратно пропорциональными дисперсиям, приведённым в таблице 3.1. Таким образом был получен ряд 1957–2014 гг.

Для расширения временного интервала изучения вариаций магнитных полей пятен до почти столетнего, мы, как и Певцов и др. [29], использовали данные обсерватории Маунт-Вилсон за 1920-1958 гг. Наблюдения этой обсерватории продолжаются по сей день, и Тлатов и др. [41] даже попытались создать единый ряд напряженностей поля и площадей теней пятен обсерватории Маунт-Вилсон, используя зарисовки, сделанные наблюдателями. Однако, как отмечалось в [15], [29] и [42], в 1959 г. на обсерватории Маунт-Вилсон изменились техника и методика наблюдений магнитных полей, и для построения однородного ряда можно

использовать только данные до 1958 г. включительно. Проведем процедуру приведения системы MW в систему нашего единого ряда UC.

На рис. 3.2а, где приведены зависимости напряженности от логарифма площади для систем MW и UC в интервале их пересечения 1957-1958, видно, что эти системы измерений существенно различаются.

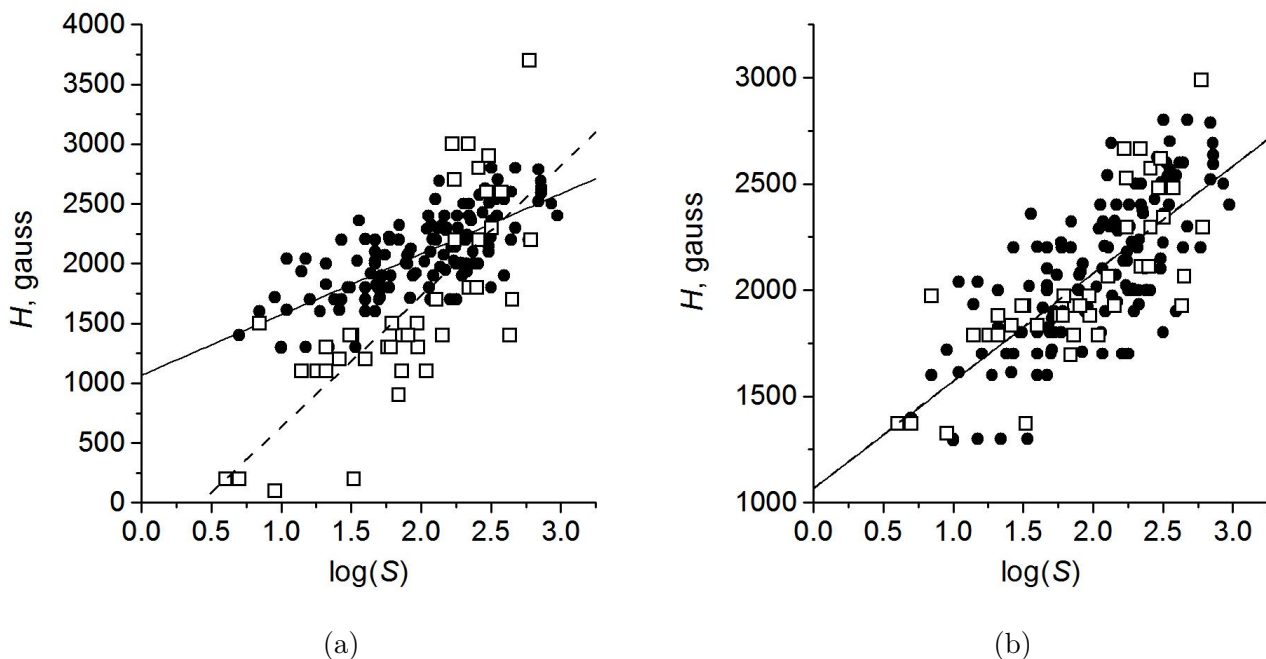


Рис. 3.2: Наблюдения КраО (черные кружки) и Маунт-Вильсон (светлые квадраты) за период 1957-1958 гг. до совмещения систем наблюдений (а) и после (б).

Воспользуемся результатами предыдущей главы, и примем, что для обеих систем MW и UC зависимость НМП H от площади пятна S описываются соотношениями

$$UC = a + b \cdot \log S \quad (3.2)$$

$$MW = c + d \cdot \log S, \quad (3.3)$$

найденными с помощью классического МНК (логарифмы площадей могут счи-

таться факторами, поскольку точность их определения гораздо выше, чем напряженностей магнитного поля). Тогда величины $(a - \frac{bc}{d}) + \frac{b}{d} \cdot MW$ в статистической зависимости от $\log S$ будут иметь те же коэффициенты, что и выражение 3.2. Получаем зависимости на рис. 3.2б. Формула перехода: $UC = 1280 + 0.462 \cdot MW$. Одним из важных результатов данной работы стал созданный нами продолжительный ряд максимальных напряжённости магнитного поля пятен в 1920–2014 гг. в единой системе Крымской Астрофизической обсерватории и площадей этих пятен. Ряд содержит 3694 измерения.

3.3 Длительные временные изменения связи площадей и магнитных полей пятен

В предыдущей главе (2.2) мы выбрали для описания зависимости НМП пятна H от его площади S функциональную зависимость

$$H = A + B \times \log S. \quad (3.4)$$

Воспользуемся результатами предыдущей главы и найдём значения коэффициентов A и B в 3.4 для композитного ряда (см. рис. 3.3). Получаем $A = 1110 \pm 15$ Гс, $B = 603.4 \pm 7.9$ Гс, коэффициент корреляции $k = 0.782$, использованное число точек $N = 3694$. Корреляция несколько выше, чем у Певцова и др. [29], они получили $k = 0.756$ для данных обсерватории Маунт-Вилсон в 1920–1958 гг., и ниже, чем у Тлатова и Певцова [40], где было получено $k = 0.873$ для данных SDO/HMI в 2010–2012 гг. Однако, как мы покажем ниже, коэффициент корреляции для выражения 3.4 зависит от времени. С учетом этого мы рассчитали его по нашим данным для того же временного интервала, что и в [40], и

получили $k = 0.816$, который ближе к полученному Тлатовым и Певцовым [40].

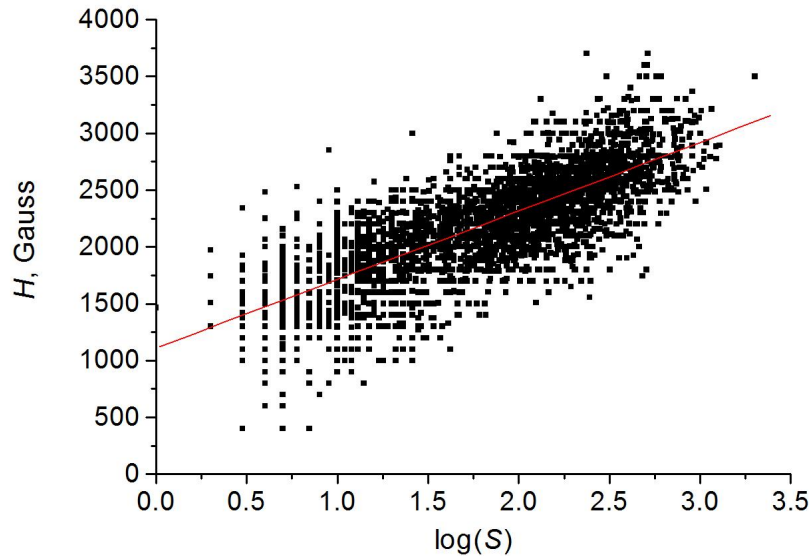


Рис. 3.3: Зависимость центральной напряженности магнитного поля пятна от его полной площади для 1920-2014 гг.

Мы рассчитали значения коэффициентов A и B методом наименьших квадратов для всех пятилетних интервалов с 1920 по 2014 гг. со сдвигом на два с половиной года. Эти значения и соответствующие им коэффициенты корреляции k приведены на рис. 3.4.

Первым двум точкам соответствуют значения коэффициента корреляции меньше 0.55, в то время как на всем остальном интервале k изменяется от 0.7 до 0.9. По-видимому, значения этих первых точек ненадежные, и их можно опустить.

С использованием значений коэффициентов A и B в разные годы можно рассмотреть, как изменяются на столетней шкале средние напряженности пятен разной площади (см. рис. 3.5). Так, например, увеличение коэффициента B с одновременным уменьшением коэффициента A может указывать на рост числа крупных пятен. Мы видим, что поведение мелких ($S < 40$ м.д.п.) и крупных ($S > 40$ м.д.п.) пятен сильно различается. Это свидетельствует о том, что

крупные и мелкие пятна различаются по физическим свойствам. Заметим, насколько близки по своему ходу изменения коэффициента A и изменения НМП со временем для мелких пятен, и коэффициента B и изменения НМП крупных пятен. Изменения коэффициентов A и B коррелируют с $k = -0.9$.

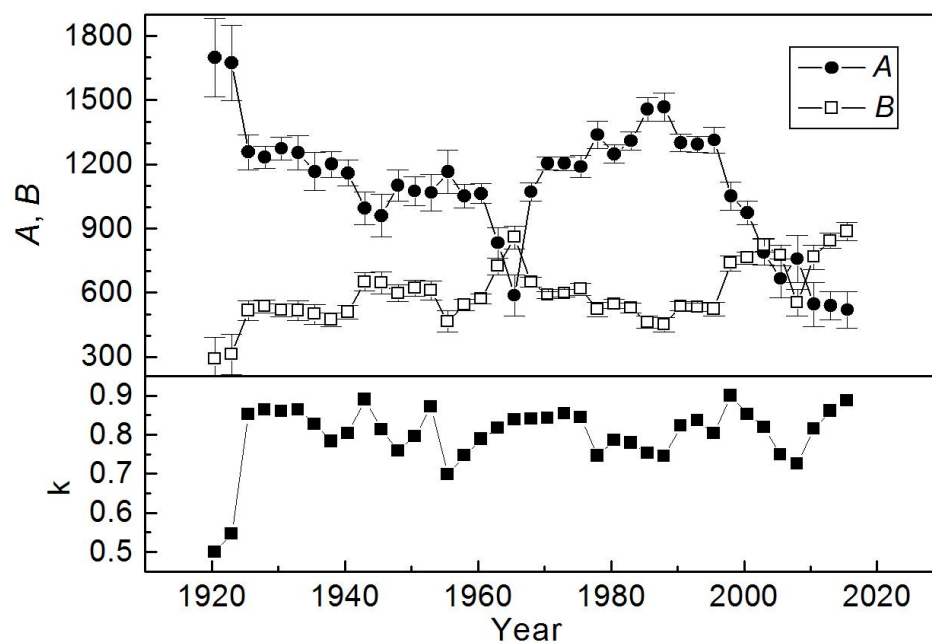


Рис. 3.4: Сверху: длительные изменения коэффициентов 3.4. A — черные кружки, B — светлые квадраты; снизу — соответствующие изменения коэффициента корреляции k

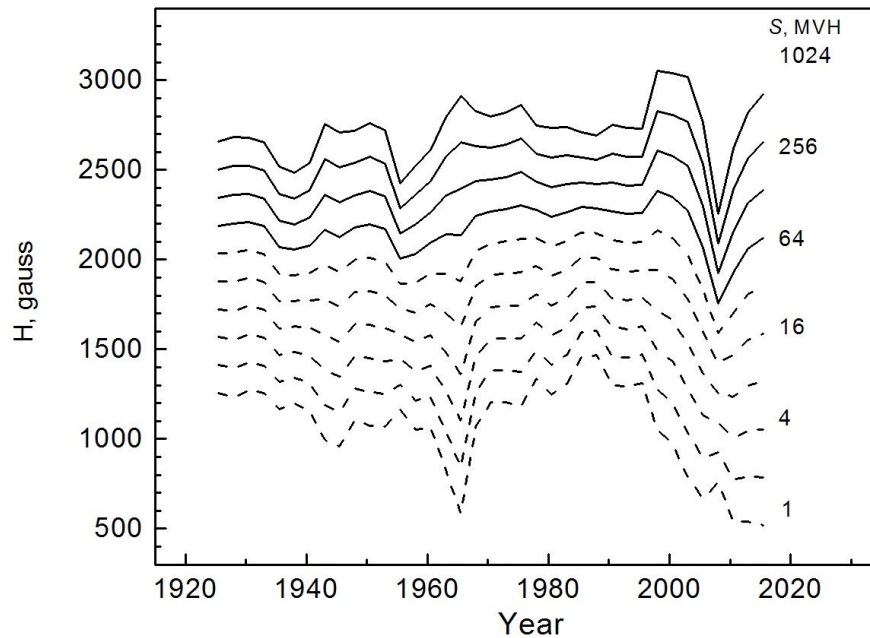


Рис. 3.5: Средние изменения напряженности магнитного поля пятен разной площади. Сплошные линии — крупные пятна с $S > 64$ м.д.п., штриховые — мелкие пятна с $S < 32$ м.д.п.

3.4 Статистические распределения и две популяции солнечных пятен

В предыдущей главе (пункт 2.4) были построены гистограммы встречаемости значений логарифмов площадей, магнитных полей и двумерное распределение частоты встречаемости пар $(H, \log S)$ для двадцатилетнего ряда. То же самое для композитного ряда показано на рис. 3.6. На первых двух графиках мы видим два гауссовых распределения, которые можно связать с двумя популяциями пятен, такими, что каждая из них имеет логнормальное распределение площадей и нормальное распределение напряженностей магнитного поля пятен. Еще более чётко эти две популяции разделяются на двумерной гистограмме.

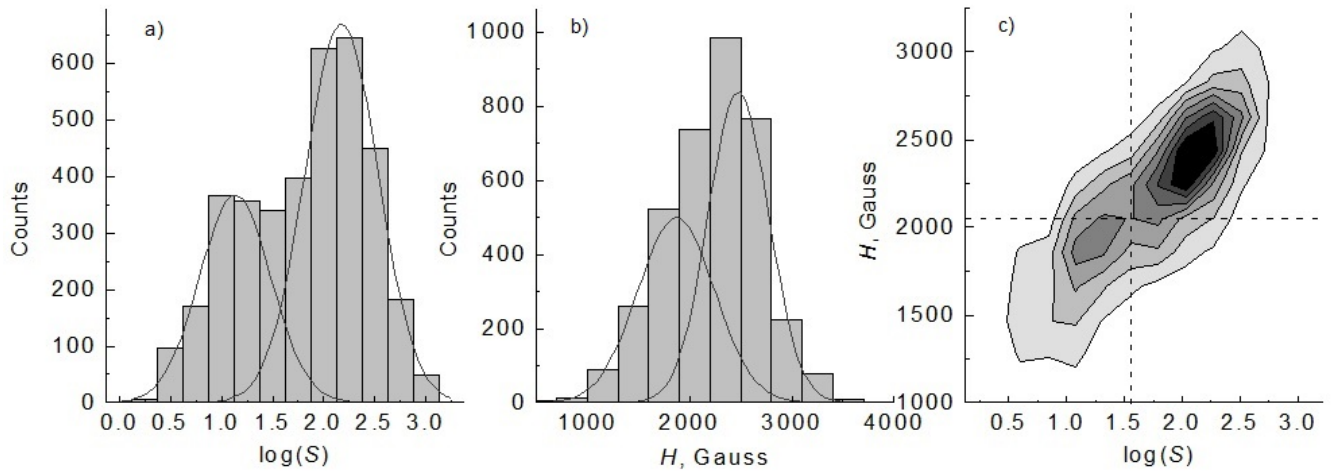


Рис. 3.6: Гистограммы встречаемости значений логарифма площади (a) и НМП пятен (b). Сплошные линии — двухгауссовая аппроксимация распределений. (c) — двумерная гистограмма встречаемости в осях H — $\log S$. Пунктир — границы разделения популяций.

3.5 Магнитный поток

В предыдущей главе мы рассматривали статистическое распределение логарифма магнитного потока пятен для двадцатилетнего ряда (пункт 2.5). Построим распределение логарифма магнитного потока пятен для композитного почти столетнего ряда (рис. 3.7).

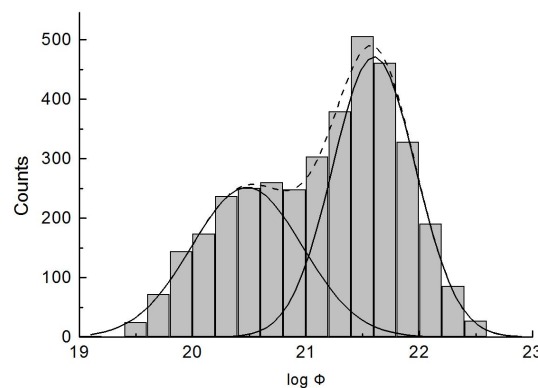


Рис. 3.7: Гистограмма встречаемости значений магнитного потока пятен. Сплошные линии — двухгауссовая аппроксимация.

Ввиду того, что сумма гауссиан очень точно описывает общее распределение ($k = 0.997$), возможно, что именно магнитный поток (а не площадь) пятен образует два логнормальных распределения. В то же время, навряд ли мелкие пятна распределены по Вейбулу, как это предполагалось Мунос-Йарамийо [20].

Мы можем рассмотреть изменения статистического распределения пятенного магнитного потока со временем. На рис. 3.8 показана динамическая плотность вероятности распределения магнитного потока. Из рисунков 3.7 и 3.8 видно, что средняя граница по магнитному потоку между популяциями $\Phi = 10^{21}$ Мкс.

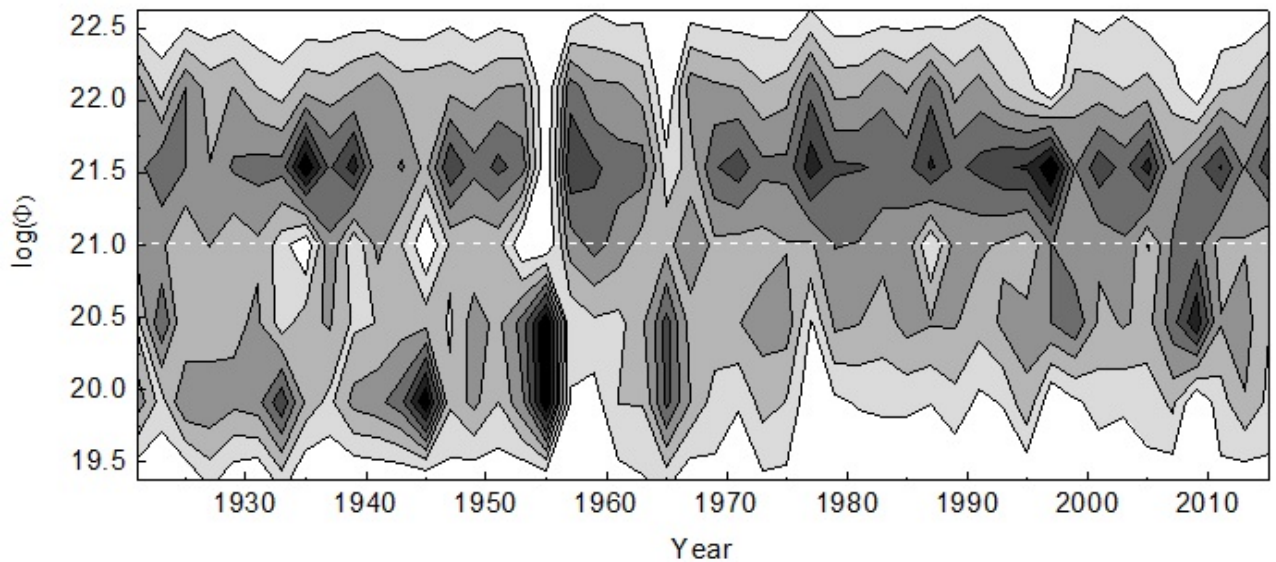


Рис. 3.8: Динамическая плотность вероятности значений магнитного потока пятен. Пунктир — средняя граница между популяциями.

3.6 Дифференциальное вращение и асимметрия

Одним из способов определения дифференциального вращения Солнца является определение вращения по смещению со временем различных образований солнечной атмосферы (трассеров). В качестве трассеров чаще всего используют пятна. В данной работе мы впервые можем проследить дифференциальное

вращение Солнца по двум физически различным популяциям пятен.

Наговицыным и др. [51] было показано, что каждое конкретное пятно можно однозначно отнести к одной из двух популяций, зная его время жизни: если $T_{life} \leq 5$ дней, то пятно относится к популяции мелких пятен, если $T_{life} \geq 6$ дней, то пятно относится к популяции крупных пятен.

Для определения скорости дифференциального вращения относительно кэррингтоновской сетки координат нужно иметь координаты групп пятен на каждый день. Так как в каталоге ГАС ГАО координаты группы в считаются неизменными, мы использовали данные Гринвичской обсерватории (1874-1976 гг.) и SOON (Solar Observing Optical Network) (1976-н.в.) ежедневных наблюдений пятен на Солнце. Таким образом, рассмотрение изменения характеристик дифференциального вращения Солнца нами производится на 140-летнем временном интервале. На каждый день приведены группы пятен, наблюдаемые на диске, и их координаты в кэррингтоновской системе координат. Определение скорости дифференциального вращения относительно кэррингтоновской системы координат производилось таким образом:

1. Если группа пятен наблюдалась только один день, то скорость её вращения было определить нельзя, и группа удалялась из статистики;
2. Если группа пятен наблюдалась 2 дня, скорость вращения определялась как разность наблюдённых широт в градусах в день;
3. Для всех групп с продолжительностью жизни ≥ 3 дней применялся метод наименьших квадратов.

Значения $\omega \geq 2$ $^{\circ}/day$ удалялись как нереальные. Рабочая таблица представляет собой группы пятен с известными координатами и скоростями вращения относительно кэррингтоновской системы координат.

Для полноценного исследования изменения дифференциального вращения Солнца со временем брались временные промежутки по 20 лет со сдвигом в 10 лет. Перекрытие промежутков требуется для исключения граничных эффектов выборки.

Для двух столбцов — скорости вращения V и синуса широты $\sin \varphi$ — строилась матрица, где по столбцам были разбиты значения $\sin \varphi \in [-0.6, 0.6]$ с шагом 0.05, а по строкам — значения $V \in [-2, 2]$ $^\circ/day$ с шагом 0.2 $^\circ/day$. В ячейке матрицы было указано количество данных значений скорости на данной широте. Таким образом для каждой широты мы могли построить гистограмму встречаемости и, приближая распределением Гаусса, выяснить, какая скорость наиболее часто встречается на данной широте.

Для малых пятен однозначно прослеживалась одномодальное распределение, и можно было за искомую скорость дифференциального вращения взять одно значение, а у больших пятен прослеживалось бимодальное распределение, то есть два пика наиболее часто встречающихся значений скорости. Таким образом, по нашим данным мы выделили три различных режима вращения пятен: быстрые мелкие пятна (SSG), быстрые большие пятна (LLG1) и медленные большие пятна (LLG2).

Для трёх режимов вращения мы можем отдельно рассмотреть изменение характеристик дифференциального вращения со временем. Имея набор значений широты с соответствующим ей значением наиболее часто встречающейся скорости, мы могли построить кривую вращения, описываемую выражением (несколько изменённый закон Фая [54])

$$\Omega = a_0 + a_1 \cdot \sin \varphi + a_2 \cdot \sin^2 \varphi, \quad (3.5)$$

где a_0 отвечает за экваториальное значение скорости дифференциального вращения, a_1 — за асимметрию вращения полушарий, a_2 — за меру дифференциальности вращения. На рисунке 3.9 отображено изменение характеристик дифференциального вращения Солнца за промежуток с 1874 по 2013 год.

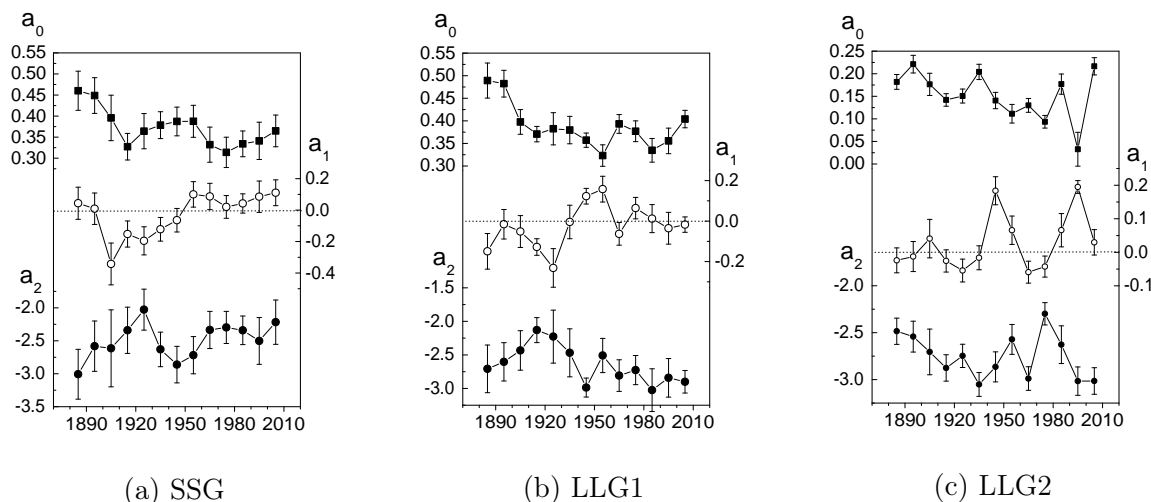


Рис. 3.9: Временные изменения параметров дифференциального вращения (a) SSG; (b) быстрого компонента LLG1; (c) медленного компонента LLG2.

В таблице 3.2 приведены разности коэффициентов для всех режимов вращения и коэффициенты корреляций.

Чтобы проверить, насколько близки характеристики разных мод пятен мы можем воспользоваться критерием 3σ [45]. Если графики близки по значениям, надо вычесть значения одного ряда данных из другого и вычислить для полученных разностей среднее и дисперсию. Если среднее будет близко к нулю и не будет превышать значение 3σ , то можно сказать, что характеристики близки в пределах указанных значений σ . Если графики не близки по значениям, но близок их ход, то можно вычислить коэффициент корреляции R , построив зависимость значений одного ряда от значений другого и принимая гипотезу, что они приближаются прямой с коэффициентом наклона, равным единице.

Таблица 3.2

SSG-LLG1	SSG-LLG2	LLG1-LLG2
$\Delta a_0 = -0.016 \pm 0.036,$ $R = 0.72$	$\Delta a_0 = 0.220 \pm 0.048,$ $R = 0.53$	$\Delta a_0 = 0.236 \pm 0.049,$ $R = 0.53$
$\Delta a_1 = -0.003 \pm 0.139,$ $R = 0.37$	$\Delta a_1 = -0.056 \pm 0.149,$ $R = 0.17$	$\Delta a_1 = -0.053 \pm 0.096,$ $R = 0.51$
$\Delta a_2 = 0.146 \pm 0.350,$ $R = 0.19$	$\Delta a_2 = 0.255 \pm 0.392,$ $R = -0.17$	$\Delta a_2 = 0.109 \pm 0.362,$ $R = 0.03$

В качестве критериев близости вращательных мод использовалось 2 критерия: значение Δa_i лежит в пределах 3σ и коэффициент корреляции $R > 0.5$. По обоим критериям оказались близки только экваториальное вращение быстрой моды LLG1 с модой SSG (Δa_0) и значения асимметрии LLG1 и LLG2 (Δa_2). Мы считаем, что это подтверждает гипотезу, что на Солнце существуют два уровня образования пятен — лежащий в основании конвективной зоны ($0, 7R_\odot$) уровень образования больших пятен, называемый тахоклином, и лежащий близко к поверхности на расстоянии около $0, 95R_\odot$ подповерхностный слой, названный Годиером и др. [8] лептоклином. По мере всплытия на поверхность трубки магнитного потока больших пятен проходят через слой образования трубок магнитного потока малых пятен и приобретают быстрые вращательные моды, присущие малым пятнам. Это позволяет расширить результаты, полученные Говардом и др. [11], гласящие, что большие пятна вращаются медленнее мелких.

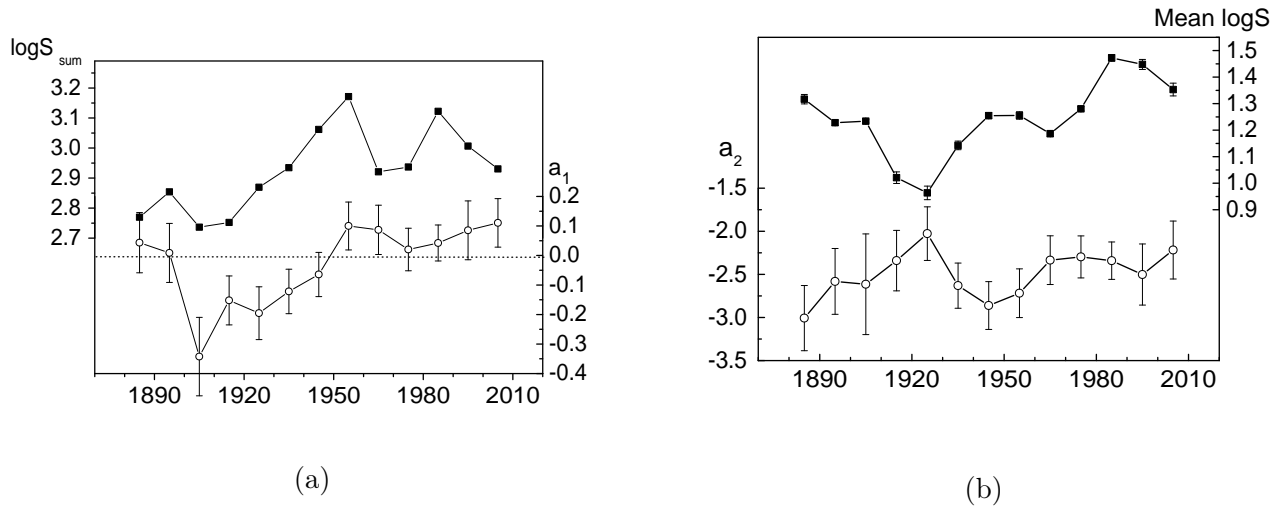
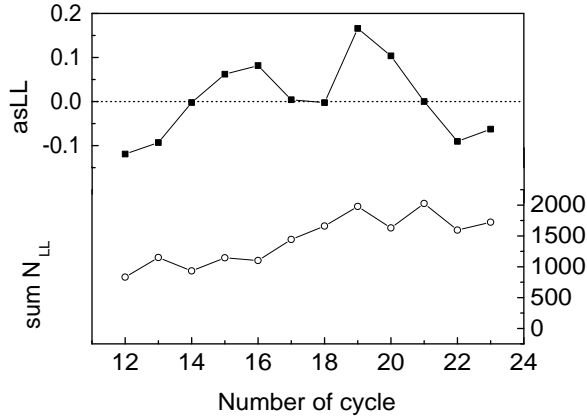


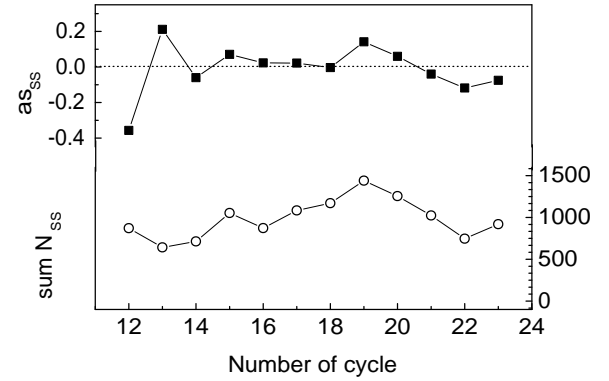
Рис. 3.10: (а) Изменение логарифма суммарной площади (верхний график) и асимметрии вращения Солнца для малых пятен (нижний график). (б) Изменение среднего логарифма площади (верхний график) и показателя дифференциальности вращения Солнца (нижний график)

На рисунке 3.10 показано изменение логарифма суммарной площади и асимметрии вращения Солнца для малых пятен (слева) и изменение среднего логарифма площади и показателя дифференциальности вращения Солнца (справа). Наблюдается некоторая корреляция между средним логарифмом площади малых пятен и модулем показателя дифференциальности вращения. Можно предположить, что чем более твёрдотельным оказывается вращение Солнца, тем меньше вклад малых пятен в активность Солнца. Учитывая результаты Муносу-Йарамийо и др. [20], утверждающие, что в минимуме солнечной активности активность связана в основном с мелкими пятнами, можно подтвердить предположение Беккера [1] о том, что в эпоху минимума вращение Солнца ближе к твёрдотельному.

Рассмотрим изменение показателя асимметрии полушарий за цикл отдельно для больших и малых пятен. Показатель асимметрии считался как $as = \frac{N-S}{N+S}$, где N и S — количество пятен рассматриваемой популяции в северном и южном



(a)



(b)

Рис. 3.11: Изменение показателя асимметрии полушарий за цикл для больших (a) и малых (b) пятен

полушарии Солнца соответственно. Показатель уровня активности для двух популяций пятен считался как сумма количества пятен рассматриваемой популяции за цикл. Изменение показателя асимметрии полушарий и уровня активности показано на рисунке 3.11. Если не брать в рассмотрение 12–13 циклы, показатель асимметрии для малых пятен коррелирует с уровнем активности с коэффициентом $R = 0.83$, если же эти циклы учитывать, то R снижается до 0.27. Коэффициент корреляции для асимметрии больших пятен и уровня активности по большим пятнам $R = 0.35$.

Глава 4

Заключение

Полученные результаты поддерживают ранее высказанные предположения о тесной связи между площадью и максимальным магнитным полем пятен. Мы подтвердили заключения ([29], [33], [40]) о связи логарифма полной площади пятна с его максимальным магнитным полем (рис. 3.3) и показали, что коэффициенты этого линейного соотношения изменяются со временем (рис. 3.4). В то же время до сих пор точная функциональная зависимость не может быть определена на основании только статистических данных. Все три функциональные зависимости, проанализированные нами, равнозначны в статистическом смысле (рис. 2.1, таблица 2.1). Для всех трёх выражений сила связи между площадью пятен и их магнитным полем зависит от расположения пятна на диске Солнца. Связь между S и H резко падает для гелиоцентрических углов, больших 60° (рис. 2.1), что может быть объяснено увеличением вклада горизонтальной компоненты магнитного поля и/или некоторых инструментальных эффектов, таких как увеличение вклада рассеянного света, влияющего на измерения магнитного поля. Это изменение в корреляции между магнитным полем пятен и их площадью в зависимости от гелиоцентрического угла требуется учитывать. Для солнечных пятен в центральной области солнечного диска логарифм площади

пятен S и максимальная напряжённость H показывают высокую корреляцию (коэффициент корреляции 0.78–0.91).

Для исследования изменений зависимости между площадью пятен и их максимальной напряжённостью, мы использовали функциональную зависимость $H = A + B \times \log S$ (раздел 2.2). Мы нашли, что коэффициенты A и B изменяются для разных фаз цикла солнечной активности (рис. 2.3). Эти изменения могут быть объяснены изменением вклада мелких и крупных пятен в общее распределение пятен в конкретный период времени. Сами по себе распределения площадей, НМП и магнитного потока пятен бимодальны с одним компонентом, отвечающим за мелкие пятна с меньшей напряжённостью магнитного поля и вторым компонентом, отвечающим за крупные пятна с большей напряжённостью (рисунки 2.4, 2.7, 3.6, 3.7). Площади и магнитный поток пятен показывают логнормальное распределение, напряжённости — нормальное. Это является косвенным подтверждением того, что $H = A + B \times \log S$ наилучшим образом описывает функциональную зависимость между S и H . Бимодальное распределение солнечных пятен (по их площади, НМП и пятенному магнитному потоку) может быть интерпретировано как динамо, в котором генерация солнечных пятен разного размера пространственно разделена [3].

Мы исследовали изменения напряженности магнитных полей пятен на вековой шкале и их связи с площадями пятен. Использовались рутинные длительные наблюдения пятен в обсерваториях Гринвич, Кисловодск (площади пятен); Маунт-Вилсон, КраО, Пулково, Урал, ИМИС, Уссурийск, ИЗМИРАН, Шемаха (магнитные поля). Отобранные пятна наблюдались вблизи центра диска Солнца на гелиографических углах $\Theta \leq 14^\circ$, т.е. наблюдаемое магнитное поле практически соответствовало вертикальному полю в пятне. Был составлен композитный

ряд пятен с известными напряжённостями в системе КрАО и площадями.

Средние магнитные поля пятен на вековой шкале изменяются по-разному (рис. 3.5). Вклад больших и малых пятен в общую пятенную активности тоже изменяется со временем (рисунки 2.5, 2.6, 3.8).

В рамках наших результатов композитный ряд пятен разделён на два ряда больших и малых пятен, для которых впервые было рассмотрено дифференциальное вращение и асимметрия (раздел 3.6). Выделены три режима вращения пятен: быстро вращающиеся мелкие пятна и медленно и быстро вращающиеся крупные пятна (рис. 3.9). Показана близость вращательных режимов мелких пятен и быстрых крупных. В предположении, что магнитные структуры более крупного размера образуются на больших глубинах под поверхностью Солнца, чем более мелкие [36], наличие двух режимов вращения крупных пятен можно интерпретировать так: крупные пятна образуются в медленно вращающихся слоях вблизи основании конвективной зоны, но по мере выхода на поверхность проходят быстро вращающуюся зону образования мелких пятен, и часть больших пятен приобретает большую скорость вращения.

Рассмотрено изменение асимметрии полушарий для различных циклов для двух популяций пятен (3.11).

Основной вывод: подтверждено, что пятна образуют две физически различающиеся популяции, и свойства этих популяций также заметно изменяются со временем. Популяции разделяются следующими значениями параметров:

- Мелкие пятна: $\log S < 1.6$ (40 м.д.п.), $H < 2050$ Гс, $\Phi < 10^{21}$ Мкс
- Крупные пятна: $\log S > 1.6$, $H > 2050$ Гс, $\Phi > 10^{21}$ Мкс

Это подтверждает гипотезу Наговицына и др. [22] о существовании двух зон генерации пятенного магнитного поля на Солнце в свете пространственно-распре-

делённого динамо [3].

Литература

- [1] Becker, U., 1954, Die Eigenbewegung der Sonnenflecken in Breite. Mit 4 Textabbildungen, Zeitschrift für Astrophysik, Vol. 34, p.129
- [2] Beckers, J. M., & Schröter, E. H., 1969, Solar Phys., 10, 384
- [3] Brandenburg, A., 2005, The Astrophysical Journal, Volume 625, Issue 1, pp. 539-547
- [4] Bray, R. J.; Loughhead, R. E., *The Sunspots*, 1964, The International Astrophysics Series, London: Chapman & Hall
- [5] Broxon, James W., Physical Review, vol. 62, Issue 11-12, pp. 508-522
- [6] Cho, I.-H.; Cho, K.-S.; Bong, S.-C.; Lim, E.-K.; Kim, R.-S.; Choi, S.; Kim, Y.-H.; Yurchyshyn, V., 2015, The Astrophysical Journal, Volume 811, Issue 1, article id. 49, 8 pp.
- [7] De Toma, G., Chapman, G.A., Preminger, D.S., & Cookson, A.M. 2013, ApJ, 770, 89
- [8] Godier, S.; Rozelot, J. P., 2012, Proc. 9th Meeting on Solar Physics, 'Magnetic Fields and Solar Processes', Florence, Italy, 12-18 September 1999 (ESA SP-448, December 1999), pp 111-115
- [9] Hale G.E. & Nicholson S.B. 1938, Papers of the Mt.Wilson Observ., 5, Carnegie Inst. Washington
- [10] Houtgast, J., & van Sluifers, A. 1948, Bull. Astron. Inst. Netherlands, 10, 325
- [11] Howard, R.; Gilman, P. I.; Gilman, P. A., 1984, Astrophysical Journal, Part 1, vol. 283, Aug. 1, p. 373-384
- [12] Kiess, C.; Rezaei, R.; Schmidt, W., 2014, Astronomy & Astrophysics, Volume 565, id.A52, 10 pp.
- [13] Kuklin, G. V., 1976, Basic Mechanisms of Solar Activity, Proceedings from IAU Symposium no. 71, Dordrecht-Holland; Boston: D. Reidel Pub. Co., p.147

- [14] Kuklin, G. V., 1980, Astronomical Institutes of Czechoslovakia, Bulletin, vol. 31, no. 4, 1980, p. 224-232.
- [15] Livingston, W.; Harvey, J. W.; Malanushenko, O. V.; Webster, L., 2006, Solar Physics, Volume 239, Issue 1-2, pp. 41-68
- [16] Livingston, W.C., Penn, M.J., & Svalgaard, L. 2012, ApJ, 757, L8
- [17] Lopez Arroyo, M., Lahulla, J. F., 1974, Observatorio de Madrid, Boletin Astronomico, vol. 8, no. 5, p. 27-60
- [18] Lozitska, N.I., Lozitsky, V.G., Andryeyeva, O.A., et al.: 2015, Adv. Space Research, 55 (3), 897
- [19] Mattig, W. 1953, Z. Astrophys., 31, 273
- [20] Munoz-Jaramillo, A., Senkpeil, R.R., Windmueller, J.C., Amouzou, E.C. et al. 2015, ApJ, 800, 48
- [21] Nagovitsyn, Y. A., Makarova, V. V.; Nagovitsyna, E. Y., 2007, Sol. Syst. Res. 41, 81
- [22] Nagovitsyn, Y. A., Pevtsov, A.A., & Livingston, W.C. 2012, ApJ, 758, L20
- [23] Nagovitsyn, Yu. A.; Georgieva, K.; Osipova, A. A.; Kuleshova, A. I., 2015, Geomag. Aeron. 55, 1081
- [24] Nagovitsyn Y. A., Pevtsov A. A., Osipova A. A., 2016, Astronomische Nachrichten, *в печати*
- [25] Nicholson S.B., 1931, Astron. Soc. of the Pacific, 45, 51
- [26] Penn, M. J., & Livingston, W. 2006, ApJ, 649, L45
- [27] Penn, M. J., & Livingston, W. 2011, in IAU Symp. 273, The Physics of Sun and Star Spots, ed. D. Choudhary and K. Strassmeier (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 126
- [28] Pevtsov, A. A., Nagovitsyn, Y., Tlatov, A., & Rybak, A. 2011, ApJ, 742, L36.
- [29] Pevtsov, A. A., Bertello, L., Tlatov, A., Kilcik, A., et al. 2014, Sol. Phys., 289, 593
- [30] Rezaei, R., Beck, C., & Schmidt, W. 2012, Astronomy & Astrophysics, 541, A60
- [31] R. Rezaei, C. Beck, A. Lagg, J.M. Borrero, W. Schmidt, M. Collados), 2015, Astron. Astrophys. 578, A43
- [32] Ringnes T.S. 1965, Astrophys. Norvegica, 10, 27

- [33] Ringnes, T. S., & Jensen, E. 1960, *Astrophys. Norvegica*, 7, 99
- [34] Schad, T. A.; Penn, M. J., 2010, *Solar Physics*, Volume 262, Issue 1, pp.19-33
- [35] Schad, T. A., 2014, *Solar Phys.* 289, 1477
- [36] Sivaraman, K. R., & Gokhale, M. H. 2004, *Sol. Phys.*, 221, 209
- [37] Smirnova, V.; Efremov, V. I.; Parfinenko, L. D.; Riehoakainen, A.; Solov'ev, A. A., *Astronomy and Astrophysics*, Volume 554, id.A121, 7 pp., 2013
- [38] Steen, O.; Maltby, P., 1960, *Astrophisica Norvegica*, v. 6, p.263
- [39] Stepanov, V. E., & Gopasyuk, S. I. 1962, *Izv. Krymsk. Astrofiz. Observ.* 28, 194
- [40] Tlatov, A. G., & Pevtsov, A. A. 2014, *Sol. Phys.*, 289, 1143
- [41] Tlatov, A. G.; Tlatova, K. A.; Vasil'eva, V. V.; Pevtsov, A. A.; Mursula, K., 2015, *Advances in Space Research*, Volume 55, Issue 3, p. 835-842
- [42] Tlatova, K. A.; Vasil'eva, V. V.; Pevtsov, A. A., 2015, *Geomagnetism and Aeronomy*, Volume 55, Issue 7, pp. 896-901
- [43] Watson, F.T., Penn, M.J., & Livingston, W. 2014, *ApJ*, 787, 22
- [44] Wittmann, A. 1974, *Solar Phys.*, 36, 29
- [45] Агемян Т.А., *Основы теории ошибок для астрономов и физиков*, Наука, 1972
- [46] Великанов, *Ошибки измерения и эмпирические зависимости*, Ленинград: Гидрометеорологическое издательство, 1962
- [47] Витинский, Ю. И.; Копецкий, М.; Куклин, Г. В., *Статистика пятнообразовательной деятельности Солнца*, Москва, «Наука», 1986
- [48] Колмогоров, А. 1941, *Доклады Академии Наук СССР*, т. 31, 99
- [49] Куклин, Г. В., 1973, *Бюллетень Солнечные данные Академии Наук СССР*, № 1973/2, стр. 53 - 61
- [50] Наговицын Ю. А., Певцов А. А., Осипова А. А., XVIII Всероссийская ежегодная конференция по физике Солнца «Солнечная и солнечно-земная физика», Труды, Санкт-Петербург, стр. 315
- [51] Наговицын Ю. А., Певцов А. А., Осипова А. А., XIX Всероссийская ежегодная конференция по физике Солнца «Солнечная и солнечно-земная физика», Труды, Санкт-Петербург, стр. 293

- [52] Наговицын Ю. А., Певцов А. А., Осипова А. А., Тлатов А. Г., XIX Всероссийская ежегодная конференция по физике Солнца «Солнечная и солнечно-земная физика», Труды, Санкт-Петербург, стр. 297
- [53] Наговицын Ю. А., Певцов А. А., Осипова А. А., Тлатов А. Г., Милецкий Е. В., Наговицына Е. Ю., 2016, Письма в Астрономический журнал, *в печати*
- [54] Тассуль Ж.-Л., Теория вращающихся звезд/Пер. с англ. — М.: Мир, 1982
- [55] Сайт Крымской астрофизической обсерватории:
<http://solar.crao.crimea.ua/rus/>
- [56] Архив наблюдений Кисловодской Горной астрономической станции:
<http://www.solarstation.ru/archive>
- [57] Объединенная база данных магнитных полей солнечных пятен:
<http://www.gao.spb.ru/database/mfbase/>
- [58] Гринвичский - USAF/NOAA каталог солнечных пятен
<http://solarscience.msfc.nasa.gov/greenwch.shtml>
- [59] Бюллетень «Солнечные данные» <http://www.gao.spb.ru/english/database/sd/index.html>
- [60] JSOC Data Export <http://jsoc.stanford.edu/ajax/exportdata.html>