

## ИССЛЕДОВАНИЕ МАГНИТНЫХ СВОЙСТВ ТЕНИ СОЛНЕЧНЫХ ПЯТЕН

© 2022 г. Ю. С. Загайнова<sup>1, \*</sup>, В. Г. Файнштейн<sup>2</sup>, В. Н. Обридко<sup>1</sup>, Г. В. Руденко<sup>2</sup>

<sup>1</sup> Институт земного магнетизма, ионосферы и распространения радиоволн им. Н.В. Пушкова РАН,  
Москва, Россия

<sup>2</sup> Институт солнечно-земной физики СО РАН, Иркутск, Россия

\*E-mail: yuliazagaynova@mail.ru

Поступила в редакцию 29.06.2021 г.

После доработки 23.08.2021 г.

Принята к публикации 28.09.2021 г.

Представлены результаты исследования солнечных пятен, полученные авторами обзора и другими исследователями за последние годы. В работе обсуждаются результаты исследования атмосферы над тенью пятен по данным наблюдений в спектральных линиях верхней хромосферы и нижней короны. Показано, что отдельные параметры профиля этих линий различаются в ведущих и замыкающих пятнах. Высказана и проверена гипотеза о связи параметров профилей этих спектральных линий с параметрами магнитного поля в тени пятен. Проведен сравнительный анализ магнитных свойств тени ведущих и замыкающих пятен в активных областях (АО) без взрывных процессов (ВП). Для анализа отобраны только пары магнитно-связанных ведущих и замыкающих пятен, т.е. соединенных силовыми линиями магнитного поля. Показано, что значения ряда параметров магнитного поля в тени солнечных пятен и характер связи между ними зависят от типа пятен. Так, в тени ведущих и замыкающих пятен близкой площади различаются максимальное и среднее значения магнитной индукции. Также различаются зависимости минимального угла наклона силовых линий к радиальному направлению из центра Солнца и средний угол наклона линий поля от площади тени ведущих и замыкающих пятен. Для магнитно-связанных ведущих и замыкающих пятен показано, что расстояния от центра тени каждого типа пятен до главной линии раздела полярности фотосферного поля в АО различаются. В работе также обсуждается изменение со временем различных параметров магнитного поля тени пятен отдельно для одиночных, магнитно-связанных солнечных пятен и солнечных пятен магнитно-связанных АО, определенных нами как магнитные комплексы активности (МКА). Исследована эволюция магнитных характеристик солнечных пятен, в том числе солнечных пятен в МКА во время радикальной перестройки магнитной конфигурации. Обнаружено влияние ВП на характеристики магнитного поля в пятнах. Одной из целей работы являлось выявить, чем могут отличаться свойства пятен в АО без ВП и в АО с различного рода активностью, как, например, с солнечными вспышками и формированием корональных выбросов массы.

*Ключевые слова:* Солнце, солнечная активность, солнечные пятна, взрывные процессы

DOI: 10.31857/S0004629922030069

### 1. ВВЕДЕНИЕ

Под солнечной активностью (СА) понимают целый набор явлений, связанных, прежде всего, с генерацией сильных магнитных полей на Солнце. Солнечные пятна – самые заметные и доступные для наблюдений проявления СА, отражающие сложные физические процессы на Солнце и играющие важную роль в формировании солнечно-земных связей. Так, число солнечных пятен во многих работах является главным индексом СА и цикличности. Число солнечных пятен, как наиболее простой и долго наблюдаемый индекс, определяет календарь СА. Общая характеристика любого цикла СА начинается с его высоты в си-

стеме чисел пятен. Все остальные характеристики, например, число наблюдаемых солнечных вспышек, привязывают к датам фаз циклов солнечных пятен и рассматривают как дополнительные. Известно, что некоторые относительно низкие циклы сопровождались повышенным числом корональных выбросов массы (КВМ); супервспышки возникали в невысоких циклах СА или на фазе их спада. Также предметом научных дискуссий, начиная с первых наблюдений с подсчетами числа пятен и их площади еще в XVII в., стала связь общей светимости Солнца с числом пятен на диске Солнца. С другой стороны, вариации числа солнечных пятен на меньших промежутках времени, например, по данным суточных, часо-

вых или даже минутных наблюдений, нередко выступает как индикатор спорадической СА, например вспышечной. В солнечно-земной физике для оценок влияния солнечного фактора на климат Земли также нередко апеллируют к числу солнечных пятен, например, при изучении смены эпох потепления и похолодания. В настоящее время количество солнечных пятен характеризуется с помощью числа Вольфа, также известного как “Цюрихское число”. Этот индекс использует комбинированное число пятен и групп пятен, а также учитывает различия в наблюдательных приборах. Но способ расчета числа Вольфа до сих пор остается предметом научных споров.

Основными структурными элементами развитого пятна являются тень и полутень, различающиеся по форме, размерам и физическим характеристикам. На изображениях в белом свете и континууме тень пятна выделяется как наиболее темная часть пятна в его центре, т.к. интенсивность свечения в его пределах составляет не более 15% от свечения прилегающих участков фотосферы. Размер тени в диаметре не превышает половины диаметра всего пятна и составляет 0.17–0.25 от всей площади пятна. Диаметр пятен, включая тень и полутень, варьируется от ~1000 км до ~40000 км. Самый большой зарегистрированный диаметр пятна ~100 000 км [1]. Площадь пятен удобно измерять в специальных единицах – миллионных долях полусферы (МДП). В данном обзоре площадь тени всех исследованных пятен  $S$  выражается в единицах МДП, где  $1 \text{ МДП} \approx 3.04 \times 10^6 \text{ км}^2$ . МДП как единица измерения площади пятен удобна для использования в том смысле, что позволяет оценивать размер пятен относительно всей видимой полусферы Солнца, площадь которой составляет  $\sim 6.087 \times 10^{22} \text{ см}^2$ .

Полутень пятна разрешается как более светлая неоднородная структура вокруг его тени, что обусловлено большей интенсивностью свечения, чем в тени пятна, до ~95% от фотосферного. Большая часть пятен имеет сложную структуру с тенью неправильной формы. Наблюдаются также пятна правильной формы с круговой или близкой к ней симметрией, но, как правило, это долгоживущие одиночные пятна. К физическим особенностям тени пятна относят ее пониженную яркость по сравнению с окружающей атмосферой. При эффективной температуре фотосферы ~5800 К температура тени пятна не превышает 4000 К. Для пятен и пор характерно повышенное, по сравнению с окружающим их пространством, значение магнитного поля  $B$ , в среднем, от ~1000 Гс (для пор) и выше.

Наблюдения Солнца с высоким пространственным разрешением (от 0.1" и выше) позволяют выделить в пятнах элементы тонкой структуры. У больших пятен удается разрешить много-

ядерную структуру тени, местами окруженную вырожденной полутенью. В пределах тени таких пятен часто наблюдаются так называемые “мостики”, напоминающие волокна полутени, пересекающие тень пятна по диаметру. Кроме этого, в тени пятен можно выделить отдельные мелко-масштабные зерна-гранулы. К мелко-масштабным образованиям в тени пятна относят и “яркие точки тени” – маленькие области внутри или на периферии ядра тени, примерно на 500 К более горячие, и, по-видимому, с меньшими значениями магнитного поля, чем окружающие участки тени [2]. Тонкая структура полутени сформировавшихся солнечных пятен включает множество тонких и протяженных горизонтальных волокон, выходящих из внешней границы тени пятна, преимущественно, в радиальном направлении от его центра. Исследование тонкой структуры пятна выделяют в отдельное направление в физике Солнца. В данном обзоре элементы тонкой структуры пятен отдельно не изучались, но служили мерой оценки качества данных наблюдений, прежде всего, наземных.

Структурной особенностью мелких пятен является невыраженная полутень или ее отсутствие, последнее нередко приводит к ошибкам при их отождествлении: такие пятна часто относят к порам. В данном обзоре для отождествления малых пятен использовались следующие критерии: максимальная величина поля в пятне  $B_{\text{max}} > 1000 \text{ Гс}$  и время жизни  $t > 8 \text{ ч}$ .

Солнечные пятна часто наблюдаются группами, являющихся основными структурными образованиями большей части активных областей (АО) на Солнце. АО наблюдаются как протяженные, в среднем до ~200" по гелиографической широте и долготе, области солнечной атмосферы на видимой полусфере Солнца. Например, в работе [1] эквивалентный диаметр групп пятен, определенный по их площади, достигал ~150 Мм (8 апреля 1947 г.). По данным прямых наблюдений магнитных полей в АО выявляют участки усиления магнитного поля. Для солнечных волокон АО характерны значения поля от несколько десятков Гс [3] и до ~600 Гс. Для факельных площадок наблюдаются поля в сотни Гс. Но наибольшие значения поля, по некоторым оценкам до  $\sim (7.5-8) \times 10^3 \text{ Гс}$ , наблюдаются в тени солнечных пятен [4, 5]. Некоторые АО могут включать несколько пятен, образуя сложные группы пятен. В то же время встречаются и одиночные пятна с порами. Магнитное поле солнечных пятен и пор формирует сложную структуру поля всей АО.

В группах пятен выделяются пятна и поры с противоположной полярностью магнитного поля. Во многих случаях самые западные пятна группы имеет наибольшую площадь и расположены ближе к экватору по сравнению с другими

пятнами, их принято называть ведущими или головными. В обзоре все параметры, описывающие различные характеристики ведущих пятен, обозначаются нижним индексом “L”. Солнечные пятна в группе, полярность поля которых противоположна полярности поля в ведущем пятне, называют замыкающими или хвостовыми пятнами. Для этих пятен в тексте обзора используется нижний индекс “F” совместно с обозначением исследуемого параметра. Следует упомянуть закон Хейла о полярности поля в пятнах каждой наблюдаемой группы на диске Солнца: “... в нечетных циклах магнитное поле в ведущих пятнах группы в северном полушарии имеет северную полярность, в замыкающих пятнах — южную полярность. Знаки соответствующих пятен меняются на противоположные в южном полушарии или при переходе к четным циклам” [6]. В некоторых группах пятен обнаруживается наклон оси группы к экватору, имеющий тенденцию к увеличению с ростом гелиографической широты группы — закон Джоя [7]. Группы пятен на видимой полусфере Солнца нумеруют с указанием порядкового номера группы согласно общепринятой классификации от National Oceanic and Atmospheric Administration (NOAA), которая используется и в данном обзоре.

Несколько групп пятен могут формировать более крупномасштабные структуры — комплексы активности (КА) [8]. В термин “комплекс активности” нередко вкладывается разный смысл, но часто под КА понимается конгломерат из нескольких групп пятен, наблюдаемых преимущественно в одном полушарии Солнца. Однако самые крупные группы пятен, наблюдаемые в одном полушарии Солнца, могут иметь связанную группу в другом полушарии [9]. Кроме КА на видимой полусфере Солнца различают пространственно распределенные активные образования — активные долготы (АД) на Солнце. К АД относят не только группы пятен, но и факельные зоны, пространственно разнесенные источники всплесков радиоизлучения, магнитных полей на Солнце и т.д. Актуальность изучения АД на Солнце определяется необходимостью разработки системы прогнозирования ВП, поскольку в большинстве работ АД выделяются, прежде всего, по индексам солнечных вспышек, которые с регулярным постоянством накладываются на зоны наиболее вероятного появления групп пятен, особенно на зоны появления наибольших групп пятен с площадью более 500 МДП.

В настоящем обзоре также обсуждаются свойства пятен, наблюдаемых в крупномасштабных структурных элементах, — магнитных комплексах активности (МКА). Для отождествления МКА на видимой полусфере Солнца нами используется дополнительный критерий отбора: близкораспо-

ложенные группы пятен должны быть связаны силовыми линиями магнитного поля (см. раздел 4).

К основным физическим свойствам солнечных пятен относят сильное магнитное поле и низкую температуру тени. Понижение температуры этих элементов активности объясняется подавлением конвекции сильным вертикальным магнитным полем. С увеличением магнитного поля тени пятна связывают уменьшение его яркости [10]. Взаимосвязь магнитного поля и яркости тени проявляется также в длительных колебаниях магнитного поля пятен [11, 12].

В последние годы в процессе изучения магнитного поля в тени солнечных пятен были получены новые результаты, в том числе в рамках сравнительного анализа поля в тени ведущих и замыкающих пятен. Обсуждение основополагающих результатов, касающихся свойств магнитного поля в пятнах, можно найти в монографиях и обзорах [13–15]. Первые измерения магнитного поля в пятнах были произведены Хейлом [16] и опирались на эффект Зеемана, приводящий к расщеплению спектральных линий в сильном магнитном поле. Согласно современным измерениям, величина поля в пятнах варьируется от ~900 Гс в полутени и тени малых пятен с вырожденной полутенью и пор до несколько тысяч Гс [4, 5] в ядрах тени больших пятен, т.е. пятен площадью тени  $S > 60$  МДП. Значение магнитного поля в ядре тени пятен  $40 \text{ МДП} \leq S \leq 60 \text{ МДП}$  достигает  $\sim(3.5-4) \times 10^3$  Гс. В пятнах средних размеров ( $15 \text{ МДП} \leq S \leq 35 \text{ МДП}$ ) величина поля принимает значения от  $\sim 1.5 \times 10^3$  Гс до  $\sim 2.5 \times 10^3$  Гс. В 70% случаев на диске Солнца наблюдаются пятна средних размеров и мелкие пятна, а также поры.

Рост величины магнитного поля в зависимости от контраста пятен был подтвержден в работе [17] по данным трех инструментов (MDI, HMI, BAO) за период наблюдений 1995–2013 гг. А.Г. Platov и А.А. Pevtsov в работе [18], используя данные SDO/HMI, пришли к выводу, что соотношение между средней плотностью магнитного потока и площадью пятна показывает бимодальное распределение. С. Kiess и др. в работе [19] исследовали размеры, магнитное поле, магнитный поток и контраст тени пятен на фазе роста 24 цикла и не обнаружили существенного отличия от предыдущих циклов. На основании этого был сделан вывод, что отсутствуют признаки долговременного спада СА.

В работе [20] магнитное поле в тени 478 солнечных пятен по данным наблюдений SDO/HMI вблизи центра видимой полусферы Солнца было сопоставлено с найденными методами гелиосейсмологии альвеновской скоростью  $v_A$ , “плазменным бета”  $\beta$  и плотностью вещества  $\rho$ . Было обнаружено, что  $\langle v_A \rangle$  в тени пятен находится в диапазоне от 10.5 до 7.5 км/с и имеет отрицатель-

ную корреляцию с напряженностью магнитного поля  $B$ . Было обнаружено, что  $\langle \beta \rangle$  в тени находится в диапазоне приблизительно от 0.65 до 1.15 и существенно не меняется от пор до зрелых солнечных пятен, а  $\langle \rho \rangle$  колеблется в пределах  $(1-6) \times 10^{-4} \text{ кг м}^{-3}$  и показывает сильную положительную корреляцию с  $B$ . В работе [21] было обнаружено, что существуют отрицательная корреляция напряженности поля в тени пятна со средней альфвеновской скоростью, положительная корреляция со средней плотностью и слабая связь с  $\beta$ .

Интересные результаты, касающиеся свойств магнитного поля в тени солнечных пятен, были получены в недавних работах [22, 23], вызвавших серию исследований, см., например, [24]. J. Jurčák и др. в работе [22] статистически доказывают, что граница тени-полутени в устойчивых пятнах характеризуется неизменным значением вертикального компонента магнитного поля  $B_r$ , который не зависит от размера тени, ее морфологии и фазы СА. Со статистическим байесовским выводом авторы работы [22] нашли, что с вероятностью 99%  $B_r$  находится в диапазоне 1849–1885 Гс с наиболее вероятным значением 1867 Гс. Напротив, напряженность магнитного поля и наклон, усредненные вдоль отдельных границ, зависят от размера тени: чем больше тень, тем сильнее и горизонтальнее магнитное поле на ее границе. В работе [23] сделан вывод, что величина  $B_r$  постоянна также в течение эволюции одного стабильного пятна.

Неоднократно пытались оценить зависимость максимальной величины магнитной индукции  $B_{\max}$  в тени пятен от их площади  $S$ . До некоторого времени широко использовалась зависимость  $B(S)$  из [25], где между  $B_{\max}$  и  $S$  наблюдается положительная корреляция в виде соотношения  $B_{\max} = 3700S/(S + 60)$ , где  $B_{\max}$  измеряется в Гс, а  $S$  – в МДП. Позже в работе [26] были получены новые зависимости между  $B_{\max}$  и  $S$  в тени пятен, и было показано, что связь между этими величинами хорошо описывается логарифмической зависимостью. В данном обзоре мы обсуждаем зависимости  $B(S)$ , полученные нами отдельно для ведущих и замыкающих пятен (см. раздел 3).

В настоящее время измерения магнитного поля в пятнах можно производить регулярно на нескольких телескопах наземного и космического базирования. Согласно современным оценкам, величина поля  $B$  в пределах тени принимает разные значения, а максимум поля  $B_{\max}$  регистрируется в ядрах тени. Дополнительным параметром, позволяющим более полно описать поведение магнитного поля в пятнах, является среднее значение магнитной индукции в пределах тени пятна  $\langle B \rangle$ . В данном обзоре для выявления особенностей магнитных свойств ведущих и замыкающих пятен используются оба параметра –  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$

(см. разделы 2–4). О существовании морфологической асимметрии ведущих и замыкающих пятен, проявляющейся, в частности, в различии формы и размеров двух типов пятен, хорошо известно [20]. В работе [27] обнаружено слабое различие скорости вращения ведущих и замыкающих пятен. Авторы данного обзора внесли свой вклад в решение проблемы поиска отличий в свойствах ведущих и замыкающих пятен. В работе [28] нами было показано, что в параметры профиля спектральных линий хромосферы и внутренней короны над тенью ведущих и замыкающих пятен различны. Также было обнаружено, что и магнитные свойства тени ведущих и замыкающих пятен различаются [29–31].

Отдельное направление в физике солнечных пятен формируют работы, в которых обсуждаются различия свойств пятен в разных циклах СА. Например, С. Kiess и др. [19] исследовали размеры, магнитное поле, магнитный поток и контраст тени пятен на фазе роста 24 цикла и не обнаружили существенного отличия от предыдущих циклов. На основании этого был сделан вывод, что отсутствуют признаки долговременного спада СА. М. J. Penn и W. Livingston [32] провели наблюдения поля и обнаружили, что максимальная напряженность падает примерно на 52 Гс в год. Относительная интенсивность тени за это время возросла с 0.60 до 0.75. В сопоставлении с постепенным спадом уровня СА в последних трех циклах это было основанием для предположения о приближении к глобальному минимуму СА. Чтобы проверить сделанный в [32] вывод, в работе [33] А. Pevtsov и др. использовали синоптические данные с семи обсерваторий СССР с 1957 по 2011 г. Полученные результаты показали, что средняя напряженность полей солнечных пятен меняется с фазой цикла, но не обнаруживает сколько-нибудь значительного векового тренда.

Авторы [34] исследовали циклические и долговременные вариации магнитного поля пятен: анализируя данные нескольких обсерваторий (WSO, RGO и др.) за период 1874–начало 2012 г. пришли к выводу, что в пределах указанного интервала времени прокси магнитного поля показывает четкую вариацию солнечного цикла с амплитудой 500–700 Гс и более слабый долгосрочный тренд. С 1874 по 1920 г. среднее значение прокси магнитного поля увеличивается примерно на 300–350 Гс, а после широкого максимума в 1920–1960 гг. оно уменьшается примерно на 300 Гс. Получен объединенный набор данных о максимальных значениях напряженности поля солнечных пятен с 1920 г. до начала 2012 г. Этот комбинированный набор данных показывает сильные вариации солнечного цикла и отсутствие значительной долгосрочной тенденции.

Дополнительно отметим, что проблема измерения полного вектора магнитного поля в малых объектах на Солнце чрезвычайно сложна, а для слабых полей становится вообще невозможной при современном уровне развития астрономической техники. Это относится также и к измерениям полей в быстропротекающих процессах, где добавляются проблемы, связанные с вариацией контура спектральной линии. Одной из определяющих проблем является различие в конструкциях магнитографов (фильтровые и спектральные, наземные и космические) и методах калибровки. В наземных приборах добавляются проблемы, связанные с влиянием земной атмосферы. Именно поэтому проведенная в 1980-х годах программа сравнения работы наземных магнитографов в КраО, ИСЗФ СО РАН, ИЗМИРАН и обсерватории Потсдамского астрономического института не привела к убедительному соответствию. Фотографические и фотовизуальные методы имеют свои преимущества, но у них обычно значительно ниже чувствительность. Перечисленным проблемам посвящены подробные работы, например, [1, 4, 5, 35–39]. Обсуждение методических вопросов выходит за рамки данного обзора, основная цель которого — изложение результатов. По этой причине при обсуждении результатов работ по смежной с обзором тематике мы приводим ссылки на них без оценок точности методик обработки данных и источников возможных погрешностей.

В большинстве работ основное внимание уделяется только величине магнитного поля в тени солнечных пятен. В работах авторов обзора [29–31] большое внимание было уделено еще одной характеристике магнитного поля в тени пятна — углу  $\alpha$  между направлением вектора магнитной индукции и радиальным направлением из центра Солнца (или положительной нормалью к поверхности Солнца). В разделах 3–4 обзора кроме параметров  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  обсуждаются значения среднего  $\langle \alpha \rangle$  и минимального  $\alpha_{\min}$  углов в тени ведущих и замыкающих пятен.

Использование одновременно четырех параметров магнитного поля в тени пятна позволяет более полно описать реализуемые в них физические условия. Угол  $\alpha_{\min}$  приблизительно характеризует угол наклона оси магнитной трубки с основанием в тени исследуемого пятна. Угол  $\langle \alpha \rangle$  — разброс значений  $\alpha$  относительно оси магнитной трубки, характеризует особенность распределения поля в тени пятна. Параметр  $B_{\max}$  выступает показателем минимальной плотности силовых линий в пределах магнитной трубки в тени исследуемого пятна. Сопоставление в пределах тени пятна  $\langle B \rangle$  и  $B_{\max}$  позволяет судить о том, как магнитное поле спадает в направлении от центра тени к границе “тень–полутень”, т.е. о градиенте

поля в поперечном сечении магнитной трубки. Если  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  в тени пятна принимают близкие значения, то магнитное поле можно считать однородным. Отметим, что в ряде работ изучались распределения вертикального компонента поля вдоль различных направлений (внутри тени — вдоль радиуса, а также вдоль границы “тень–полутень”) [40, 41].

Неоднократно отмечалось, что магнитные и другие свойства солнечных пятен могут меняться во время вспышек [45–51]. Существует, однако, и противоположная точка зрения [52]. При этом в большинстве работ анализировалось изменение поля в области полутени вплоть до границы “тень–полутень”. Сведений о влиянии ВП на Солнце (вспышки, возникновение КВМ) на магнитные свойства тени довольно мало. Этот пробел частично удалось ликвидировать и авторам данного обзора (см. раздел 5).

В настоящее время широко распространена концепция всплывающей магнитной трубки. Считается, что пятна возникают в процессе формирования АО на поверхности Солнца из сильного тороидального поля, генерируемого механизмом солнечного динамо в основании конвективной зоны, которое выносится в фотосферу. Фактически все аргументы в пользу этой концепции исходят из теоретических рассуждений [55–61]. Одним из аргументов в поддержку этого механизма формирования пятен была обнаруженная в модельных расчетах асимметрия величины поля  $B$  в “ногах” магнитной петли, соответствующих ведущему и замыкающему пятнам. Согласно этой асимметрии, величина поля в “ноге” магнитной трубки из ведущего пятна больше величины поля в “ноге” из замыкающего пятна. Такое среднее различие в значениях  $B$  в ведущем и замыкающем пятнах было установлено из наблюдений, в том числе, в наших исследованиях (см. раздел 3). Кроме этого, угол наклона всплывающих петель к экватору согласуется с законом Джоя. Наконец, в рамках этого механизма формирования пятен была установлена еще одна асимметрия магнитных свойств в ведущем и замыкающем пятнах: угол наклона “ног” магнитной трубки, соединяющей ведущее и замыкающее пятна, меньше в замыкающем пятне по сравнению с ведущим, что не согласуется с нашим выводом.

В то же время существуют многочисленные наблюдения, которые ставят под вопрос этот способ формирования пятен и, по существу, “закрывают” его. Критический анализ описанного выше механизма формирования солнечных пятен, и, более широко, биполярных активных областей, был недавно выполнен в работах [60, 61]. Авторы этих работ показали, что магнитный элемент ведущей полярности возникает как компактный объект на фоне распределенного поля замыкаю-

шей полярности с уже существующими магнитными элементами противоположной полярности. Ими не было зафиксировано признаков сильных горизонтальных магнитных полей между двумя магнитными полюсами. Оказалось, что возникновению биполярной магнитной области не предшествует преобладающий восходящий магнитный поток между будущими местоположениями этих полюсов. Вместо этого смешиваются восходящие и нисходящие потоки с некоторым преобладанием нисходящих потоков. Любые признаки крупномасштабного горизонтального дивергентного потока из района развития биполярной магнитной области отсутствуют, но, в отличие от этого, сохраняются нормальные образцы супергрануляции и мезогрануляции. Ранняя стадия формирования АО включает в себя всплытие нового магнитного потока в виде хаотической смеси магнитных элементов разной полярности [62]. Этот факт был также отмечен и в работе [63]. Более тщательное исследование для выборки событий [64] показало, что существует "...асимметрия магнитного потока на ранней стадии появления АО. В основном в фотосфере сначала возникает магнитное поле замыкающей полярности". Очевидно, это не согласуется с ожидаемым одновременным появлением пятен с противоположной полярностью поля. С простой моделью образования пары "ведущее — замыкающее пятно" вследствие всплытия магнитной трубки из конвективной зоны косвенно не согласуются достижения локальной гелиосейсмологии (см. [65, 66] и цитируемую там литературу). Авторами данного обзора на примере отобранных групп пятен были построены силовые линии, выходящие из тени каждого пятна (см. раздел 3). Лишь часть этих линий поля соединяет два пятна. Во многих случаях часть линий поля уходила из тени пятна (например, ведущего) в тени других замыкающих пятен той же АО или в участки АО между пятнами и даже в другие АО. Объяснить формирование такой магнитной структуры силовых линий поля при всплытии одиночной магнитной трубки довольно сложно.

Всплытию одиночной магнитной трубки как источника солнечных пятен противоречит также структура силовых линий поля одиночных пятен. Если в некоторых случаях линии поля из одиночного пятна уходят в одну сторону и это действительно можно рассматривать как следствие подъема одиночной магнитной трубки, то для ряда одиночных пятен линии поля из тени пятна уходят в разные стороны, часто почти равномерно, формируя так называемую "фонтанную" структуру поля в пятне.

Одновременному формированию ведущего и замыкающего пятен вследствие подъема в конвективной зоне магнитной трубки противоречат также расчеты всплытия АО в конвективной зо-

не, сопровождающегося формированием ведущего и замыкающего пятен [67]. Из этой работы следует, что два типа пятен формируются не одновременно: раньше начинает формироваться замыкающее пятно. При этом тени обоих пятен в момент завершения формирования имеют разную структуру и оказываются сформированными множеством мелкомасштабных элементов соответствующей полярности. В финальной стадии формирования двух пятен с противоположной полярностью поля ведущее пятно оказывается почти осесимметричным, а замыкающее пятно сильно неосесимметричным.

Отметим, что термин "магнитная трубка" будет встречаться также и в нашем обзоре. Однако на самом деле мы не связываем этот термин с каким-либо механизмом возникновения пятен, а для краткости изложения понимаем под ним просто совокупность силовых линий, связывающих отдельные пятна группы.

## 2. ИССЛЕДОВАНИЕ СВОЙСТВ ХРОМОСФЕРЫ, ПЕРЕХОДНОЙ ОБЛАСТИ И НИЖНЕЙ КОРОНЫ НАД ТЕНЬЮ СОЛНЕЧНЫХ ПЯТЕН В АКТИВНЫХ ОБЛАСТЯХ БЕЗ ВЗРЫВНЫХ ПРОЦЕССОВ

### 2.1. Данные наблюдений в линиях He I 10830 и He II 304 и методы их анализа

Исследование свойств хромосферы над пятнами выполнено на большом внезатменном коронографе Лио (БВК) Саянской солнечной обсерватории (ССО) Института солнечно-земной физики СО РАН (ИСЗФ СО РАН). Основные инструментальные характеристики БВК приведены в [68]. Для проведения хромосферных наблюдений использовались установка с узкополосным интерференционно-поляризационным фильтром (ИПФ) для спектральных и фильтровых наблюдений в линиях He I 10830 и H $\alpha$  и дифракционный спектрограф [69]. Ширина пропускания ИПФ для линии He I 10830 — 0.3 Å, для линии H $\alpha$  — 0.46 Å. Ширина входной щели спектрографа составляла 0.1 мм, что соответствует случаю наблюдений с широкой щелью, т.е. инструментальный вклад в искажение данных спектральных наблюдений в этом случае можно считать несущественным.

За период с 2002 по 2005 г. на БВК проведены наблюдения верхней хромосферы в линии He I 10830. Были получены спектрограммы и изображения нескольких групп солнечных пятен, которые перед началом анализа подверглись предварительной обработке, в том числе, выполнено исправление данных наблюдений за рассеянный свет (детали см. в [70–72]). Исключение рассеянного света разделяется на два этапа: сначала исключается "постоянная составляющая рассея-

ния”, затем — вклад “эффекта дрожания”, вызванный, преимущественно, турбулентными движениями в земной атмосфере. С использованием этого метода были изучены свойства верхней хромосферы над пятнами в линиях ИК-триплета He I 10830. В работах [28, 70] можно найти более детальное описание этого метода. В качестве исследуемых параметров, характеризующих свойства верхней хромосферы над солнечными пятнами, выбраны эквивалентная ширина основного  $W_{10830}$  и слабого  $W_{10829}$  компонентов ИК-триплета He I 10830, их глубина  $G_{10830}$  и  $G_{10829}$ , их полуширина  $H_{10830}$  и  $H_{10829}$ , а также отношения этих величин, определяемых над тенью солнечных пятен.

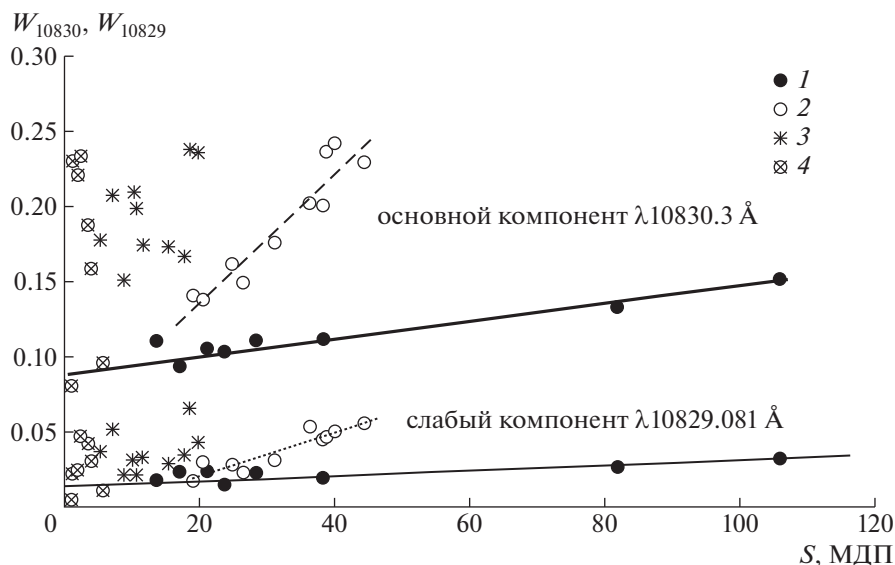
В исследованиях свойств атмосферы над пятнами в переходной области и в нижней короне в линии He II 304 для сравнения результатов исследования использовались данные с нескольких инструментов. В качестве исследуемого параметра выбран контраст в линии He II 304 ( $C_{304}$ ) над тенью солнечных пятен, который определялся как отношение среднего значения интенсивностей в линии  $\lambda 304 \text{ \AA}$  в тени исследуемого пятна и участка спокойной области на диске Солнца вблизи наблюдаемой группы пятен. Получение качественных данных в ультрафиолетовом (УФ) диапазоне возможно только при проведении внеатмосферных наблюдений и сопряжено с большими погрешностями, связанными с чувствительностью регистрирующей аппаратуры в этом диапазоне. По этой причине было принято решение использовать данные с нескольких инструментов, что позволило выявить общие характерные особенности поведения линии He II 304 над тенью пятен по всем использовавшимся данным и, таким образом, качественно исключить вклад инструментальных погрешностей. В работе использовались данные наблюдений солнечной атмосферы в канале He II 304 с разных космических обсерваторий (КО): данные инструмента SPIRIT, установленного на космическом аппарате CORONAS-F [73], инструмента Extreme ultraviolet Imaging Telescope (EIT, [74]) на борту Solar and Heliospheric Observatory (SOHO) и одного из телескопов Atmospheric Imaging Assembly (AIA, [75]) на борту Solar Dynamics Observatory (SDO). Выполнялась предварительная обработка данных наблюдений тени пятен в He II 304  $\text{\AA}$ , которая включала процедуры вычитания кадра темнового тока, исправление исходных изображений за плоское поле, исключение некоторых дефектов изображений и совмещение изображений, полученных с разных инструментов и др. В работе использовались данные наблюдений CORONAS-F за период 2002–2005 гг., данные SOHO/EIT за 2002–2007 гг. и данные SDO за период 2010–2013 гг. Данные за период 2002–2007 гг. соответствуют фазе спада

23 цикла СА, а период наблюдений 2010–2013 гг. соответствует фазе роста и максимума 24 солнечного цикла.

Для анализа были отобраны солнечные пятна, наблюдавшиеся вблизи центра солнечного диска в АО без ВП на интервале времени  $\pm 3$  ч от момента получения каждого изображения АО, использованного для анализа в исследуемых спектральных линиях. Кроме этого, отбирались солнечные пятна, которые на момент наблюдения находились не далее, чем в  $30^\circ$  от центрального меридиана. В качестве дополнительного условия требовалось, чтобы тень всех пятен была отчетливой и ярко выраженной, круговой или эллиптической формы. Для отобранных одиночных пятен полутень должна полностью охватывать тень пятна. В некоторых случаях для сравнения кроме солнечных пятен исследовались поры и малые пятна с вырожденной полутенью с хорошо развитой тенью с круговой или близкой к ней симметрией. Исследовались значения параметров в линиях ИК-триплета He I 10830 и He II 304 над тенью солнечных пятен в зависимости от площади их тени  $S$ , выраженной в миллионных долях видимой полусферы (МДП). Уже первые детальные исследования магнитных свойств одиночных пятен (см. монографию [14] и цитируемую там литературу) показали, что существует связь между величиной поля  $B$  в тени пятна и площадью его тени  $S$ , согласно которым, в среднем, с ростом площади тени величина поля также увеличивается. Сравнение зависимостей  $B(S)$  и зависимостей параметров линий He I 10830 и He II 304 в тени пятен от площади их тени  $S$  позволило нам связать свойства солнечной атмосферы над пятнами разной площади с величиной магнитного поля в них.

Для определения площади тени пятна  $S$  и контраста  $C_{304}$  непосредственно в тени пятна использовались совмещенные изображения в континууме и в канале He II 304. Площадь солнечных тени пятен определялась по изображениям в континууме на длине волны  $\lambda 5000 \text{ \AA}$  КО Transition Region and Coronal Explorer (TRACE, [76]) и по изображениям на длине волны  $\lambda 6767.8 \text{ \AA}$  инструмента Michelson Doppler Imager (MDI, [77]) на борту КО SOHO. При обработке данных с телескопов AIA в канале He II 304 для определения  $S$  использовались данные Helioseismic and Magnetic Imager (HMI, [78]) на борту SDO. На изображениях в континууме определялась граница “тень-полутень” в каждом исследуемом пятне. Площадь тени пятна  $S$  определялась как площадь области пятна в пределах этой границы. Затем область тени солнечного пятна на изображении в континууме проецировалась на предварительно совмещенное с изображением в континууме изображение в линии He II 304. Значения интенсивности на участке изображения He II 304 в пределах тени пятна использовались для определения среднего





**Рис. 1.** Зависимость эквивалентной ширины основного  $W_{10830}(S)$  и слабого  $W_{10829}(S)$  компонентов ИК-триплета He I 10830 от площади  $S$  солнечных пятен и пор. Обозначения: 1 – одиночные и ведущие солнечные пятна, и малые пятна, расположенные далеко от границы раздела полярностей; 2 – замыкающие пятна; 3 – поры и солнечные пятна с вырожденной полутенью; 4 – поры, по которым осуществлялось определение функции рассеяния точки.

значения контраста в линии в тени исследуемого пятна  $C_{304} = (\langle I_S \rangle / \langle I_0 \rangle) - 1$ , где  $\langle I_S \rangle$  – среднее значение отсчетов интенсивности в пределах тени пятна  $\langle I_S \rangle = \sum i_s / N$ ,  $N$  – число пикселей,  $i_s$  – интенсивность в каждом пикселе в пределах тени пятна,  $\langle I_0 \rangle$  – усредненное значение интенсивности в спокойной области на Солнце вблизи исследуемой группы пятен [28, 70].

*2.2. Результаты исследования атмосферы над тенью солнечных пятен по данным наблюдений в спектральных линиях He I 10830 и He II 304*

На рис. 1 представлена зависимость эквивалентной ширины основного  $W_{10830}$  и слабого  $W_{10829}$  компонентов ИК-триплета He I 10830 от площади тени  $S$  солнечных пятен. Первое, что обращает на себя внимание – зависимости  $W_{10830}(S)$  и  $W_{10829}(S)$  разделяются на две отдельные ветви для ведущих/одиночных и замыкающих солнечных пятен. Из рисунка также видно, что с ростом  $S$  для двух типов пятен параметры  $W_{10830}$  и  $W_{10829}$  увеличиваются [28]. Для пор и малых солнечных пятен с вырожденной полутенью и площадью  $S < 20$  МДП не удается выявить изменение эквивалентной ширины от их площади.

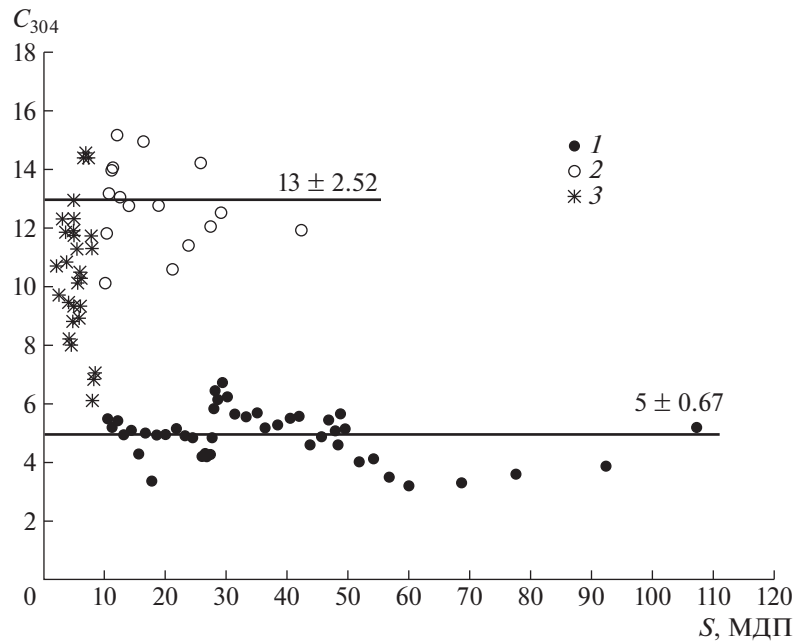
Анализ наблюдений верхней хромосферы над пятнами в линиях ИК-триплета He I 10830 позволил сделать еще несколько важных выводов [28, 70]. Так, в среднем, поведение отношения эквивалентной ширины компонентов исследуемого ИК-триплета гелия  $(W_{10830}/W_{10829})(S)$  аналогично

поведению отношения глубины компонентов ИК-триплета  $(G_{10830}/G_{10829})(S)$ . Выявлено, что зависимость отношения  $(W_{10830}/W_{10829})(S)$  в среднем различается для ведущих/одиночных и замыкающих пятен. По характеру зависимости  $(W_{10830}/W_{10829})(S)$  сделан вывод, что хромосфера над порами и малыми солнечными пятнами с вырожденной полутенью  $S = 6-16$  МДП является оптически тонкой. Можно считать, что с ростом площади  $S$  ( $S > 16$  МДП) оптическая толщина слоя атомов ортогогелия He I, находящегося в состоянии  $2^3S$  [79], увеличивается, причем быстрее над замыкающими пятнами по сравнению с ведущими. А полуширина  $H_{10830}(S)$  основного компонента  $\lambda 10830 \text{ \AA}$  увеличивается с ростом площади  $S$  как для ведущих/одиночных пятен, так и для замыкающих пятен, что, предположительно, может быть объяснено увеличением величины магнитного поля в тени пятен с ростом их площади.

Были также оценены значения яркости тени пятен в ИК-диапазоне от их площади. Получена обратно пропорциональная зависимость между этими параметрами, где при больших значениях площади  $S > 40$  МДП относительная яркость тени пятен принимает значения  $N = 0.28 \pm 0.04$ , что близко к теоретическому пределу для ИК-континуума 0.32, указанному в работе [8].

Далее приведем результаты анализа наблюдений атмосферы над пятнами в переходной области и в нижней короне в канале He II 304 инструментом EIT/SOHO. На рис. 2 показан график зависимости контраста  $C_{304}$  отдельно над тенью





**Рис. 2.** Зависимость значений контраста в линии He II 304 над тенью солнечных пятен  $C_{304}$  от площади их тени по данным SOHO/EIT: 1 – для замыкающих пятен  $C_{304-F}$ , 2 – для ведущих  $C_{304-L}$  и одиночных пятен  $C_{304-S}$ , 3 – для пор и малых пятен с вырожденной полутенью  $C_{304-p}$ .

ведущих/одиночных и замыкающих пятен в зависимости от площади их тени, построенный по данным SOHO/EIT. Видно, что значения  $C_{304}$  также разделяются на две независимые ветви: для ведущих/одиночных пятен и замыкающих пятен. При этом выявить изменение контраста  $C_{304}$  от площади пятен не удалось. Как и для случая поведения эквивалентной ширины компонентов ИК-триплета He I 10830, для пор и малых солнечных пятен с вырожденной полутенью с площадью  $S < 10$  МДП не удалось выявить каких-либо закономерностей в изменении параметра контраста  $C_{304}$ . По данным наблюдений CORONAS-F тени ведущих/одиночных пятен получены схожие результаты в поведении параметра  $C_{304}$ : также не выявлено зависимости значений этого параметра от площади пятен, в среднем, оно составило  $\sim 7.5$ .

По данным SDO/AIA контраст в  $\lambda 304 \text{ \AA}$  над тенью ведущих/одиночных и замыкающих пятен также различается, и в обоих случаях его значение слабо меняется в зависимости от  $S$ . При этом средние значения контраста в  $\lambda 304 \text{ \AA}$  для двух групп пятен оказались заметно больше по сравнению с результатами анализа данных CORONAS-F и SOHO/EIT. Возможные причины этого обсуждаются в [70].

Проведенный выше анализ показал, что свойства солнечной атмосферы, наблюдаемой в спектральных линиях He I 10830 и He II 304 над тенью пятен ведущих/одиночных и замыкающих сол-

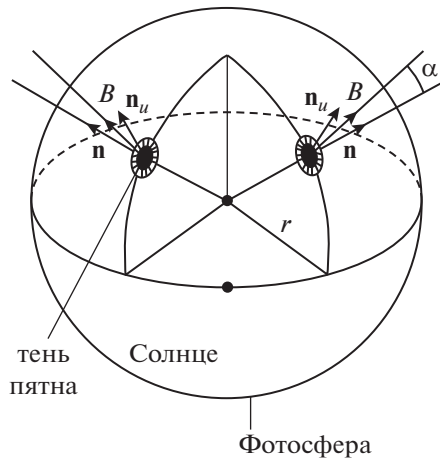
нечных пятнах, различны, а значит, магнитные свойства тени ведущих и замыкающих пятен также различаются.

### 3. ИССЛЕДОВАНИЕ СВОЙСТВ МАГНИТНОГО ПОЛЯ В ТЕНИ ВЕДУЩИХ И ЗАМЫКАЮЩИХ ПЯТЕН В АКТИВНЫХ ОБЛАСТЯХ В ПЕРИОДЫ ОТСУТСТВИЯ В НИХ ВЗРЫВНЫХ ПРОЦЕССОВ

#### 3.1. Данные и методы анализа свойств магнитного поля в тени солнечных пятен

Исследование свойств и динамики магнитного поля в тени солнечных пятен проводилось с использованием векторных измерений поля инструментом HMI обсерватории SDO. Пространственное разрешение ПЗС-матрицы магнитографа HMI составляет  $0.5''$ , временное разрешение в процессе векторных измерений поля – 12 минут. Для решения проблемы  $\pi$ -неопределенности поперечного компонента магнитного поля использовался метод, предложенный в работе [80]. Так, например, погрешности измеряемых величин инструментами SDO предоставлены разработчиками на сайте<sup>1</sup>, где в свободном доступе находятся файлы ошибок (\*\_err.fits) для измеряемых параметров магнитного поля за все интересующие нас периоды наблюдений (см. также работу [82]). Использование файлов с оценками погрешно-

<sup>1</sup> <http://jsoc.stanford.edu/ajax/exportdata.html>



**Рис. 3.** Иллюстрация анализируемого угла  $\alpha$  между вектором магнитного поля  $\mathbf{B}$  и положительной нормалью к поверхности Солнца  $\mathbf{n}$  в точке измерения поля в тени пятна в разные моменты времени, т.е. при разных положениях пятна на диске Солнца до и после прохождения центрального меридиана. Вектор  $\mathbf{n}_u$  — положительная нормаль к тени пятна, которая может не совпадать с  $\mathbf{n}$ .

стей измерения величины параметров магнитного поля в тени некоторых рассмотренных нами пятен показало, что эта погрешность не превышает 50–70 Гс.

В данном разделе приводятся результаты анализа следующих характеристик магнитного поля в тени пятна: 1) минимального угла  $\alpha_{\min}$  между вектором магнитного поля  $\mathbf{B}$  и положительной нормалью  $\mathbf{n}$  к поверхности Солнца; 2) среднего в пределах тени пятна угла  $\langle \alpha \rangle$ ; 3) максимального  $B_{\max}$  и среднего значения  $\langle B \rangle$  модуля магнитной индукции в тени пятна. Способ определения угла  $\alpha$  между  $\mathbf{B}$  и  $\mathbf{n}$  показан на рис. 3, где угол  $\alpha_{\min}$  — наименьший из всех углов в точках измерения поля в тени пятна. Заметим, что если магнитное поле в точке измерения имело отрицательную полярность, т.е. если поле в этой точке направлено к Солнцу, угол  $\alpha$  определялся из соотношения  $\alpha = 180^\circ - \alpha_{\text{mes}}$ , где  $\alpha_{\text{mes}}$  — измеренный угол между  $\mathbf{B}$  и  $\mathbf{n}$ .

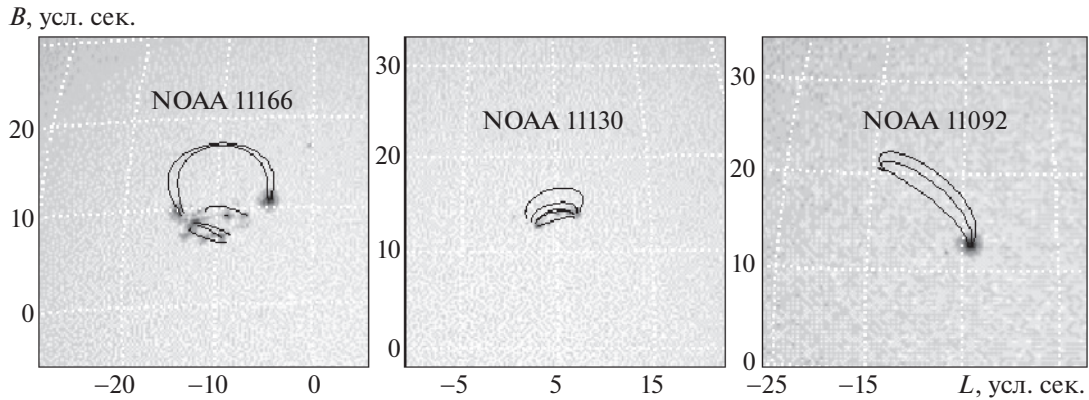
Практически угол  $\alpha$  находился из соотношения  $\cos(\alpha) = |B_r|/B$ , где  $B_r$  — радиальный компонент поля,  $B$  — модуль магнитной индукции. Величина  $B_r$  определялась с использованием характеристик магнитного поля, измеряемых НМІ: модуля магнитной индукции  $B$ , угла наклона вектора магнитного поля к лучу зрения  $\delta$  и азимута  $\psi$ , т.е. угла, измеряемого в плоскости неба против часовой стрелки от столбцов ПЗС-матрицы к поперечному компоненту поля, получающемуся при проецировании вектора  $\mathbf{B}$  на плоскость неба. Для определения параметров  $B$ ,  $\delta$  и  $\psi$  в пределах

тени пятен использовались изображения Солнца с этими параметрами, ближайшие по времени к моментам получения изображений Солнца в континууме.

Величина  $B_r$  находилась из соотношения, связывающего ее с компонентами поля в декартовой системе координат  $(X, Y, Z)$  с началом в центре солнечного диска, где оси  $0X, 0Y$  расположены в плоскости неба, ось  $0Z$  направлена к северному полюсу:  $B_r = B_x X + B_y Y + B_z Z = B \sin(\delta) \cos(\psi + 90^\circ) X + B \sin(\delta) \sin(\psi + 90^\circ) Y + B \cos(\delta) Z$ . Ось  $0Z$  перпендикулярна плоскости неба и направлена к Земле. Разницей между плоскостью эклиптики и плоскостью экватора мы пренебрегали. Предполагалось, что луч зрения перпендикулярен плоскости неба во всех точках в пределах солнечного диска. Угол  $\delta$  между  $\mathbf{B}$  и  $0Z$  варьируется в диапазоне  $[0^\circ; 180^\circ]$ , угол  $\psi$ , отсчитываемый в плоскости неба от оси  $0Y$  против часовой стрелки, меняется в диапазоне  $[0^\circ; 360^\circ]$ .

Значение угла  $\alpha$  варьируется от пятна к пятну. Для оценки состоятельности гипотезы об асимметрии магнитных трубок, связывающих тени пятен, преимущественно изучались свойства магнитно-связанных пятен, т.е. ведущие и замыкающие пятна, тени которых соединялись силовыми линиями магнитного поля. Отдельно рассматривались одиночные пятна. Примеры таких пятен показаны на рис. 4. Отметим, что для анализа отбирались солнечные пятна с преимущественно круговой или эллиптической структурой тени, а также с отсутствием ярко выраженной динамики пятен в каждой из исследуемых активных областей на протяжении времени  $\pm 6$  ч с момента получения данных, используемых для анализа. Из выборки исключали вращающиеся пятна и/или существенно смещающиеся друг относительно друга магнитно-связанные пятна. Дополнительно отбирали пятенные группы, в которых в указанный период времени не наблюдалось ВП: солнечных вспышек, эрупций волокон, формирования КВМ.

Силовые линии магнитного поля находились из расчетов поля над поверхностью Солнца в потенциальном приближении с помощью оригинальной программы, опирающейся на использование Vd-технологии в рамках модели “потенциальное поле — поверхность источника” [83]. Расчеты поля проводились по данным инструмента SOLIS (NSO) с пространственным разрешением  $1''$ . Предварительно для устранения влияния слабых полей данные SOLIS усреднялись в пределах площади на поверхности Солнца размером  $\sim 1^\circ$ , что соответствует пространственному разрешению  $\sim 16.7''$ . Вследствие недостаточного пространственного разрешения, возникшего в результате проведенных нами расчетов магнитного поля, к магнитно-связанным пятнам мы от-



**Рис. 4.** Левая и центральная панели – примеры магнитно-связанных пятен, правая панель – пример силовых линий поля, выходящих из одиночного пятна.

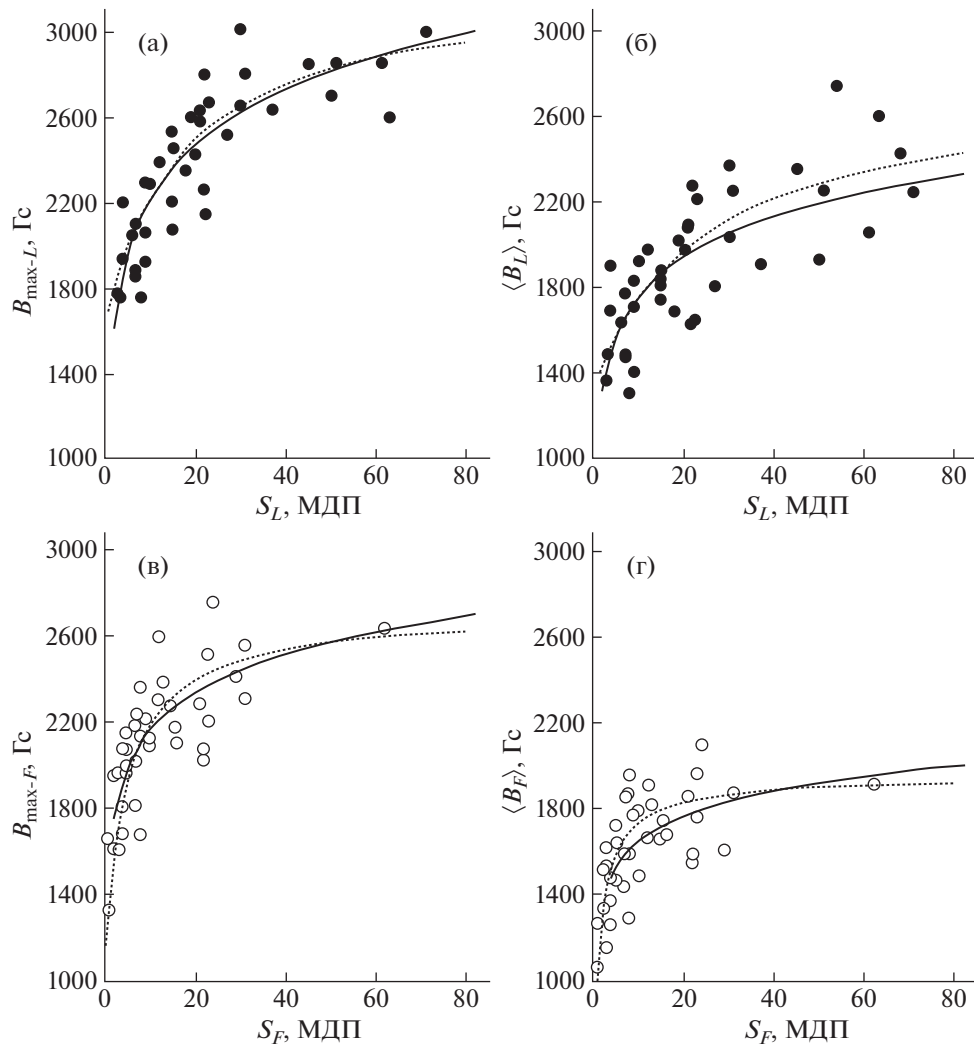
несли также пары пятен, для которых основания силовых линий поля из тени одного пятна (например, ведущего) попадали не точно в тень замыкающего пятна, а заканчивались рядом, в полутени или в ближайшей окрестности этого пятна. Расчеты поля с использованием Vd-технологии позволили определить значения длины участка силовой линии – из вершины силовой линии до основания в ведущем пятне  $l_L$  и от вершины до основания в замыкающем пятне  $l_R$ , что позволяет количественно оценить асимметрию силовых линий поля.

### 3.2. Результаты исследования величины магнитной индукции в тени ведущих и замыкающих солнечных пятен в зависимости от площади их тени

Отметим, что ранее зависимости между величиной магнитного поля  $B$  и площадью тени  $S$  не изучались отдельно для магнитно-связанных ведущих и замыкающих пятен. Впервые это было сделано в наших работах [29–31], где мы сравнили  $B_{\max}$  с  $S$  отдельно для ведущих и замыкающих пятен. Так, в работе [31] было проведено исследование свойств тени отобранных 40 пар магнитно-связанных ведущих и замыкающих пятен и 29 одиночных пятен. На рис. 5 приводится связь  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  с площадью тени пятна  $S$  отдельно для ведущих и замыкающих пятен и пор. Также нами были сопоставлены средние значения  $\langle B \rangle$  с  $S$  в ведущих и замыкающих пятнах (см. рис. 5б,г). Каждый график на рис. 5 содержит две линии регрессии: непрерывная линия описывается логарифмической функцией  $B_{\max} = A + B \ln(S)$ , пунктирная линия – зависимостью  $B_{\max} = A + BS/(S + C)$ . Такими же функциями описывается и связь  $\langle B \rangle$  с  $S$ . Видно, что линия регрессии, описываемая логарифмической функцией, хорошо аппроксимирует рассеяние точек на графике. Линия регрессии, описываемая второй формулой

$A + BS/(S + C)$ , “похожа” на формулу из работы [25], но имеет и важное отличие: при  $S \rightarrow 0$  величина  $B_{\max}$  (а также  $\langle B \rangle$ ) не стремится к 0, а принимает постоянное значение. На рис. 5а,в видно, что самое большое значение  $B_{\max}$ , соответствующее максимальным значениям площади тени, составило  $\sim 3000$  Гс для ведущих пятен и  $\sim 2700$  Гс для замыкающих пятен. Самые маленькие значения поля, наблюдавшиеся в пятнах  $B_{\max} \sim 1300$  Гс, т.е. пятен и пор со значениями поля меньше 1000 Гс не обнаружено. Отметим, что первоначально в анализированной выборке было три солнечных пятна с  $B_{\max} > 4500$  Гс. Мы исключили эти события из рассмотрения, т.к. они сильно отклоняются от основного рассеяния точек. Предполагаем, что они формируют особую ветвь зависимости  $B_{\max}(S)$  для больших пятен с  $S > 60$  МДП, или, что более вероятно, связаны с погрешностью измерений инструментом НМІ сильных полей.

Из рис. 5 можно сделать еще несколько выводов. Так, в большинстве случаев ( $\sim 73\%$ ) максимум магнитной индукции в тени ведущих пятен больше, чем в замыкающих. Кроме того, при больших значениях площади тени как ведущих, так и замыкающих пятен магнитное поле относительно слабо зависит от площади. В этом случае можно говорить о “квазинасыщении” зависимости  $B_{\max}(S)$ . Очень важно именно пороговое значение, при котором начинается насыщение кривой на графике. В формуле  $B(S)$  из [25] это значение составило 66 МДП, что соответствует радиусу тени пятна 8000 км. Согласно нашим оценкам, пороговые значения для ведущих пятен составляют  $\sim 25$  МДП, а для замыкающих –  $\sim 10$  МДП, что соответствует радиусам 5000 и 3100 км соответственно. Если предположить, что квазинасыщение начинается, когда площадь  $S$  сопоставима с глубиной тени, то наши результаты, в среднем, согласуются с оценками в работе [63], в которой взята за основу концепция “неглубокого” пятна.



**Рис. 5.** Зависимость величины магнитного поля в тени солнечных пятен от их площади: (а) максимум магнитной индукции в тени ведущих пятен  $B_{\max-L}(S_L)$ ; (б) среднее магнитное поле в тени ведущих пятен  $\langle B_L \rangle(S_L)$ ; (в) максимум магнитной индукции в тени замыкающих пятен  $B_{\max-F}(S_F)$ ; (г) среднее значение магнитной индукции в замыкающих пятнах  $\langle B_F \rangle(S_F)$ .

С такой интерпретацией получается, что замыкающие пятна не только имеют меньшее магнитное поле по сравнению с ведущими пятнами, но, возможно, являются еще и менее глубокими структурами.

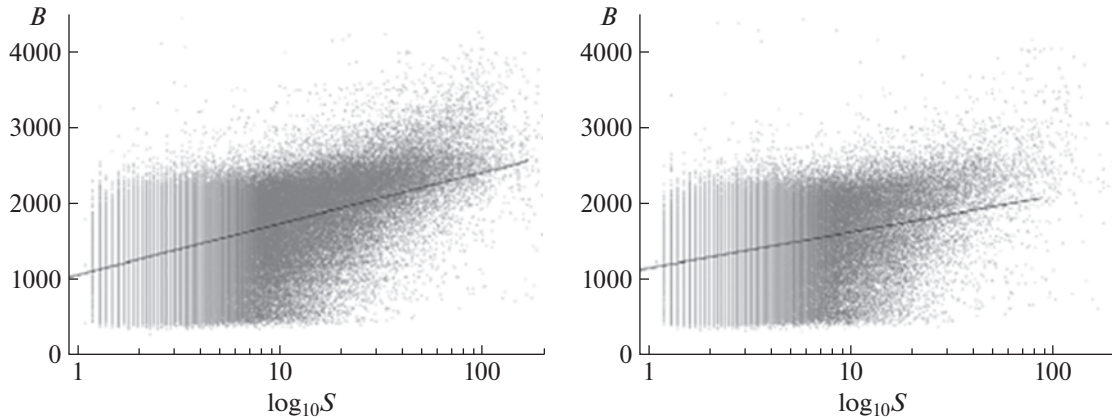
Мы также сравнили средние значения магнитной индукции  $\langle B \rangle$  с  $S$  в ведущих и замыкающих пятнах. Было обнаружено, что для зависимости  $\langle B \rangle(S)$  различие между ведущими и замыкающими пятнами более выражено, чем для зависимости  $B_{\max}(S)$ . Это означает более сильное уменьшение поля от центра ядра тени к ее границе в замыкающих пятнах, чем в ведущих.

Сравнение зависимостей величины магнитного поля в тени ведущих и замыкающих пятен от площади их тени было проведено также в статье

[84] по данным наблюдений Mount Wilson Observatory за период 1917–2013 гг., т.е. по большой выборке солнечных пятен, наблюдавшихся в разных циклах СА (рис. 6).

L. Van Driel-Gesztelyi и K. Petrovay [84] при сравнении зависимостей  $B(S)$  для ведущих и замыкающих пятен пришли к следующим выводам: 1) корреляция между площадью и напряженностью поля примерно на 20% сильнее для пятен и пор ведущей полярности; 2) наклон линии регрессии больше для пятен и пор ведущей полярности. L. Van Driel-Gesztelyi и K. Petrovay [84] объяснили полученные ими результаты различием числа пор и пятен малой площади и более слабыми полями ведущей и замыкающей полярности. Если сравнить число пор и пятен малой площади и со слабыми полями, то намного большее





**Рис. 6.** График рассеяния напряженности магнитного поля и логарифма площади тени и пор пятна для ведущего (слева) и замыкающего (справа) пятен; показаны наилучшие линии регрессии.

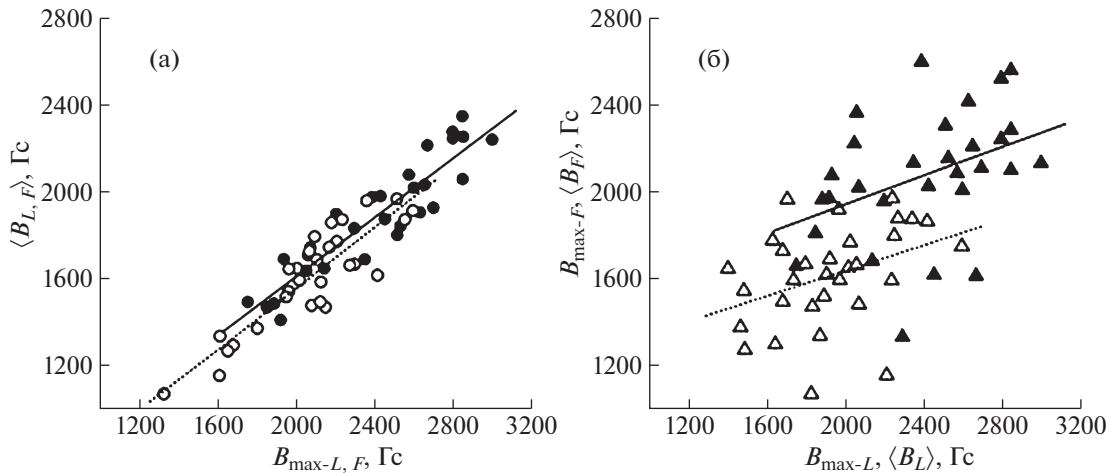
число точек данных приходится на пятна и поры замыкающей полярности магнитного поля, что, в итоге, и уменьшает наклон линии регрессии. Действительно, даже в одной АО число пятен и пор замыкающей полярности всегда больше, и они, как правило, имеют меньшие размеры в сравнении с пятнами и порами ведущей полярности. Кроме этого, на рис. 6 видно, что пятна большей площади и величиной поля  $B > 2500$  МДП имеют, преимущественно, ведущую полярность.

К сожалению, в работе [84] рассматривались ведущие и замыкающие пятна без выделения в особую группу магнитно-связанных пятен, что не позволяет выполнить полное сравнение полученных результатов из работы [84] с вышеперечисленными результатами, опубликованными в [29–31]. Однако следует отметить некоторые различия в полученных результатах. Так, в [29–31] при исследовании свойств магнитно-связанных пар пятен удалось выявить, что в тени пятен близкой площади, но разной полярности, значения  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  принимают бóльшие значения в ведущих пятнах по сравнению с замыкающими. Большой разброс значений на рис. 6 может быть связан, в том числе, с тем, что в работе [84] L. Van Driel-Gesztelyi и K. Petrovay не отбирали АО с группами пятен без ВП. Как будет показано ниже, магнитные свойства пятен АО, где наблюдались такие взрывные процессы, как солнечные вспышки и формирование КВМ, и АО без ВП отличаются. Отличия в магнитных свойствах пятен могут появляться и при изучении “динамических” пятен, т.е. с явно-выраженным вращением и движением в пределах группы пятен, а также при исследовании солнечных пятен в так называемых магнитных комплексах активности (МКА), т.е. в АО, связанных силовыми линиями магнитного поля. В следующем разделе приведен пример МКА, в котором часть силовых линий из тени ведущего

пятна одной АО может уходить в область замыкающей полярности близко расположенной АО.

### 3.3. Сравнительный анализ свойств тени магнитно-связанных ведущих и замыкающих солнечных пятен

Рассмотрим более подробно полученные зависимости между  $B_{\max}$  и между  $\langle B \rangle$  отдельно в ведущих и замыкающих пятнах, а также сопоставим  $B_{\max-L}$  с  $B_{\max-F}$  и  $\langle B_L \rangle$  с  $\langle B_F \rangle$  в пятнах двух типов (рис. 7). Из рис. 7а следует, что между  $B_{\max-L}$  и  $\langle B_L \rangle$ , а также между  $B_{\max-F}$  и  $\langle B_F \rangle$  существует сильная корреляция в обоих типах пятен. Это означает, что характер “расходимости” силовых линий магнитного поля в ведущих и замыкающих пятнах слабо зависит от величины  $B_{\max}$  в них. На первый взгляд кажется странным, что связь между величиной поля в ведущих и замыкающих пятнах оказалась относительно слабой. Если два пятна соединены магнитной трубкой, то, с учетом сохранения магнитного потока в такой трубке,  $B_{\max-L}$  и  $B_{\max-F}$  в таких пятнах должны быть однозначно связаны. Однако, как уже говорилось выше, концепция магнитной трубки не точна и употребляется в рамках настоящего обзора только для краткости изложения. Весь магнитный поток из ведущего пятна в большинстве случаев не может “попасть” в одно замыкающее пятно, т.к., в среднем, площадь тени пятна и величина поля в ней в ведущем пятне больше, чем в замыкающем. Строго говоря, тесная связь характеристик поля в ведущем и замыкающем пятнах должна быть только в той части магнитного потока, который связывает два пятна. Но величины  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  мы определяем в пределах всей тени пятна, а не в пределах общей системы силовых линий, связывающих два пятна. Различие указанных характеристик поля во всей тени пятна и в пределах сече-



**Рис. 7.** (а) Зависимость среднего значения поля  $\langle B_L \rangle$  в пределах тени ведущего пятна от значений максимума магнитной индукции в ведущем пятне  $B_{\max-L}$  (круги и непрерывная линия регрессии) и зависимость  $\langle B_F \rangle(B_{\max-F})$  (окружности и пунктирная линия регрессии); (б) графики зависимостей  $B_{\max-F}(B_{\max-L})$  (закрашенные треугольники и непрерывная линия регрессии) и  $\langle B_F \rangle(\langle B_L \rangle)$  (незакрашенные треугольники и пунктирная линия регрессии).

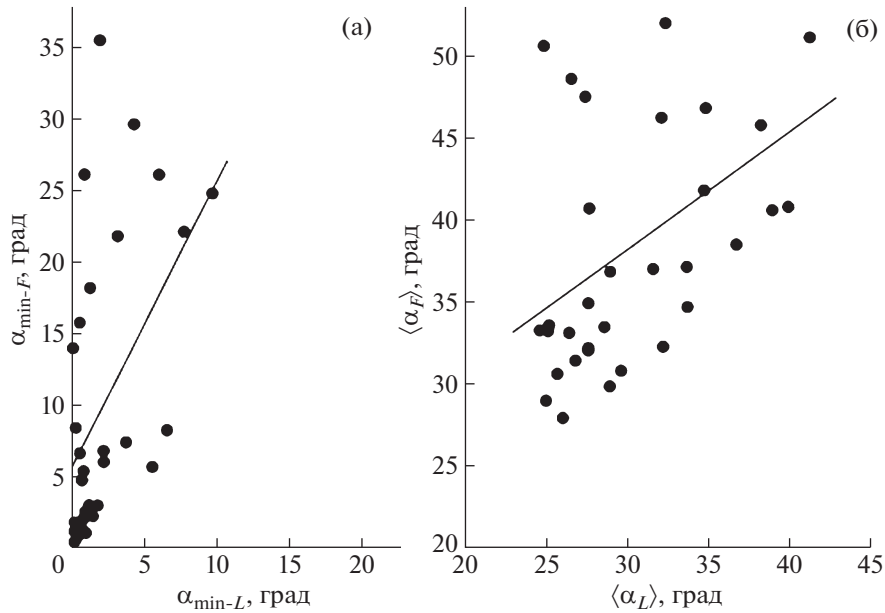
ния магнитной трубки (т.е. части тени), связывающей ведущее и замыкающее пятна, является, по-видимому, одной из основных причин слабой корреляции между  $B_{\max-L}$  и  $B_{\max-F}$ , а также между  $\langle B_L \rangle$  и  $\langle B_F \rangle$ . Косвенно существование нескольких систем силовых линий (“магнитных трубок”) в тени пятна подтверждается многоядерной структурой тени, когда отдельные ядра тени можно принять за основания отдельных магнитных трубок. Также эта гипотеза находит свое подтверждение при рассмотрении магнитных комплексов активности (см. в следующем разделе), на примере которых удалось показать, что одна часть силовых линий из ведущего пятна уходит в замыкающую область родной АО, а другая часть — в замыкающую часть соседней АО.

В работе [31] были также проанализированы магнитные свойства тени группы нескольких отобранных одиночных солнечных пятен, для которых среднее значение  $\alpha_{\min-S} = 2.57^\circ$  меньше, чем  $\alpha_{\min-L} = 3.32^\circ$  в тени ведущих пятен. Средний угол  $\langle \alpha_S \rangle$  в одиночных пятнах при усреднении по всей выборке составил  $29.5^\circ$ , среднее значение магнитной индукции  $\langle B_S \rangle \sim 2800$  Гс, средняя площадь  $\langle S_S \rangle = 25.5$  МДП. Это означает, что по сравнению с ведущими пятнами, где среднее значение поля составило  $\langle B_L \rangle \sim 2400$  Гс, а средняя площадь  $\langle S_L \rangle \sim 24$  МДП, отобранные для анализа одиночные пятна характеризуются большими значениями максимума магнитного поля и площади тени. Это согласуется с выводом работ [29, 31], согласно которым пятна с большими значениями поля и площади тени, в среднем, характеризуются меньшими значениями углов  $\alpha_{\min}$ . В одиночных пятнах также существует положительная корреляция

между  $B_{\max-S}$  и площадью тени пятна  $S_S$ . Оказалось, что и в одиночных пятнах существует, хоть и слабо выраженная, тенденция к отрицательной связи между  $\alpha_{\min-S}$  и  $B_{\max-S}$ . Установлено существование отрицательной корреляции и между  $\langle \alpha_S \rangle$  и  $S_S$  с коэффициентом корреляции  $r = -0.66$ .

Сравнение зависимостей характеристик магнитного поля для одиночных пятен с аналогичными зависимостями для ведущих и, в меньшей степени, для замыкающих пятен свидетельствует о близости характера полученных зависимостей для пятен различных типов. Однако в тени одиночных пятен величина магнитного поля при тех же значениях  $\alpha_{\min}$ , что и для ведущих пятен многопятенной группы, больше, и в меньшей степени подвержена изменениям с увеличением минимального и среднего угла между силовой линией поля и нормалью в тени пятна, т.е. магнитное поле в одиночных пятнах более “компактно”.

В работах [29–31], по-видимому, впервые, в тени ведущих и замыкающих пятен были сопоставлены минимальные углы  $\alpha_{\min-L}$  и  $\alpha_{\min-F}$ , а также средние значения  $\langle \alpha_L \rangle$  и  $\langle \alpha_F \rangle$  углов наклона силовых линий поля (рис. 8). Оказалось, что  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$  в 78%, а  $\langle \alpha_L \rangle$  меньше  $\langle \alpha_F \rangle$  в 83% рассмотренных пар пятен. Похожий вывод о том, что магнитные трубки, соединяющие тени ведущих и замыкающих пятен, в большинстве случаев более радиальные в ведущих пятнах по сравнению с замыкающими, был сделан в работах [29, 30]. Заметим, что этот вывод не согласуется с результатами расчетов подъема магнитной трубки в конвективной зоне, где предполагается, что ноги трубки формируют наблюдаемые пятна противоположной полярности [53, 57], а также с результатом



**Рис. 8.** (а) Зависимость между минимальными углами наклона линий поля в замыкающем  $\alpha_{\min-F}$  и в ведущем  $\alpha_{\min-L}$  пятнах. (б) Зависимость между средними углами  $\langle \alpha_F \rangle$  и  $\langle \alpha_L \rangle$  в ведущем и замыкающем пятнах.

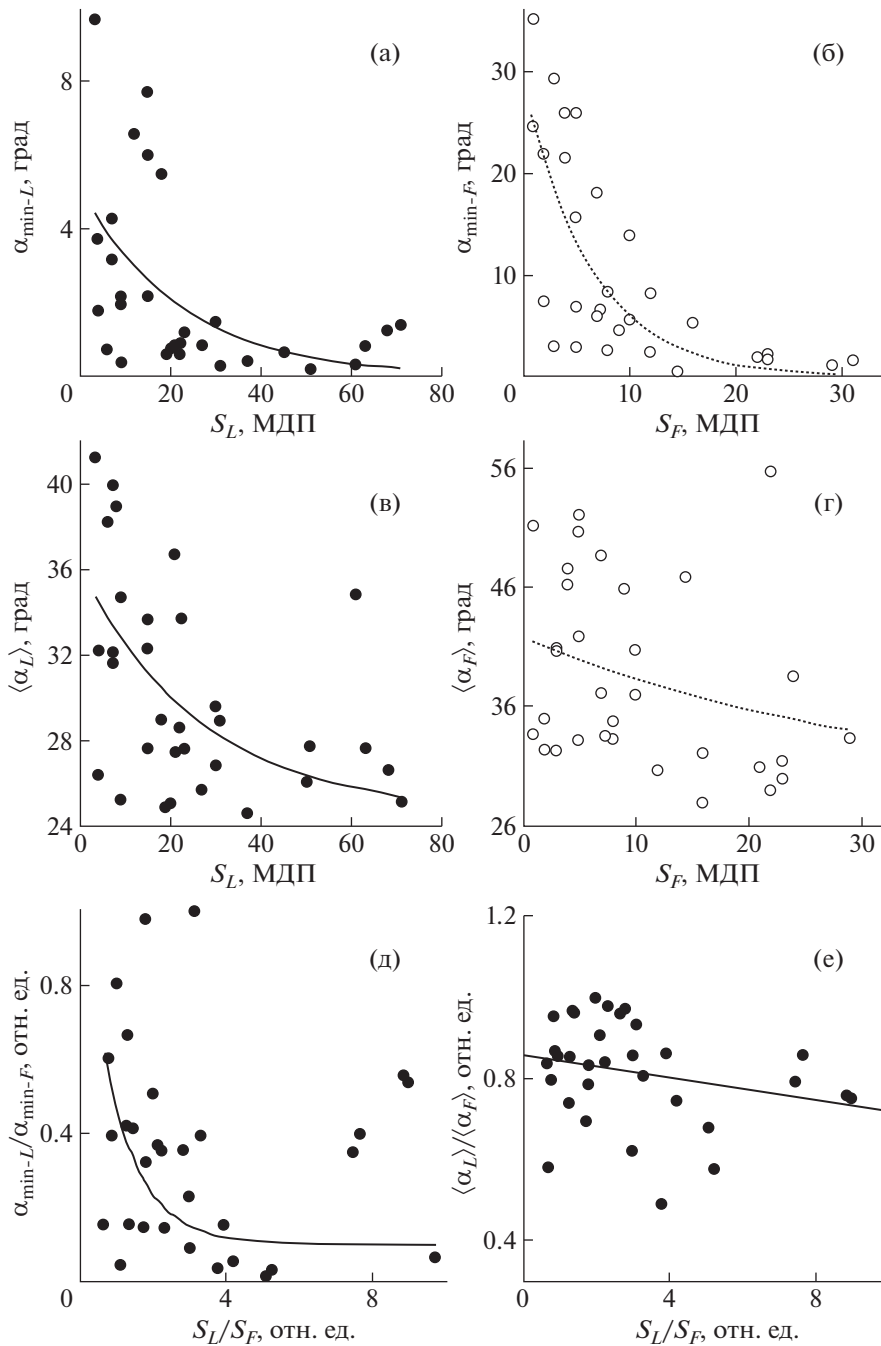
анализа положения линия раздела полярности (ЛРП) фотосферного поля в АО относительно ведущих и замыкающих пятен [85, 86]. Выше, во вводной части обзора, нами были приведены аргументы в поддержку нашего представления о том, что ведущие и замыкающие магнитно-связанные пятна не формируются ногами всплывающей из конвективной зоны магнитной трубки. Результаты работ [85, 86] были нами пересмотрены (см. ниже). Для группы пятен, которые удовлетворяют условию  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$ , средний по выборке минимальный угол  $\alpha$  в ведущих пятнах составляет  $2.14^\circ$ , средний по выборке минимальный угол для замыкающих пятен  $10.17^\circ$ , а их отношение равно 0.21. Для средних по выборке углов в ведущих и замыкающих пятнах имеем, соответственно,  $\langle \alpha_{L_{av}} \rangle = 30.45^\circ$  и  $\langle \alpha_{F_{av}} \rangle = 38.29^\circ$ , их отношение составляет  $\langle \alpha_{L_{av}} \rangle / \langle \alpha_{F_{av}} \rangle = 0.8$ .

Из рис. 8 также следует, что для пятен, удовлетворяющих условию  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$ , существует положительная корреляция между  $\alpha_{\min-F}$  и  $\alpha_{\min-L}$ . Видно, что для пятен, у которых  $\langle \alpha_L \rangle < \langle \alpha_F \rangle$ , между  $\langle \alpha_F \rangle$  и  $\langle \alpha_L \rangle$  также существует положительная корреляция. В среднем, в магнитно-связанных парах в ведущих пятнах углы  $\alpha_{\min-L}$  и  $\langle \alpha_L \rangle$  меньше, чем в замыкающих. Это также свидетельствует в пользу того, что поле в ведущих пятнах более радиально в сравнении с замыкающими пятнами, т.е. магнитная трубка, связывающая ведущее и замыкающее пятна, не является симметричной, а ее вершина смещена в сторону ведущего пятна.

Результаты работы [31] также показали, что для пятен обоих типов существует отрицательная корреляция между  $\alpha_{\min}$  и  $S$ : с ростом площади тени пятна угол  $\alpha_{\min}$ , а также  $\langle \alpha \rangle$  уменьшается, см. рис. 9а–г. При этом характер зависимостей для ведущих и замыкающих пятен различен. Существует также связь между отношением углов  $\alpha_{\min-L} / \alpha_{\min-F}$  и отношением площадей  $S_L / S_F$  ведущих и замыкающих пятен (рис. 9д), а также между отношением средних углов  $\langle \alpha_L \rangle / \langle \alpha_F \rangle$  и  $S_L / S_F$  (рис. 9е). Графики на рис. 9 демонстрируют, что существует тенденция связи между параметрами, описывающие магнитные свойства пятен каждого типа (ведущее/замыкающее), и между характеристиками асимметрии тени ведущих и замыкающих пятен. Таким образом, наш анализ показал, что существует заметная асимметрия в свойствах магнитного поля в магнитно-связанных ведущих и замыкающих солнечных пятнах.

На этапе интерпретации полученных результатов возник вопрос: почему углы  $\alpha_{\min-L}$  и  $\alpha_{\min-F}$  не бывают равными нулю? Частично это можно объяснить погрешностью определения углов  $\alpha$ . По нашим расчетам, опирающимся на сведения о погрешности в нахождении углов  $\delta$  и  $\psi$  по данным НМИ, точность определения  $\alpha$  в тени пятен варьируется в диапазоне от нескольких десятых градуса до  $\sim 2^\circ$ . Но найденные нами значения углов, особенно в замыкающих пятнах, могут существенно превышать  $2^\circ$ . Возможный ответ на поставленный вопрос дает работа [87], в которой приведены аргументы, что плоскости наблюдае-

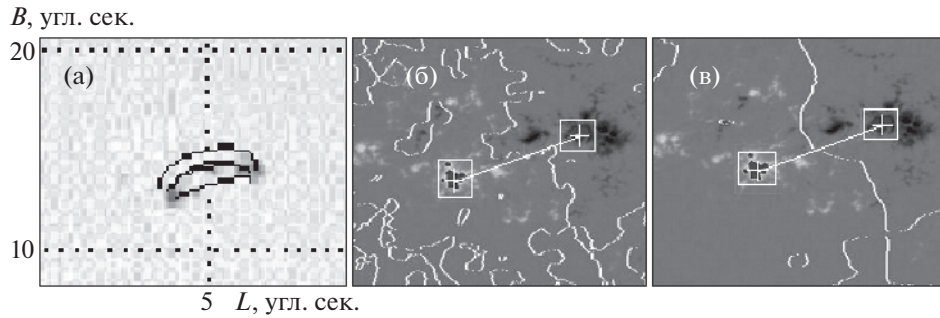




**Рис. 9.** Зависимости минимального угла наклона вектора магнитной индукции к положительной нормали  $\alpha_{\min-L}$  (а) и среднего угла  $\langle \alpha_L \rangle$  (в) в тени ведущего пятна в зависимости от площади их тени  $S_L$ . На панелях (б) и (г) – аналогичные зависимости для замыкающих пятен. На панелях (д) и (е) показано отношение минимальных углов в ведущих и замыкающих пятнах, а также средних значений углов в пределах тени пятен в зависимости от отношения площадей обоих типов пятен соответственно.

мых теней солнечных пятен могут и не быть перпендикулярными радиальному направлению из центра Солнца  $\mathbf{n}$ . В этом случае минимальный угол между направлением поля и нормалью к плоскости тени  $\mathbf{n}_\perp$  может быть близок к  $0^\circ$ , но минимальный угол между направлением поля и

нормалью к поверхности фотосферы будет составлять несколько градусов. Это означает, что угол  $\alpha_{\min}$  может также служить мерой наклона плоскости тени пятна к радиальному направлению, т.е. угла между  $\mathbf{n}$  и  $\mathbf{n}_\perp$ . Однако количественных оценок значений угла между  $\mathbf{n}$  и  $\mathbf{n}_\perp$  до сих пор



**Рис. 10.** а) Пример магнитно-связанных ведущего и замыкающего пятен на изображении в континууме обсерватории SDO; б) Фрагмент фотосферы с распределением радиального компонента поля  $B_r$  и изолиниями  $B_r = 0$ , полученными при усреднении  $B_r$  на участках размером  $[15 \times 15]$  пикселей; в) То же, что на предыдущем рисунке, только усреднение  $B_r$  осуществлялось на участках размером  $[50 \times 50]$  пикселей. Показаны “холмы” поля, соответствующие пятнам в континууме, и соединяющая их линия, пересекающая ЛРП.

выполнено не было, поэтому не известно, какие максимальные значения может принимать этот угол.

#### 3.4. Уточнение асимметрии системы связанных силовых линий в биполярной группе

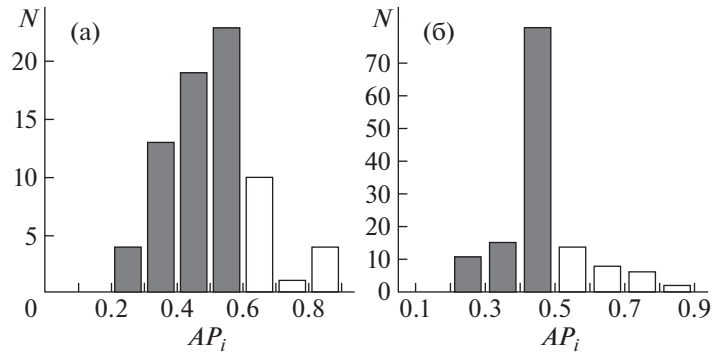
Как было сказано выше, в ряде теоретических работ утверждается, что угол наклона “ног” магнитной трубки, соединяющей ведущее и замыкающее пятна, меньше в замыкающем пятне по сравнению с ведущим, что не согласуется с нашим выводом в [29–31]. Кроме этого вопрос об асимметрии магнитной трубки, соединяющей пятна противоположной полярности поля, ранее был рассмотрен в работах [75, 76], где утверждается, что в большинстве случаев линия раздела полярностей (ЛРП) между соседними “холмами” фотосферного поля с противоположной полярностью была ближе к “холму”, полярность которого соответствовала замыкающему пятну. На основании этого результата авторы работ [85, 86] заключили, что характерным для магнитно-связанных пар пятен из ведущего и замыкающего пятен является условие  $\alpha_{\min-L} > \alpha_{\min-F}$ . Под “холмами” фотосферного поля в [85, 86] приняли униполярные области фотосферного поля с повышенными значениями напряженности магнитного поля, часто соответствующие солнечным пятнам и порам, но не всегда.

Чтобы разобраться с причинами возникшего противоречия, мы повторили эксперимент с анализом положения ЛРП между ведущим и замыкающим пятнами, используя отобранные нами 74 пары магнитно-связанных пары пятен [88]. При отборе магнитно-связанных пятен мы придерживались более “мягкими” критериями: основным требованием было отсутствие ВП в отобранных группах пятен на интервале наблюдений  $\Delta t = \pm 3$  ч от момента получения инструментом

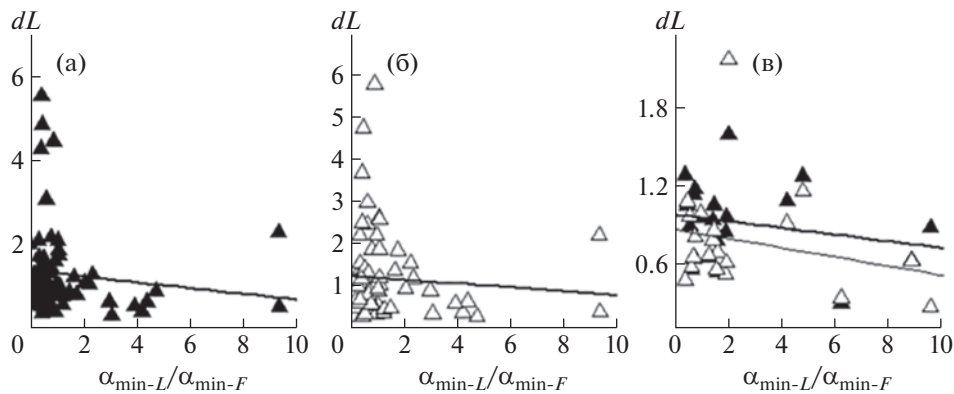
НМД данных, используемых нами в данном исследовании. При этом не устанавливались “жесткие” требования к форме пятна, смещению пятен, малым изменениям его площади (не более 7%) и структуры на указанном временном интервале  $\Delta t$ , как это было сделано в предыдущих исследованиях. При таком отборе магнитно-связанных пятен для большинства пар выполнялось условие  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$ , но для ~30% от общего числа пар пятен, наоборот,  $\alpha_{\min-L} > \alpha_{\min-F}$ .

На рис. 10 показан пример магнитно-связанных пятен (а), где приведены два магнитно-связанных пятна и ЛРП между ними, полученная двумя способами: при усреднении  $B_r$  методом скользящего среднего на участке фотосферы  $[15 \times 15]$  пикселей (б) и  $[50 \times 50]$  пикселей (в). Для всех анализировавшихся пар пятен были найдены расстояния вдоль линий, соединяющих центры тени ведущих и замыкающих пятен, и расстояния от пятен до точки пересечения с ЛРП. Далее вычислялись параметры  $dL = dL_L/dL_F$  и  $AP_i = dL/(dL + 1)$  как в работах [85, 86], где  $dL_L$  – расстояние от тени ведущего пятна до ЛРП, а  $dL_F$  – от тени замыкающего пятна до ЛРП.

Аналогично работе [85], в которой показано, что среднее значение  $\langle AP_i \rangle = 0.574$ , мы построили гистограммы для распределения параметра  $AP_i$  (рис. 11). Именно на основании полученного значения  $\langle AP_i \rangle$  в работе [85] был сделан вывод о том, что в большинстве случаев  $\alpha_{\min-L} > \alpha_{\min-F}$ . Однако наш анализ показал, что прямой связи между значениями  $\langle AP_i \rangle$  и соотношением между  $\alpha_{\min-L}$  и  $\alpha_{\min-F}$  нет. Так, по нашим оценкам  $\langle AP_i \rangle$  составило 0.503 для усреднения  $[50 \times 50]$  пикселей и  $\langle AP_i \rangle = 0.47$  для усреднения  $[15 \times 15]$  пикселей. В отличие от выводов работ [85, 86], в 52.7% исследуемых нами пар пятен реализуется условие  $dL_L < dL_F$  для усреднения по площадкам  $[50 \times 50]$  пик-



**Рис. 11.** Гистограмма числа пар пятен в зависимости от значения параметра  $AP_i$ : а) для усреднения по участкам  $[50 \times 50]$  пикселей, б) по участкам  $[15 \times 15]$  пикселей.



**Рис. 12.** Зависимость  $dL$  от  $\alpha_{\min-L}/\alpha_{\min-F}$ : а) усреднение  $B_r$  по площадкам  $[50 \times 50]$  пикселей; б) усреднение  $B_r$  по площадкам  $[15 \times 15]$  пикселей; в) то же, что на панелях а, б, но для групп пятен  $\beta$ -конфигурации, где толстая линия – усреднение на площадках  $[50 \times 50]$  пикселей, тонкая линия –  $[15 \times 15]$  пикселей.

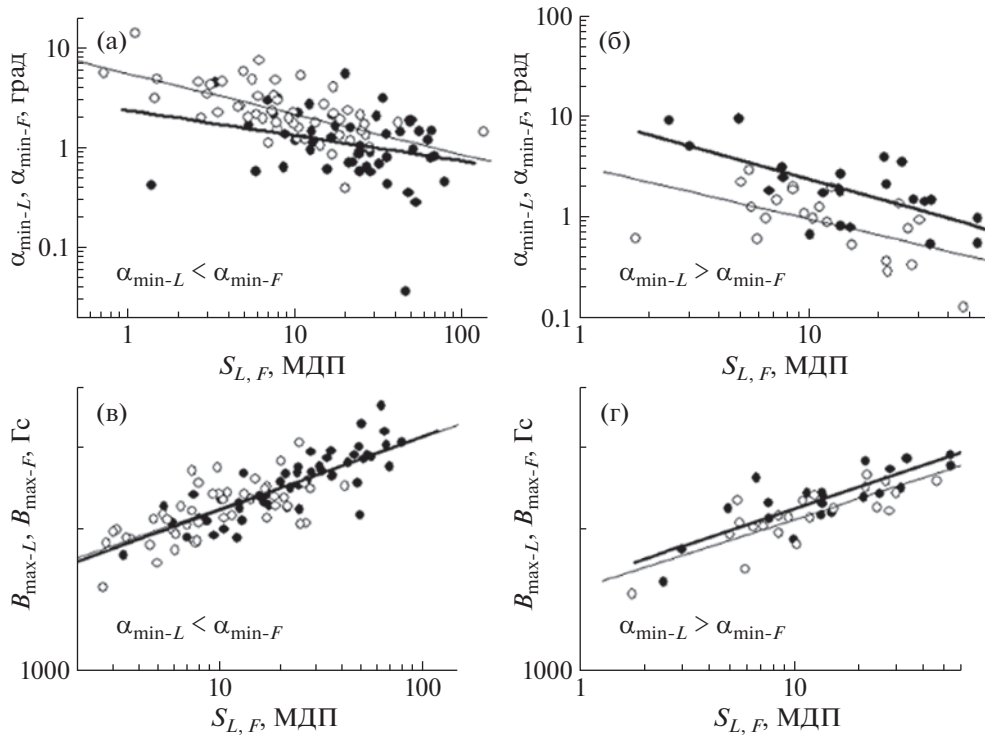
селей и в 62.2% случаев – при усреднении по  $[15 \times 15]$  пикселей.

На рис. 12 показана связь отношения расстояния от ведущего пятна до ЛРП к расстоянию от замыкающего пятна до ЛРП с отношением углов наклона ног магнитной трубки в ведущем и замыкающем пятнах, связанных силовыми линиями магнитного поля. На основании полученных зависимостей приходится сделать вывод: когда  $\alpha_{\min-L}/\alpha_{\min-F} < 1$ , то  $dL$  может быть как меньше 1.0, так и больше. Другими словами, если  $\alpha_{\min-L}/\alpha_{\min-F} < 1$ , то точка пересечения отрезка между пятнами и ЛРП может быть как ближе к ведущему пятну, так и дальше от него.

Если сравнить рис. 11 и рис. 12, то получается, что соотношение между расстоянием от ЛРП до пятен двух типов слабо связано с соотношением углов наклона  $\alpha$  магнитной трубки к радиальному направлению из центра Солнца  $n$ . Этот вывод справедлив для всех отобранных нами для анализа пар пятен. Напомним, что в работах [85, 86] авторы отождествляли на магнитограммах “холмы”

фотосферного магнитного поля, не сопоставляя их координаты с координатами солнечных пятен. Возможно, появившаяся несогласованность результатов в [85, 86] с полученными нами результатами связана именно с тем, что не все “холмы” магнитного поля соответствуют развитым пятнам или порам. Действительно, как показал наш анализ, на совмещенных изображениях АО в УФ-континууме и магнитограммах не все униполярные области фотосферного поля с повышенными значениями поля  $B$  относительно фонового поля спокойных областей удается отождествить с солнечными пятнами и порами.

Как было сказано выше, в работе [88] магнитные свойства пятен определялись для пятен, удовлетворяющих как условию  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$ , так и условию  $\alpha_{\min-L} > \alpha_{\min-F}$ , тогда как в работах [29–31] проанализированы магнитные свойства тени ведущих и замыкающих пятен только для пар пятен, в которых  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$ . Оказалось, что такие зависимости, как  $\alpha_{\min-L}(S_L)$ ,  $\alpha_{\min-F}(S_F)$ ,  $B_{\max-L}(S_L)$  и  $B_{\max-F}(S_F)$  характеризуются одинаковыми тенден-



**Рис. 13.** Сравнение  $\alpha_{\min-L}(S_L)$  и  $\alpha_{\min-F}(S_F)$  в пятнах, удовлетворяющих условию  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$  (а) и условию  $\alpha_{\min-L} > \alpha_{\min-F}$  (б). Соответственно, на панелях (в) и (г) сравниваются зависимости  $B_{\max-L}(S_L)$  и  $B_{\max-F}(S_F)$ , удовлетворяющих условиям  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$  и  $\alpha_{\min-L} > \alpha_{\min-F}$ .

циями и близки количественно для двух рассмотренных случаев с разной асимметрией связывающего их магнитного поля (см. рис. 13).

В то же время зависимость средних значений углов в тени пятна  $\langle \alpha_{L,F} \rangle$  от  $S_{L,F}$  и от среднего значения модуля магнитной индукции  $\langle B_{L,F} \rangle$  оказалась различной для двух групп пятен (см. рис. 14). Ранее в работах [29–31] было показано, что в пятнах, удовлетворяющих условию  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$ , существует слабая положительная корреляция между  $\alpha_{\min-L}$  и  $\alpha_{\min-F}$ , а также между  $\langle \alpha_L \rangle$  и  $\langle \alpha_F \rangle$ .

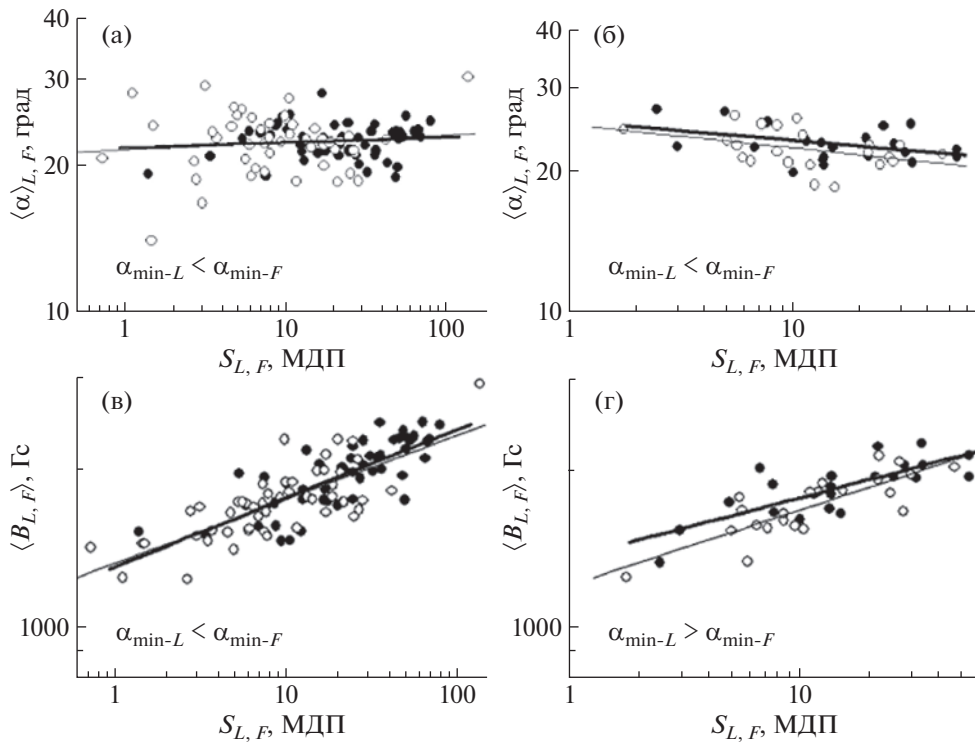
Мы выяснили также, существует ли зависимость между  $B_{\max-L}$  и  $B_{\max-F}$ , а также между  $\langle B_L \rangle$  и  $\langle B_F \rangle$ , отдельно в пятнах, удовлетворяющих условию  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$ , и условию  $\alpha_{\min-L} > \alpha_{\min-F}$  (рис. 15). Выполненный анализ показал, что для двух рассмотренных случаев существует положительная корреляция между исследуемыми параметрами.

Можно предположить, что различие в поведении углов и значений магнитной индукции в тени исследуемых пятен для двух рассмотренных случаев связано с тем, что магнитные трубки, связывающие тени ведущего и замыкающего пятен при  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$ , более асимметричны. В этом случае реализуются условия, когда вершина силовой ли-

нии, связывающей два типа пятен, смещена в сторону тени ведущего пятна.

В дополнение к описанным выше результатам, в работе [31] была изучена связь между контрастом  $C_{304}$  в линии He II 304 и большинством исследуемых авторами данного обзора характеристик магнитного поля в тени магнитно-связанных пятен:  $\alpha_{\min}$ ,  $B_{\max}$ ,  $\langle B \rangle$  и магнитным потоком как в ведущих, так и в замыкающих пятнах. Таким способом мы планировали связать разницу в “накоплении” ионов гелия, излучающих в линии He II 304, над ведущими и замыкающими пятнами, с характеристиками магнитного поля в тени этих пятен. К сожалению, анализ показал практически полное отсутствие корреляции между контрастом  $C_{304}$  и большинством исследуемых характеристик магнитного поля: значение линейных коэффициентов корреляции не превышало  $r \sim 0.2$ .

Корреляция также отсутствовала между асимметрией контраста излучения в линии He II 304  $C_{304-L}/C_{304-F}$  и отношениями параметров магнитного поля в ведущих и замыкающих пятнах, в том числе, и с отношением средних углов. Возможно, это связано с погрешностью при определении нами контраста  $C_{304}$  или параметров поля. Однако нельзя исключить и реальное отсутствие сильной связи  $C_{304}$  с характеристиками поля в тени пятна



**Рис. 14.** Связь среднего угла наклона линий поля в пределах тени пятна  $\langle \alpha_{L,F} \rangle$  (а) и среднего значения магнитной индукции  $\langle B_{L,F} \rangle$  (в) в тени пятна с площадью его тени  $S_{L,F}$  для случая  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$ ; (б) и (г) – зависимости, аналогичные зависимостям на (а) и (б), но для пятен, удовлетворяющих условию  $\alpha_{\min-L} > \alpha_{\min-F}$ .

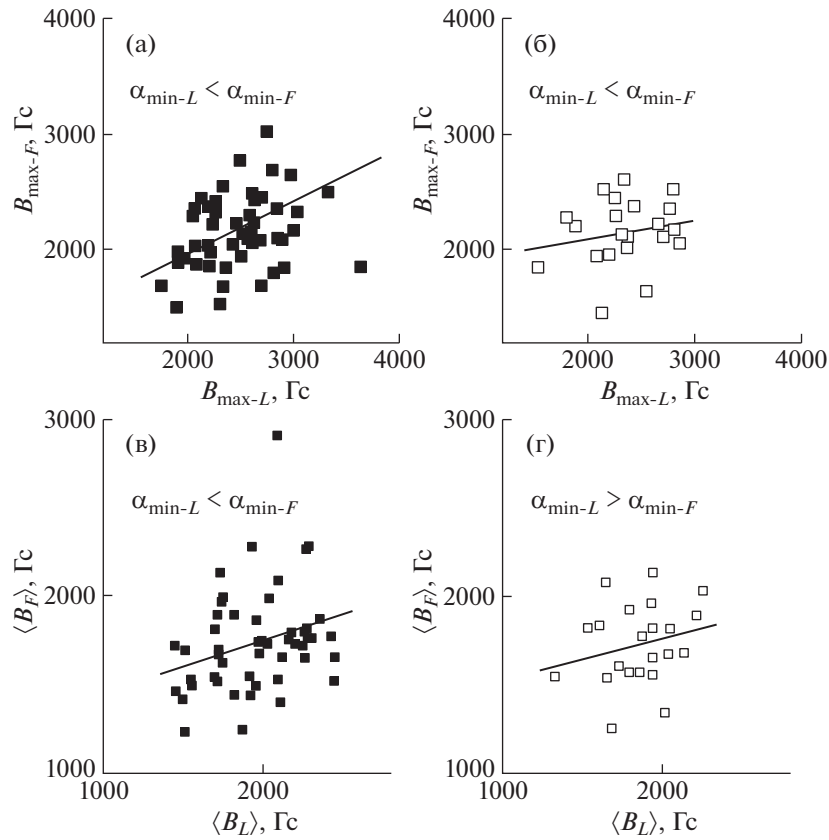
$\alpha_{\min}$ ,  $B_{\max}$ ,  $\langle B \rangle$ , потому что все рассмотренные нами параметры поля зависят от площади тени  $S$ , а контраст  $C_{304}$  хоть и отличается для ведущих и замыкающих пятен, но, в среднем, не зависит от  $S$  (см. раздел 2). Кроме этого, контраст  $C_{304}$  и величина магнитного поля  $B$  измеряются на разных высотах, причем на высоте измерения  $C_{304}$  магнитное поле над пятном, т.е. в нижней короне, может существенно отличаться от величины поля на уровне фотосферы.

Тем не менее мы можем говорить о том, что контраст  $C_{304}$  реагирует на различие характеристик магнитного поля в тени ведущих и замыкающих пятен. Действительно, в среднем, контраст  $C_{304}$  в замыкающих пятнах больше, чем в ведущих  $\langle C_{304-F} \rangle > \langle C_{304-L} \rangle$  (см. раздел 2). В то же время, в среднем, максимальное  $B_{\max}$  и среднее  $\langle B \rangle$  значения магнитного поля больше в ведущих пятнах по сравнению с замыкающими. Кроме этого, выше было показано, что, в среднем,  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$ .

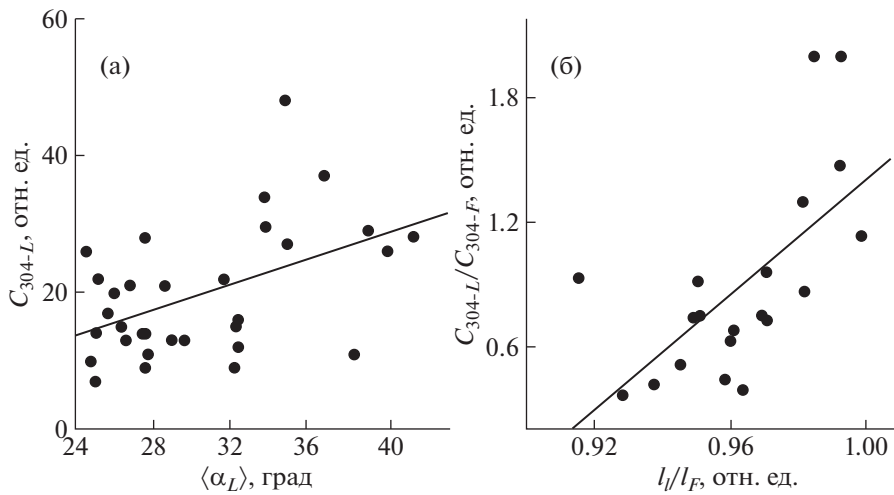
В то же время была обнаружена положительная корреляция между контрастом  $C_{304-L}$  и средним в пределах тени ведущего пятна углом  $\langle \alpha_L \rangle$ . Корреляция между этими параметрами возрастает, если из анализа исключить пятна с  $C_{304-L} > 50$  и пары пятен с  $C_{304-L}/C_{304-F} > 2$  (см. рис. 16а). Это можно объяснить тем, что ведущие пятна, для

которых реализуется условие  $C_{304-L} > 50$ , или магнитно-связанные пятна с  $C_{304-L}/C_{304-F} > 2$  впоследствии оказались связаны с активными процессами в АО, например, с пятенными вспышками, нередко регистрируемыми в больших пятнах  $S > 40$  МДП (см., например, [89]), или солнечными вспышками вблизи одного из магнитно-связанных пятен. Графики на рис. 16 получены для случая  $\langle \alpha_L \rangle < \langle \alpha_F \rangle$ . Аналогичную корреляцию для замыкающих пятен обнаружить не удалось.

Для пар пятен с  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$  и  $C_{304-L}/C_{304-F} < 2$  также выявлена положительная корреляция между  $C_{304-L}/C_{304-F}$  и  $l_L/l_F$ , рис. 16б. Здесь  $l_L$  – длина силовой линии от ведущего пятна до вершины линии, а  $l_F$  – длина силовой линии от ее вершины до замыкающего пятна. В этом случае  $l_L$  и  $l_F$  были усреднены по всем силовым линиям, которые можно было провести между ведущим и замыкающим пятнами. Получается, в среднем, что, чем выше контраст в ведущем пятне или, наоборот, ниже в замыкающем, тем сильнее вершина силовой линии смещается в сторону замыкающего пятна. Но число магнитно-связанных пятен, в которых реализуется условие  $C_{304-L}/C_{304-F} < 1$ , составляет 75% от общего числа отобранных пар пятен.



**Рис. 15.** Связь  $B_{\max-L}$  с  $B_{\max-F}$  (а) и  $\langle B_L \rangle$  с  $\langle B_F \rangle$  (б) для пятен, удовлетворяющих условию  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$ . Соответственно, на панелях в) и г) показаны аналогичные зависимости для пятен, удовлетворяющих условию  $\alpha_{\min-L} > \alpha_{\min-F}$ .



**Рис. 16.** а) Контраст  $C_{304-L}$  в зависимости от среднего угла  $\langle \alpha_L \rangle$  для  $C_{304-L}$  больше 50 условных единиц; б) зависимость отношений  $C_{304-L}/C_{304-F}$  и  $l_L/l_F$ .



#### 4. ИССЛЕДОВАНИЕ ДИНАМИКИ МАГНИТНОГО ПОЛЯ В ТЕНИ СОЛНЕЧНЫХ ПЯТЕН В АКТИВНЫХ ОБЛАСТЯХ В ПЕРИОДЫ ОТСУТСТВИЯ В НИХ ВЗРЫВНЫХ ПРОЦЕССОВ. МАГНИТНЫЕ КОМПЛЕКСЫ АКТИВНОСТИ

##### 4.1. Данные и методы анализа с целью исследования динамики пятен

Данный раздел посвящен исследованию вариации различных параметров магнитного поля в тени пятен на длительном интервале времени при их прохождении по диску Солнца, а также на этапах их формирования и исчезновения. Для анализа были отобраны несколько долгоживущих одиночных пятен, наблюдавшихся в АО в периоды отсутствия в них ВП. Для достоверного сопоставления значений исследуемых параметров в разные моменты времени осуществлялась коррекция значений площади тени пятен  $S$ , возникающих вследствие прохождения солнечных пятен по диску Солнца. Кроме этого на примере пары солнечных пятен были рассмотрены особенности динамики некоторых параметров магнитного поля и площади тени пятен на этапах их формирования и исчезновения.

Дополнительно с использованием программы построения силовых линий поля были отобраны близко расположенные на диске Солнца АО с группами пятен, связанными магнитными силовыми линиями. Представляет интерес рассмотреть, как изменяются свойства тени магнитно-связанных пятен по мере прохождения таких групп пятен по диску Солнца, когда наблюдается постоянная перестройка магнитного поля в “связанных” силовыми линиями АО. Напомним, что в предыдущих разделах были рассмотрены свойства магнитно-связанных пятен, наблюдаемых в пределах одной “компактной” АО. Это вызвано предположением, что свойства солнечных пятен могут различаться, если рассмотреть эти два случая, что может позволить объяснить различия вида зависимостей  $B(S)$ , полученных разными авторами, например, если сравнить результаты работ [29–31] и [84]. Предполагается, что наличие магнитной связи между пятнами из разных АО может приводить к перераспределению магнитного потока в двух группах пятен, часть которого “уйдет” в соседнюю область, что может привести к отличию значений углов  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$  и магнитного поля  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$ , если их сравнивать с соответствующими значениями для магнитно-связанных пятен такой же площади, но в “компактных” АО.

Детальное описание данных и методов обработки наблюдений, используемых в этой части работы, были изложены выше в разделе 3 (см. § 3.1). Дополнением является то, что параметры  $B_{\max}$ ,  $\langle B \rangle$  и  $\alpha_{\min}$  определялись не только по данным

SDO/HMI, но и с использованием Vd-технологии по данным SOLIS (NSO) [83], где значения  $B_{\max}$  и угла  $\alpha_{\min}$  определялись в основании силовой линии магнитного поля. Из-за низкого пространственного разрешения данных и проводимых расчетов поля с помощью Vd-технологии, значения исследуемых параметров отличаются от соответствующих значений, полученных из данных вектор-магнитографа HMI. Этот факт не позволяет сопоставить значения исследуемых параметров, но дает возможность оценить двумя разными способами характер корреляции значений этих параметров. Кроме того, как уже говорилось выше, с помощью программы построения силовых линий поля можно определить длину участка силовой линии из ее вершины до основания в ведущем пятне  $l_L$  и до основания в замыкающем пятне  $l_F$ . Это позволит количественно оценить динамику асимметрии силовых линий поля, связывающих солнечные пятна разной полярности по мере прохождения пятен по диску Солнца. Значения площади тени пятен  $S$  определялись только по данным обсерватории SDO.

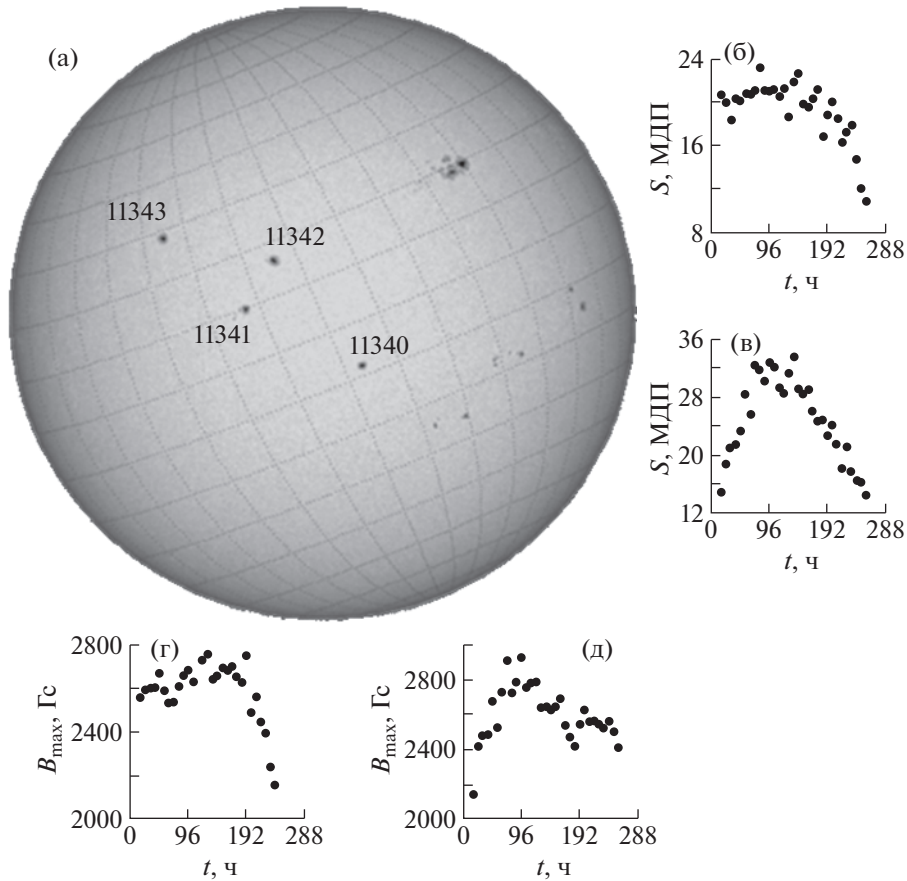
Поверх изображений видимой полусферы Солнца для ряда рисунков была нанесена сетка гелиографических координат. Гелиографические координаты пятен использовались для корректировки значений площади их тени  $S$  по мере прохождения их по диску Солнца.

##### 4.2. Динамика изменений магнитного поля в одиночных пятнах по мере их прохождения по диску Солнца

Наблюдения за солнечными пятнами на длительном интервале времени, например, при их прохождении по диску Солнца показывают наличие заметных изменений со временем размеров, формы и других особенностей тени пятен. Например, в одной из самых ранних работ по этой теме [90] проанализировано изменение величины поля, а также площади тени в двух долгоживущих пятнах в течение времени их существования — 55 и 30 сут. Показано, что на разных этапах жизни пятен связь изменения в них магнитного поля и их площади носит разный характер. Оказалось, что в обоих случаях магнитное поле в тени пятна очень быстро нарастает до максимального значения, затем остается практически неизменным в течение большей части жизни пятна, и, наконец, затем, на этапе исчезновения пятна магнитное поле уменьшается до малых значений. Площадь пятна на начальном этапе его жизни быстро возрастает, а затем, достигнув максимального значения, сразу начинает монотонно уменьшаться.

До последнего времени многие особенности изменения магнитных свойств тени отдельных солнечных пятен — как одиночных, так и входя-





**Рис. 17.** (а) Одиночные пятна АО NOAA 11340–11343; (б) и (в) — зависимости  $S(t)$ ; (г) и (д) —  $B_{\max}(t)$  для пятен АО NOAA 11340 и 11343, соответственно, при их прохождении по диску Солнца. Момент времени  $t = 0$  соответствует 00:00:00 UT от 06.11.2011.

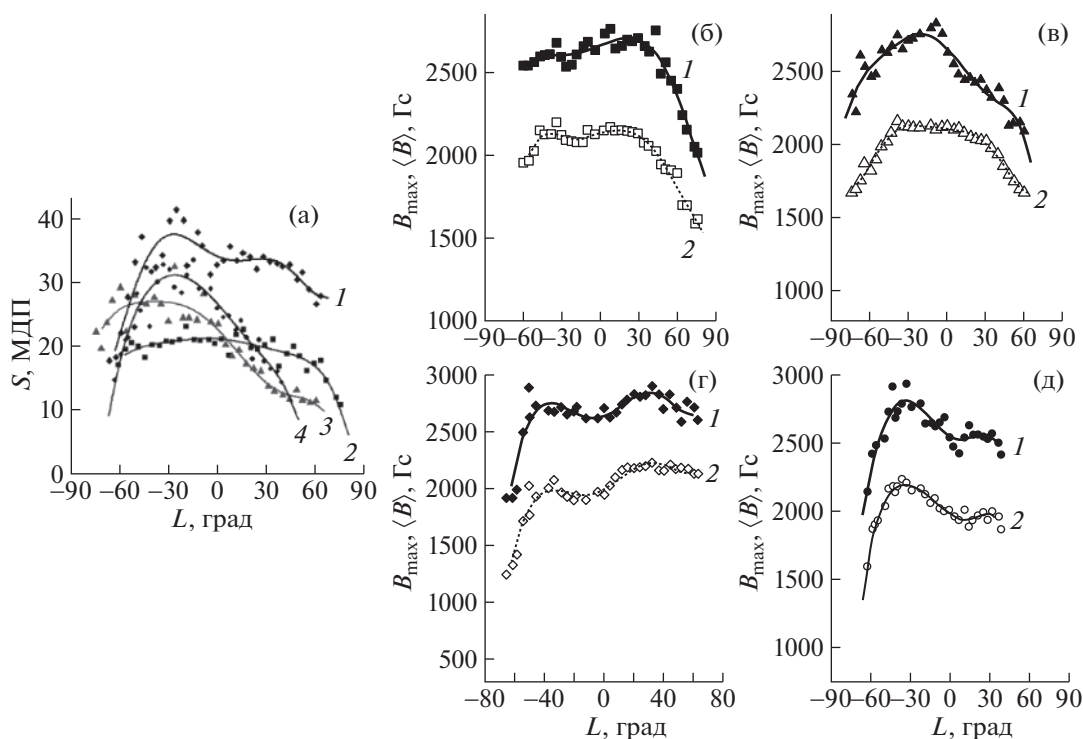
щих в группы пятен, в период их эволюции от рождения до исчезновения, — оставались невыясненными. В работе [91] изучены вариации характеристик магнитного поля в тени одиночных солнечных пятен во время их прохождения по диску Солнца. Для большого числа одиночных пятен магнитные свойства их тени были исследованы от момента их возникновения до достижения установившихся значений магнитных характеристик и/или, наоборот, от этого момента до исчезновения на видимом диске Солнца. На примере четырех АО NOAA 11340–11343 рассмотрим, как изменяются свойства одиночных пятен по мере их прохождения по диску Солнца. Отобранные для анализа одиночные пятна не были связаны друг с другом силовыми линиями магнитного поля.

На рис. 17б–д приведены зависимости от времени в тени пятна значений  $B_{\max}$  и площади тени  $S$  для двух одиночных пятен в АО 11340 и 11343 (см. рис. 17а). Моментам времени  $t$  соответствуют разные гелиографические координаты солнечного пятна по мере его прохождения по диску Солнца. Видно, что обе характеристики тени пятна ме-

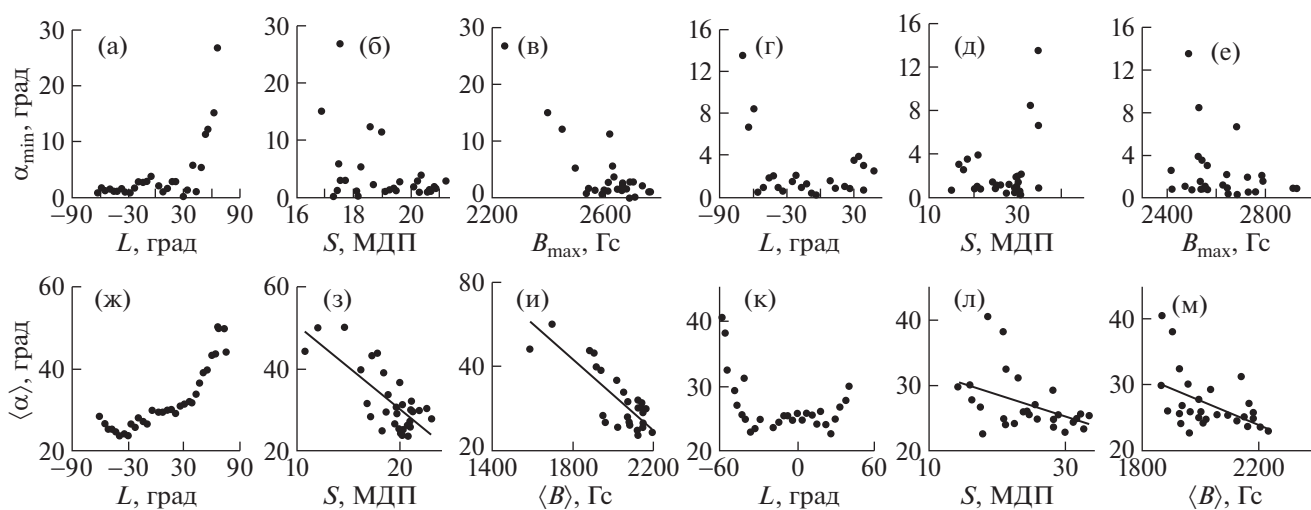
няются со временем, в среднем, довольно синхронно: чем меньше магнитное поле, тем меньше площадь пятна. Параметры  $B_{\max}$  и  $S$  в тени пятен принимают максимальные значения почти одновременно.

На рис. 18а показано изменение площади тени четырех рассмотренных пятен в зависимости от долготы  $L$ , а на рис. 18б–д приведены зависимости  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  от  $L$  для положений пятен только в пределах долготы  $[-70^\circ; 70^\circ]$  вследствие повышения вблизи лимба погрешности нахождения анализируемых параметров. Видно, что во всех случаях можно наблюдать особенности изменения магнитного поля и площади тени пятен на всех этапах их жизни. В деталях обнаруживаются заметные различия в вариациях  $B_{\max}$ ,  $\langle B \rangle$  и  $S$ .

Также было исследовано поведение в тени пятен углов  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$ . В работах [29, 31] показано, что для выборки магнитно-связанных пар пятен, в среднем, чем больше  $S$ ,  $\langle B \rangle$  и  $B_{\max}$ , тем меньше  $\alpha_{\min}$ . Особенности изменения  $\alpha_{\min}$  в зависимости от долготы пятна для АО NOAA 11340 и NOAA 11343 иллюстрируют рис. 19а и рис. 19г. Связь уг-



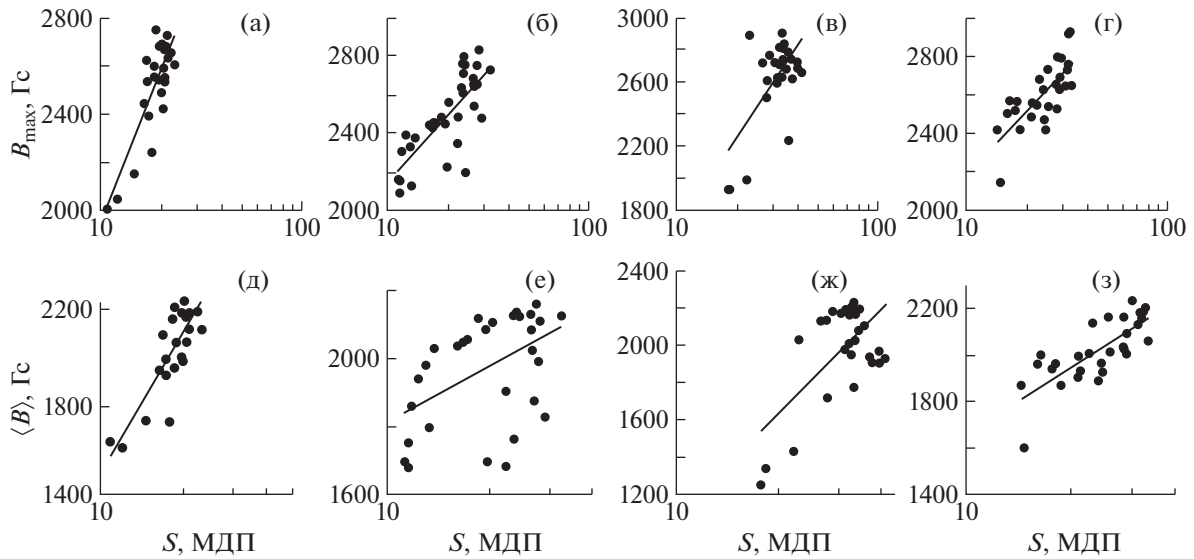
**Рис. 18.** Зависимости параметров  $S$ ,  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  от долготы  $L$  для пятен АО NOAA 11340–11343: (а) зависимости  $S(L)$ , где 1 – NOAA 11342, 2 – NOAA 11340, 3 – NOAA 11341, 4 – NOAA 11343; (б) зависимости  $B_{\max}(L)$  (1) и  $\langle B \rangle(L)$  (2) в пределах тени пятна NOAA 11342, (в) то же, что на графике (б), но для пятна NOAA 11343, (г) – для пятна NOAA 11340, (д) – для пятна NOAA 11341.



**Рис. 19.** (а–в) Зависимости  $\alpha_{\min}(L)$ ,  $\alpha_{\min}(S)$  и  $\alpha_{\min}(B_{\max})$  для пятна NOAA 11340; (г–е) – для пятна NOAA 11343; (ж–и) – зависимости  $\langle \alpha \rangle(L)$ ,  $\langle \alpha \rangle(S)$  и  $\langle \alpha \rangle(\langle B \rangle)$  для АО NOAA 11340; (к–м) – то же, что на графиках (ж–и), но для пятна NOAA 11343.

лов  $\alpha_{\min}$  с характеристиками тени пятен  $S$  и  $B_{\max}$  в одиночных пятнах в процессе их эволюции оказалась более сложной (см. рис. 19б,в и 19д,е).

Зависимость  $\langle \alpha \rangle(\langle B \rangle)$  на рис. 19и и 19м, в среднем, более монотонная, чем  $\alpha_{\min}(B_{\max})$ . Видно, что с ростом  $\langle B \rangle$  величина  $\langle \alpha \rangle$  уменьшается.



**Рис. 20.** (а–г) Зависимости  $B_{\max}(S)$  для одиночных пятен NOAA 11340–11343; (д–з) – зависимости  $\langle B \rangle(S)$  для тех же пятен.

Как было показано выше, существует положительная корреляция между величиной магнитного поля  $B$  в тени пятна и ее площадью  $S$  (см. раздел 3). При этом сопоставление величины магнитного поля в тени пятна с площадью его тени осуществлялось в разных магнитно-связанных пятнах. Ниже приведем результаты сравнения  $B$  в тени с  $S$  для каждого из рассматриваемых одиночных пятен, но в процессе его эволюции, т.е. в разные моменты времени. Из рис. 20 видно, что для четырех рассмотренных пятен  $B_{\max}$  в среднем растет с увеличением  $S$ , а полученные зависимости удовлетворительно описываются логарифмическими линиями регрессии. Эти зависимости оказались близки к ранее выявленной зависимости  $B_{\max}(S)$  для ведущих пятен с  $S > 10$  МДП из магнитно-связанных пар пятен.

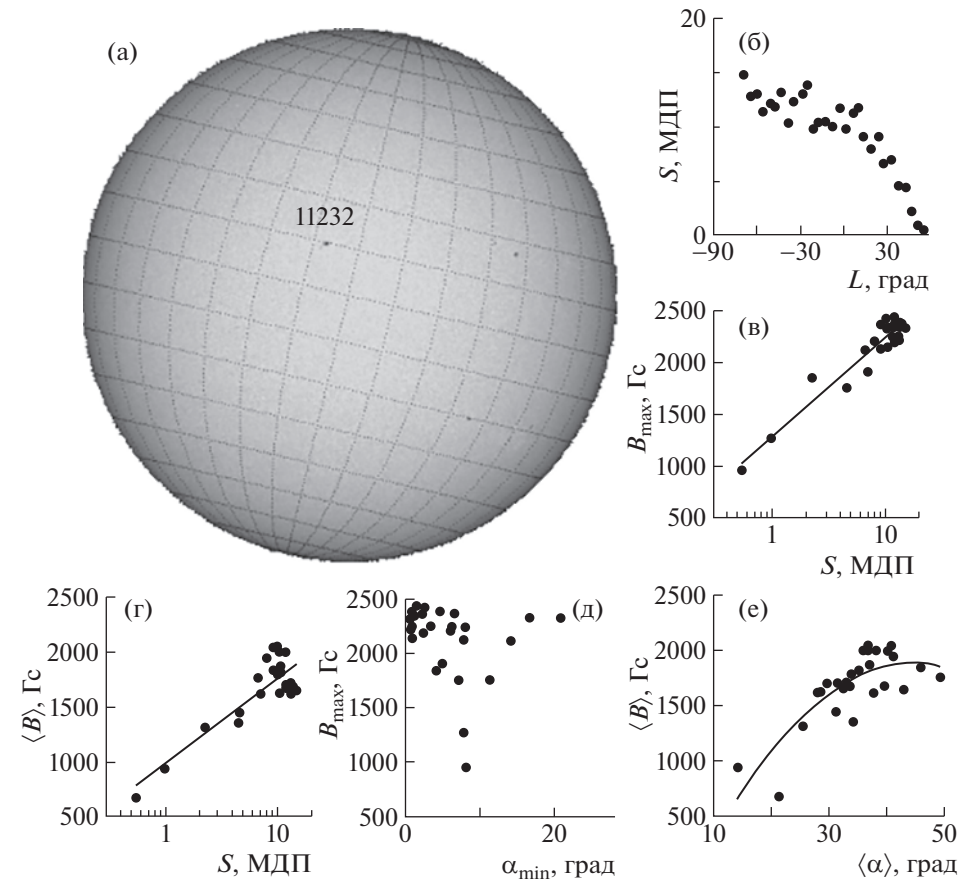
Выявлена также положительная корреляция между  $S$  и  $\langle B \rangle$  для одиночных пятен NOAA 11340 – NOAA 11343, рис. 20д–з. Этот результат согласуется с аналогичными результатами, полученными для ведущих пятен из магнитно-связанных пар пятен [30, 31]. В то же время отметим, что связь  $\langle B \rangle$  и  $S$  оказалась менее “сильной”, чем  $B_{\max}$  и  $S$ .

Характер связи между  $\alpha_{\min}(S)$  (рис. 19б и 19д) и  $B_{\max}(S)$  (рис. 20б и рис. 20г) для пятен NOAA 11340 и 11343 отличается от соответствующих зависимостей для этих параметров, полученных для ведущих пятен в работе [30, 31]. В то же время зависимости угла  $\langle \alpha \rangle$  в тени пятна от  $\langle B \rangle$  и  $S$  (см. рис. 20д–з) аналогичны зависимостям, полученным ранее в нашей работе [30, 31] для ведущих пятен из магнитно-связанных пар пятен, где с ростом  $\langle B \rangle$  и  $S$  угол  $\langle \alpha \rangle$  уменьшается. Напомним, что

при построении соответствующих зависимостей в работах [30, 31] отбирались только магнитно-связанные пятна с отсутствием каких-либо активных процессов, в том числе вращения, смещения и изменения площади на интервале  $\pm 3$  ч с момента наблюдения. В этом разделе рассматриваются пятна с динамикой площади тени, но в отсутствие ВП в АО, где эти пятна наблюдались. Другими словами, если приходится в процессе эволюции наблюдать изменения в характере поведения параметров тени солнечных пятен, как на рис. 19 и рис. 20, то они не могут использоваться для выявления возможности появления таких ВП как, например, солнечных вспышек в АО. Хотя изменения магнитного поля  $B$ , как видно на рис. 20, было значительным в процессе эволюции исследуемых пятен.

#### 4.3. Динамика изменений магнитного поля в одиночных пятнах на этапе их зарождения и исчезновения

Как было сказано выше, при оценке свойств одиночных и магнитно-связанных пятен в предыдущем разделе речь шла о пятнах в АО без ВП, а также пятнах без различных трансформаций тени, например, связанных с вращением, смещением пятен, а также с резкими изменениями площади их тени на интервале  $\pm 3$  ч от момента получения данных, использующихся в анализе. Однако при исследовании пятен по мере их движения по диску Солнца сложно, точнее, невозможно найти такие АО с пятнами, в которых вообще не наблюдались бы вспышки/микровспышки и т.д. Кроме этого во время возникновения и ис-



**Рис. 21.** (а) Изображение видимой полусферы Солнца с одиночным пятном в АО NOAA 11232. (б) Зависимость  $S(L)$  по мере прохождения пятна по диску Солнца, построенная для диапазона долгот из интервала  $[-70^\circ; 70^\circ]$ ; (в) и (д) – связь характеристик магнитного поля  $B_{\max}$  с площадью тени  $S$  и углом  $\alpha_{\min}$ ; (г) и (е) – зависимость  $\langle B \rangle(S)$  и  $\langle B \rangle(\langle \alpha \rangle)$ .

чезновения пятна его тень может разнообразно трансформироваться, что отражается в вариациях магнитных и других свойств тени. Возможно, это должно повлиять и на динамику  $\alpha_{\min}$ ,  $\langle \alpha \rangle$ ,  $B_{\max}$ ,  $\langle B \rangle$  и  $S$  в одном пятне на этапах его возникновения и исчезновения.

Рассмотрим некоторые примеры изменения свойств тени пятен в периоды их рождения и исчезновения. Начнем с исчезновения пятна в АО NOAA 11232 (рис. 21). Видно, что, как и для АО NOAA 11340–11343, сохранилась положительная корреляция между магнитной индукцией и площадью тени. В относительно большом диапазоне долгот площадь тени пятна  $S$  (см. рис. 21б) меняется слабо, что привело к концентрации точек в верхних участках графиков на рис. 21в и 21г.

Рассмотрим еще одно исчезающее пятно в АО NOAA 11309, которое иллюстрирует совершенно иной характер связи магнитной индукции с площадью тени и углами  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$  (рис. 22). Практически исчезла связь между  $B_{\max}$  и  $S$ , а также между  $\langle B \rangle$  и  $S$ . Ожидаемым оказался только вид зависимости  $B_{\max}(\alpha_{\min})$ , где с ростом угла  $\alpha_{\min}$  магнитная

индукция  $B_{\max}$ , в среднем, уменьшается. Но такой характер связи не проявился в зависимости  $\langle \alpha \rangle(\langle B \rangle)$ , которая стала немонотонной. Чем может быть обусловлено столь заметное различие зависимостей, показанных на рис. 21 и рис. 22? Возможной причиной этого различия является присутствие в тени пятна NOAA 11309 моста, которого не наблюдалось в тени NOAA 11232, а также разный характер ВП в двух рассмотренных АО, по мере их прохождения по диску Солнца. Это значит, что следует более детально рассмотреть отличия в свойствах тени пятен в АО без ВП и в АО с ВП. Некоторые из этих вопросов обсуждаются в следующем разделе.

Теперь рассмотрим зависимости, аналогичные приведенным на рис. 21 и рис. 22, но для небольшого солнечного пятна на этапах его формирования и исчезновения в АО NOAA 11249 (рис. 23а). На рис. 23б показано, как изменялась площадь пятна по мере прохождения его по диску Солнца на всех этапах его жизни, от возникновения до исчезновения. При отождествлении солнечного пятна в АО NOAA 11249 его площадь

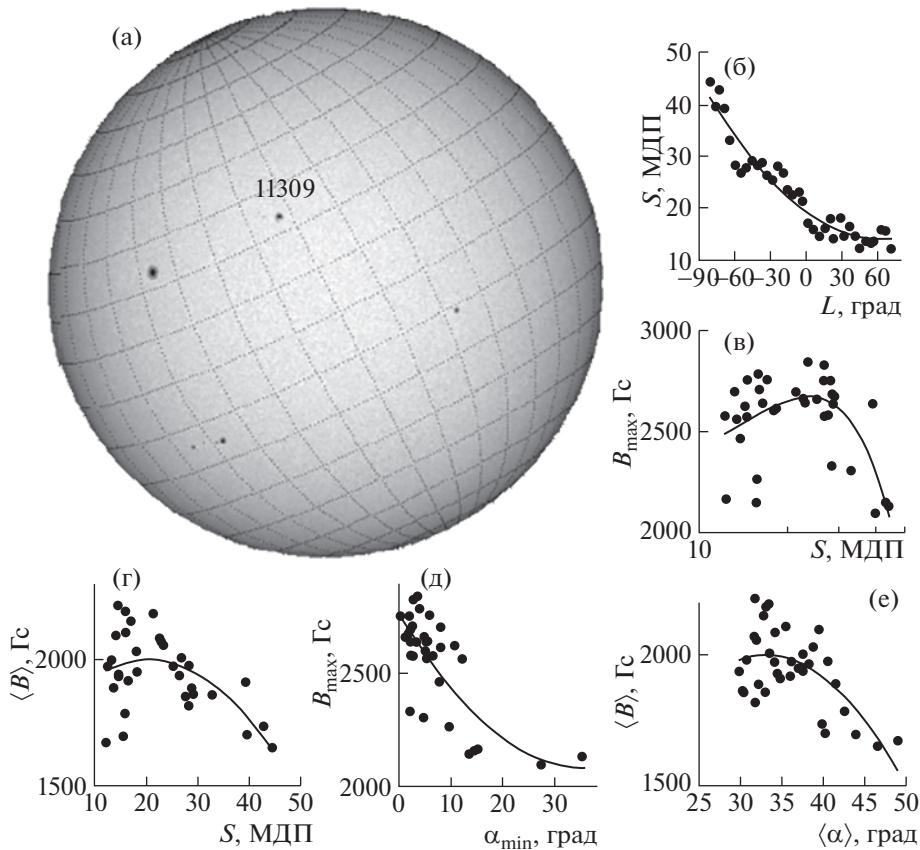


Рис. 22. (а) Пятно АО NOAA 11309, (б) зависимость площади тени пятна  $S$  от долготы  $L$ , (в) и (г) — связь  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  от  $S$ , (д) — корреляция между  $B_{\max}$  и  $\alpha_{\min}$ , (е) — связь  $\langle B \rangle$  с  $\langle \alpha \rangle$ .

принимала минимальные значения  $S < 1$  МДП, а максимальное значение в пятне составило  $B_{\max} \sim 700$  Гс, что более характерно для пор. Этап исчезновения пятна по времени превышал этап формирования исследуемого солнечного пятна. Характер изменения  $S(L)$  на этих этапах также различен: с момента начала исчезновения пятна его площадь изменяется в сторону меньших значений, но не так быстро, как это наблюдалось на этапе формирования пятна.

На рис. 23в и рис. 23г приведены зависимости  $B_{\max}(S)$  и  $\langle B \rangle(S)$  на всем этапе жизни солнечного пятна. На рис. 23д и рис. 23е показаны зависимости  $B_{\max}(\alpha_{\min})$  и  $\langle B \rangle(\langle \alpha \rangle)$  на этапе всей жизни исследуемого солнечного пятна. В целом можно считать, что как для отдельного солнечного пятна на разных этапах его жизни, так и для разных пятен с разной площадью, выполняется условие: чем выше  $\alpha_{\min}$ , тем меньше величина максимума поля  $B_{\max}$ . То же условие реализуется и для зависимости  $\langle B \rangle(\langle \alpha \rangle)$ , если мы рассматриваем только одно пятно на разных этапах его жизни или разные пятна, различающиеся по площади. Однако корреляция между рассмотренными параметра-

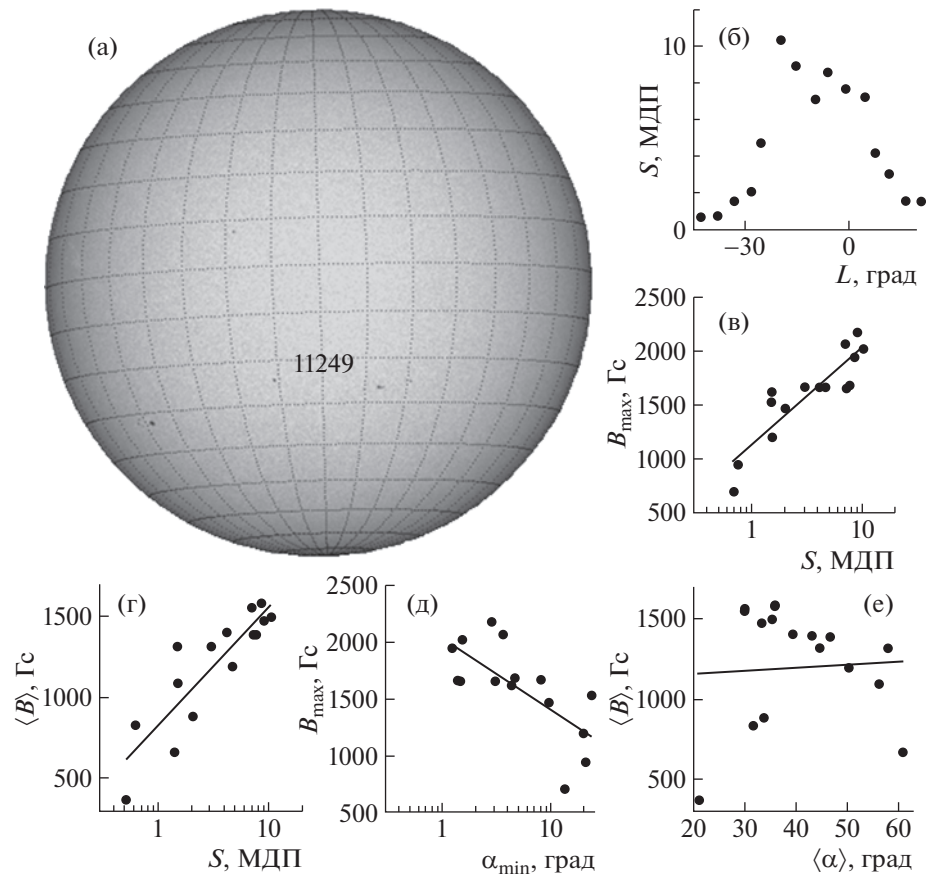
ми выше для магнитно-связанных пятен разной площади (см. раздел 3).

На рис. 24 показано изменение рассмотренных выше характеристик тени анализируемого пятна в АО NOAA 11249 только на этапе его формирования. Если сравнить рис. 24в и рис. 24г, то видно, что для исследуемого пятна существует положительная корреляция на всех этапах эволюции между значениями  $B_{\max}$  и  $S$  и между  $\langle B \rangle$  и  $S$ , а также отрицательная корреляция между  $B_{\max}$  и  $\alpha_{\min}$  (см. рис. 24д и рис. 24е). Однако между  $\langle B \rangle$  и  $\langle \alpha \rangle$  почти нет связи на этапе формирования солнечного пятна. Возможно, такое поведение исследуемых параметров магнитного поля в пятне и его площади связано с особенностями динамики на этапе его формирования: площадь  $S$  изменяется быстро, а перестройка магнитной конфигурации в АО NOAA 11249 “не успевает” за этими изменениями, в итоге наблюдаются скачки значений  $\langle B \rangle$  и  $\langle \alpha \rangle$ .

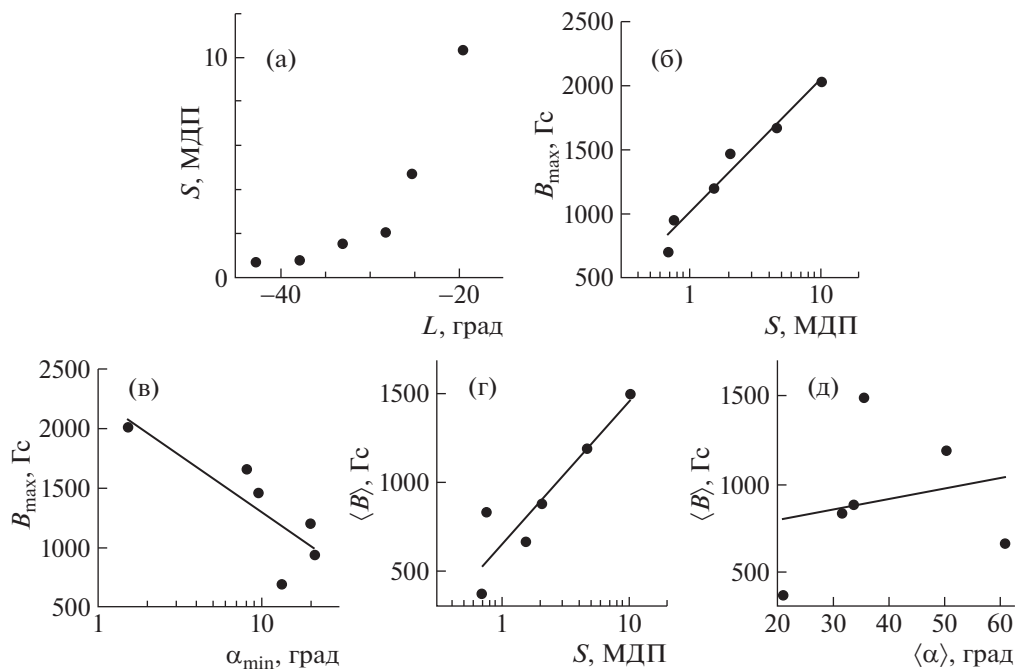
#### 4.4. Магнитный комплекс активности

На примере одной группы пятен АО NOAA 11330 рассмотрим изменение со временем струк-





**Рис. 23.** (а) Изображение видимой полусферы Солнца с малым пятном в АО NOAA 11249. (б) Изменение площади тени пятна  $S$  по мере прохождения по диску Солнца в зависимости от долготы  $L$ . (в) Зависимость  $B_{\max}(S)$ . (г) Зависимость  $\langle B \rangle(S)$ . (д) Зависимость  $B_{\max}(\alpha_{\min})$ . (е) Связь между  $\langle B \rangle$  и  $\langle \alpha \rangle$ .



**Рис. 24.** Зависимости характеристик тени пятна в АО NOAA 11249 на этапе его формирования: (а)  $S(L)$ ; (б)  $B_{\max}(S)$ ; (в)  $B_{\max}(\alpha_{\min})$ ; (г)  $\langle B \rangle(S)$ ; (е)  $\langle B \rangle(\langle \alpha \rangle)$ .

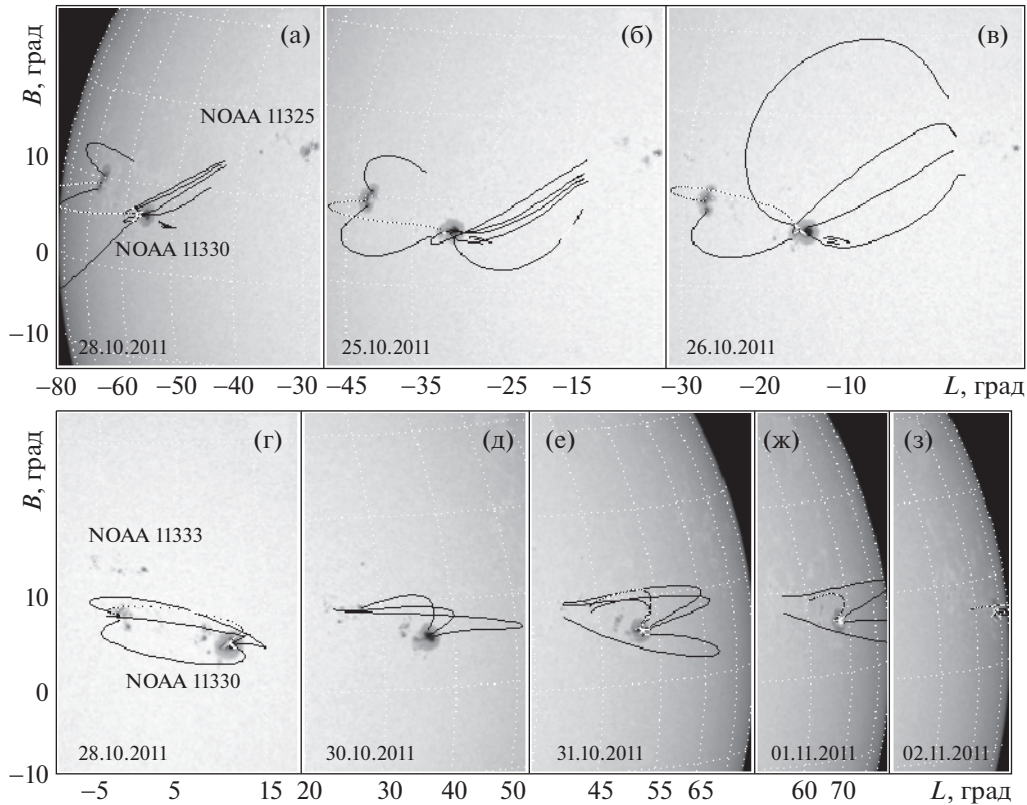


Рис. 25. Динамика магнитного поля группы пятен NOAA 10330.

туры магнитного поля этой АО и характеристик поля в тени образующих эту АО пятен при ее прохождении по диску Солнца [13, 92]. По мере приближения группы пятен к западному лимбу замыкающие пятна меняли структуру и исчезали. Оказалось, что характер магнитной связи между пятнами рассматриваемой группы существенно меняется со временем. Отличительной чертой выбранной для анализа АО являлось то, что она была магнитно-связана с соседней АО: часть силовых линий магнитного поля из пятна ведущей полярности в АО NOAA 11330 уходило в пятно/поры замыкающей полярности соседней АО NOAA 11325. АО NOAA 11330 и 11325 наблюдались в одном Северном полушарии Солнца. По мере прохождения АО NOAA 11325 по диску Солнца наблюдалось исчезновение пятен и пор, что привело, в свою очередь, к трансформации структуры магнитного поля и в анализируемой АО NOAA 11330. Мощных солнечных вспышек и формирования КВМ в этих двух АО не наблюдалось.

На рис. 25 показаны изображения фрагмента солнечного диска с группой пятен активной области NOAA 11330 по наблюдениям в период с 23.10.2011 по 02.11.2011. На эти изображения нанесены силовые линии, выходящие из тени ведущего пятна. Видно, что вблизи восточного лимба большая часть магнитного потока из тени веду-

щего пятна уходит в область замыкающих пятен АО NOAA 11325. В то же время силовые линии из самого восточного замыкающего пятна заканчиваются вблизи восточной границы тени ведущего пятна в АО NOAA 11330.

Со временем три замыкающих пятна в АО NOAA 11330 по мере их приближения к центральному меридиану объединились в одно пятно неправильной формы с многоядерной структурой тени. Видно, что восточные основания силовых линий из ведущего пятна приходятся на центральную часть замыкающего пятна. По мере прохождения группы пятен в АО NOAA 11330 по диску Солнца наблюдалось перераспределение магнитного потока, ранее связывавшего две АО: после 26.10.2011 уже не весь магнитный поток из тени ведущего пятна в АО NOAA 11330 уходит на северо-запад в соседнюю АО NOAA 11325, часть потока выходит из восточной части тени пятна к самому восточному замыкающему пятну этой группы. После 28.10.2011 между ведущим и замыкающими пятнами возникает сильная магнитная связь: основания практически всех силовых линий, выходящих из тени ведущего пятна, заканчиваются близко от центрального восточного замыкающего пятна, т.е. у самого восточного замыкающего пятна. Силовые линии из всех трех замыкающих пятен заканчиваются вблизи во-



сточной границы тени ведущего пятна группы NOAA 11330.

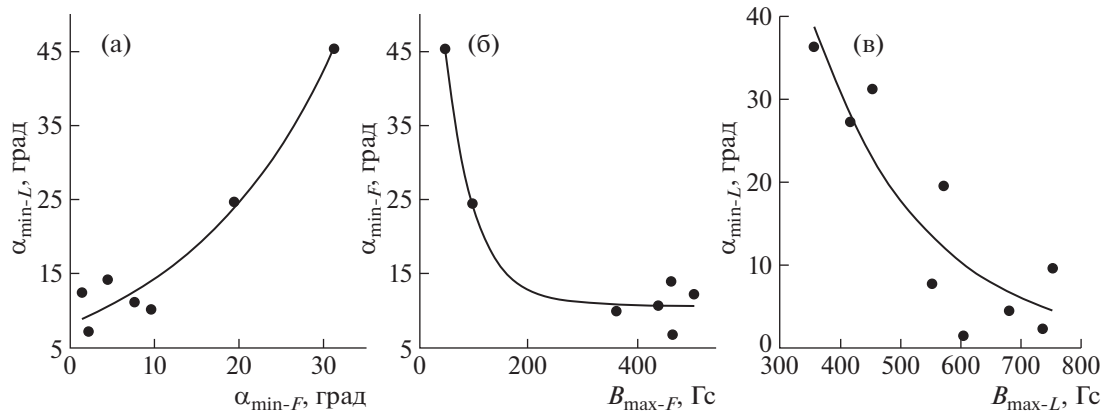
Как можно видеть на рис. 25а–в, магнитная конфигурация рассматриваемой группы пятен довольно сложная. Выше уже отмечалось, что значительная часть силовых линий из ведущего пятна уходит в сторону замыкающих пятен соседней расположенной на более высоких широтах группы пятен NOAA 11325. Эту ситуацию можно рассматривать как существование в период 23–26 октября 2011 г. сильной магнитной связи между АО NOAA 11330 и 11325, а сами эти активные области можно отнести, по-видимому, к одному комплексу активности. Заметим, что в термин “комплекс активности” разные авторы вносят разный смысл (см., например, [3, 65, 66] и цитируемую там литературу). В наших исследованиях под комплексом активности мы понимаем группы магнитно-связанных активных областей, т.е. каждая АО этой группы соединена силовыми линиями магнитного поля, по крайней мере, с еще одной соседней АО. Далее по тексту магнитно-связанные АО будем называть “магнитным комплексом активности” (МКА). Структура группы пятен в АО NOAA 11325 в период с 23.10.2001 по 26.10.2011 претерпела значительные изменения, в результате которых 26.10.2011 в этой группе наблюдалось только одно солнечное пятно правильной формы с хорошо выраженной полутенью. В АО NOAA 11325 после 26.10.2011 такие объекты АО, как пятна и поры, перестали наблюдаться на изображениях в континууме. С момента исчезновения высокоширотной группы пятен NOAA 11325 наблюдается изменение структуры группы пятен NOAA 11330. В то же время магнитная конфигурация группы при этом не изменяется вплоть до ее регистрации вблизи западного лимба и остается  $\beta$ , как в момент выхода группы пятен на восточном лимбе. Также не удалось после 26.10.2011 выявить общую для двух АО структуру магнитного поля, т.е. начиная с этого момента можно говорить об исчезновении магнитного комплекса активности из АО NOAA 11330 и 11325. Этот пример показал, что использование расчетов магнитного поля в солнечной атмосфере в потенциальном приближении может оказаться эффективным инструментом для выделения комплексов активности как группы магнитно-связанных АО. Возможно, такой подход позволит выделить магнитно-связанные АО в отдельный класс комплексов активности со своими особенностями в свойствах солнечных пятен в них.

Динамичное изменение магнитной связи двух АО NOAA 11330 и 11325 по мере их прохождения по диску Солнца повлияло также и на свойства солнечных пятен, входящих в эти АО. Так, АО NOAA 11330 с 23.10.2011 по 25.10.2011 содержит одно солнечное пятно неправильной многоядерной структурой тени. После разрушения магнит-

ного комплекса активности 26.10.2011 в области замыкающей полярности в АО NOAA 11330 наблюдается несколько мелких пятен замыкающей полярности; форма замыкающих пятен неправильная, пятна близко расположены друг к другу, имеют сложную структуру полутени (иногда общую). С 28.10.2012 в замыкающей части этой группы пятен наблюдаются пятна малой площади преимущественно правильной формы с хорошо развитой или вырожденной полутенью, а также поры. На рис. 25г–е хорошо удается выделить магнитно-связанные пары из ведущих и замыкающих пятен.

Заметим, что 28 октября 2011 г. севернее группы пятен NOAA 11330 над ее замыкающей частью и относительно близко к ней появляется новая АО NOAA 11333. При этом магнитную связь между группами пятен NOAA 11330 и NOAA 11333 выявить не удалось, т.е. группа NOAA 11330 продолжает оставаться магнитно-изолированной. По мере приближения к западному лимбу площадь тени замыкающих пятен группы NOAA 11333 уменьшается, а 31.10.11 эти пятна на диске Солнца уже не разрешались. Параллельно наблюдалась перестройка магнитного поля и в АО NOAA 11330. Восточные основания силовых линий из ведущего пятна по-прежнему приходятся на область, в пределах которых ранее наблюдались замыкающие пятна. И, наконец, 02.11.2011, когда ведущее пятно оказалось вблизи западного лимба, силовые линии из его тени начали отклоняться к западу от пятна. Это, по-видимому, означает, что магнитное поле в области замыкающих пятен перестроилось, и замыкающие пятна окончательно исчезли. В то же время нельзя исключить, что такое поведение силовых линий может быть связано с искажениями рассчитанного поля вблизи лимба. В итоге после прекращения существования магнитного комплекса активности наблюдалось постепенное исчезновение всех групп пятен в АО на этих долготах.

Рассмотрим теперь, как при этом ведут себя другие характеристики в пятнах АО NOAA 11330 по данным SOLIS. Как и для совокупности разных пятен (см. выше), для одних и тех же ведущих и замыкающих пятен существует положительная корреляция между  $\alpha_{\min-L}$  и  $\alpha_{\min-F}$  (рис. 26а). По мере движения от восточного лимба к центральному меридиану углы  $\alpha_{\min-L}$  и  $\alpha_{\min-F}$  в ведущем и замыкающем пятнах меняются слабо, но при этом  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$ . После прохождения центрального меридиана  $\alpha_{\min-L}$  и  $\alpha_{\min-F}$  начинают резко возрастать, что косвенно говорит и об увеличении величины магнитного поля в пятнах в этот период, при этом, до исчезновения замыкающих пятен продолжает выполняться условие  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$ . Как и для магнитно-связанных пятен в АО без ВП (см. раздел 3), в тени пятен МКА наблюдается об-



**Рис. 26.** (а) Связь между  $\alpha_{\min-L}$  и  $\alpha_{\min-F}$  с линией тренда  $\alpha_{\min-L} = 8.2\exp(\alpha_{\min-F}/18.3)$ ,  $R^2 = 0.96$ . (б) Зависимость  $\alpha_{\min-F}$  от  $B_{\max-F}$  с линией тренда  $\alpha_{\min-F} = 10.97 + 96\exp(B_{\max-F}/53.6)$ ,  $R^2 = 0.97$ . (в) Зависимость  $\alpha_{\min-L}$  от  $B_{\max-L}$  с линией тренда  $\alpha_{\min-L} = 272.3\exp(B_{\max-L}/183.3)$ ,  $R^2 = 0.8$ . Расчеты выполнены по данным SOLIS.

ратная корреляция между  $B_{\max}$  и  $\alpha_{\min}$  (рис. 26б–в), но при анализе исчезающего МКА, даже если сравнивать с эволюционными изменениями в одиночных пятнах (рис. 19), характер зависимости  $\alpha_{\min}(B_{\max})$  оказывается другим. Параметр  $\alpha_{\min}$  “не успевает” за изменениями магнитного поля  $B_{\max}$ . Возможно, этот результат может быть полезным для отождествления МКА на диске Солнца без построения силовых линий поля.

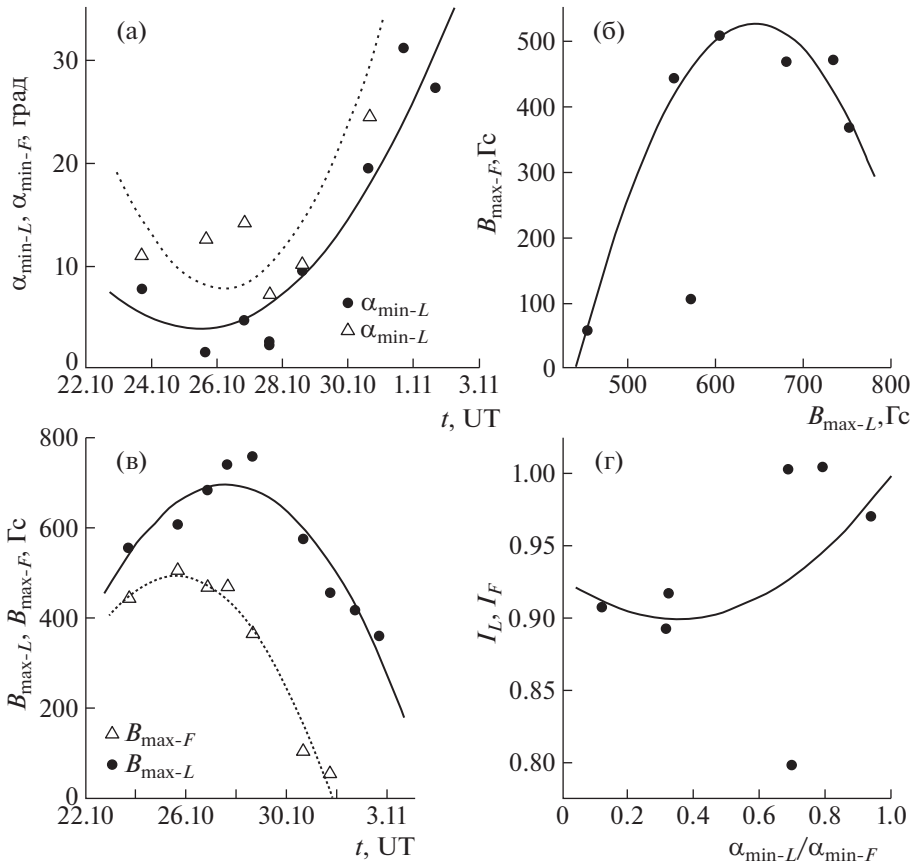
Что касается динамики углов  $\alpha_{\min}$  и величины поля  $B$  в тени пятен в АО NOAA 11330, то в ведущем пятне  $\alpha_{\min-L}$  — до 25.10.2011, а в замыкающем  $\alpha_{\min-F}$  — до 26.10.2011 возрастают; затем эти углы резко уменьшаются (рис. 27а).  $B_{\max-L}$  нарастает со временем до 28.10.2011, а  $B_{\max-F}$  растет только до 25.10.2011. Достигнув максимума,  $B_{\max-L}$  и  $B_{\max-F}$  резко уменьшаются со временем (рис. 27в). Существует также корреляция между значениями поля в ведущем и замыкающем пятнах, рис. 27б. Начиная с 25.10.2011,  $B_{\max-F}$  и 28.10.2011  $B_{\max-L}$  резко уменьшаются.

Наконец, отметим, как изменялась асимметрия силовой линии, определяемая как отношение длины силовой линии магнитного поля из ее вершины к основанию в ведущем пятне  $l_L$  к соответствующей длине силовой линии до основания в замыкающем пятне  $l_F$ . Это отношение  $l_L/l_F$  соответствовало различию  $\alpha_{\min-L}$  и  $\alpha_{\min-F}$  до перехода активной области через центральный меридиан, т.е. неравенству  $\alpha_{\min-L}/\alpha_{\min-F} < 1$  соответствует соотношение  $l_L/l_F < 1$ , рис. 27г. После 28.10.2011 соответствие между  $l_L/l_F$  и  $\alpha_{\min-L}/\alpha_{\min-F}$  стало для некоторых моментов времени обратным. При этом магнитная трубка, связывающая ведущее и замыкающее пятна после разрушения МКА, возможно, стала более симметричной, в то время как при

наличии магнитной связи между АО NOAA 11330 и 11325 вершина магнитной трубки была смещена к ведущему пятну исследуемой АО.

До этого момента мы рассмотрели, как изменяются параметры магнитного поля в тени пятен магнитного комплекса активности из двух АО NOAA 11330 и 11333 с привлечением данных SOLIS. Низкое разрешение данных SOLIS и выполненные по ним расчеты магнитного поля позволили нам оценить только характер динамики значений параметров магнитного поля. С другой стороны, мы смогли выявить изменение асимметрии силовых линий поля в МКА по мере прохождения его по диску Солнца. Можно предположить, что выявленная нами динамика магнитных свойств солнечных пятен в АО NOAA 11330 связана с одновременной перестройкой магнитного поля в МКА.

Попробуем теперь оценить изменение параметров магнитного поля в тени солнечных пятен АО NOAA 11330 по данным SDO/HMI. Одной из задач исследования являлось сопоставление результатов наблюдений SOLIS и SDO/HMI. Для оценки динамики величины магнитного поля в тени исследуемых пятен рассмотрим изменения средних значений поля  $\langle B \rangle$  и угла  $\langle \alpha \rangle$  между силовой линией и положительной нормалью к поверхности Солнца по данным SDO/HMI, которые по своим значениям близки к данным SOLIS. На рис. 28 показано, как изменялись параметры  $\langle B_L \rangle$  и  $\langle \alpha_L \rangle$  в тени ведущего солнечного пятна и  $\langle B_F \rangle$  и  $\langle \alpha_F \rangle$  в тени замыкающего пятна по мере их прохождения по диску Солнца. Сравнение рис. 27 и рис. 28 позволяет заметить сходство в характере изменений исследуемых параметров поля в зависимости от долготы  $L$ .

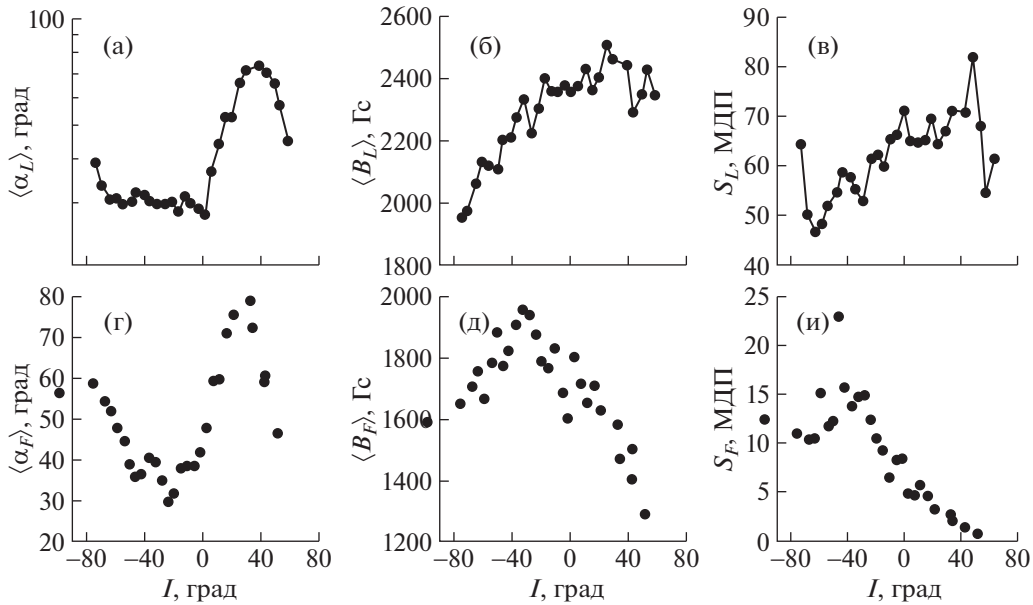


**Рис. 27.** Особенности магнитного поля в пятнах АО 11330 при ее прохождении по диску Солнца: (а) зависимости для  $\alpha_{\min-L}$  и  $\alpha_{\min-F}$  от времени  $t$  с линиями тренда  $\alpha_{\min-L} = 334.35 - 26.02t + 0.51t^2$  и  $\alpha_{\min-F} = 754.71 - 57.06t + 1.09t^2$ ; (б) связь между  $B_{\max-F}$  и  $B_{\max-L}$  с линией тренда  $B_{\max-F} = -4705.3 + 16.2 \cdot B_{\max-L} - 0.01 \cdot (B_{\max-L})^2$ ; (в) зависимости для  $B_{\max-F}$  и  $B_{\max-L}$  от времени  $t$  с линиями тренда  $B_{\max-L} = -7177.8 + 571 \cdot t - 10.4 \cdot t^2$  и  $B_{\max-F} = -7836.11 + 651.9 \cdot t - 12.8 \cdot t^2$ ; (г) связь асимметрии силовой линии из ведущего пятна  $I_L/I_F$  с отношением углов  $\alpha_{\min-L}/\alpha_{\min-F}$ ; в среднем,  $R^2 \sim 0.9$ . Расчеты выполнены по данным SOLIS.

До исчезновения магнитно-связанной группы NOAA 11333, т.е. до прохождения МКА центрального меридиана, где  $L = 0^\circ$ , значения  $\langle \alpha_L \rangle$  медленно уменьшались, а  $S_L$  и  $\langle B_L \rangle$ , наоборот, монотонно увеличивались. Однако после “разрушения” МКА  $\langle B_L \rangle$ ,  $S_L$  продолжают слабо расти, но при этом  $\langle \alpha_L \rangle$  не уменьшается, как следовало бы ожидать, а резко растет до очень высоких значений  $\sim 75^\circ$ . Схожий характер поведения отмечен и для  $\langle \alpha_F \rangle$ , однако  $\langle B_F \rangle$  и  $S_F$  уменьшаются. В замыкающем пятне, которое было связано силовыми линиями магнитного поля с ведущим пятном в этой группе, но не было связано пятнами соседней АО, поведение всех исследуемых параметров  $\langle B_F \rangle$ ,  $S_F$  и  $\langle \alpha_F \rangle$  соответствует поведению одиночных пятен, рассмотренных ранее. Если сравнить характер изменения  $\langle B \rangle$ ,  $S$  и  $\langle \alpha \rangle$  в замыкающем пятне АО NOAA 11330 и в магнитно-связанных пятнах разной площади, то они очень близки: угол  $\langle \alpha \rangle$  рас-

тет, когда магнитное поле  $\langle B \rangle$  и площадь  $S$  падают. Отличающееся от этого поведение значений исследуемых параметров магнитного поля в тени ведущего пятна в АО NOAA 11330, возможно, как раз связано с наличием магнитной связи с пятнами в замыкающей части соседней АО NOAA 11333.

Благодаря проведенным исследованиям свойств солнечных пятен при их прохождении по диску Солнца удалось выявить, что свойства тени магнитно-связанных пятен разной площади (см. разделы 2 и 3) в отсутствие динамических процессов могут отличаться от свойств пятен, претерпевающих различные преобразования, например, резкие изменения формы или площади их тени и т.д. Наибольшие различия в поведении параметров магнитного поля выявлены в тени пятен, которые находятся на этапах формирования или исчезновения, а также при перестройке магнитной связи с другими пятнами в группе или в соседней АО. Все эти факторы могут приводить к разбросу



**Рис. 28.** Вариации площади тени ведущего и замыкающего пятен и параметров магнитного поля  $\alpha_{\min-L}$ ,  $\alpha_{\min-F}$ ,  $B_{\max-F}$  и  $B_{\max-L}$  в тени пятен АО NOAA 11330 при ее прохождении по диску Солнца в зависимости от долготы  $L$ : (а) зависимость  $\langle \alpha_L \rangle(L)$  для ведущего пятна; (б)  $\langle B_L \rangle(L)$ ; (в) зависимость  $S_L$ ; (г–и) – те же зависимости, что на панелях (а–в), но для замыкающего пятна.

значений параметров магнитного поля и площади солнечных пятен, как это наблюдается для зависимости  $B(S)$  в [84], которая отличается от соответствующих зависимостей, выявленных для магнитно-связанных пятен в [29–31].

## 5. ДИНАМИКА МАГНИТНЫХ СВОЙСТВ ТЕНИ СОЛНЕЧНЫХ ПЯТЕН В АКТИВНЫХ ОБЛАСТЯХ С ВЗРЫВНЫМИ ПРОЦЕССАМИ

В разделе 3 анализировались магнитные свойства тени солнечных пятен АО в моменты времени, относительно которых в пределах  $\pm 3$  ч в этих АО не происходили рентгеновские вспышки с баллом, большим  $S1.0$ , и не возникали КВМ, т.е. АО без ВП. Дополнительным условием было отсутствие в этих АО таких динамических процессов, как вращение пятен, движение и смещение одних пятен в группе относительно других. В разделе 4 были рассмотрены эволюционные изменения магнитных свойств пятен в АО без ВП по мере прохождения их по диску Солнца, а также на этапах их зарождения и исчезновения.

В этом разделе, наоборот, мы попытаемся оценить влияние ВП в АО на те же характеристики магнитного поля в тени пятен, что и в предыдущих разделах. К ВП на Солнце, сопровождающихся быстрым выделением большого количества энергии, относятся, прежде всего, солнечные вспышки и формирование КВМ. За редким исключением, например, в случае возникнове-

ния КВМ в спокойных областях, ВП, преимущественно, наблюдаются в АО с пятнами группами. При этом ВП сопровождается перестройкой магнитного поля АО [93], в том числе, магнитным пересоединением во время солнечных вспышек [94].

Прежде всего нас интересовало: 1) оказывают ли влияние ВП на характеристики магнитного поля в тени пятен АО, в которых они наблюдаются; 2) если такое влияние есть, то насколько сильно могут меняться при этом характеристики поля в тени пятен под воздействием ВП; 3) какие факторы в основном определяют влияние ВП на характеристики поля в тени пятен? Полученные в предыдущих разделах результаты использовались для сравнения и с целью исключения из рассмотрения тех случаев, которые связаны с различного рода эволюционными изменениями в тени пятен, протекающих без ВП.

### 5.1. Данные и методы анализа

Были исследованы временные зависимости параметров  $\alpha_{\min}(t)$ ,  $\langle \alpha \rangle(t)$ ,  $B_{\max}(t)$  и  $\langle B \rangle(t)$  в тени пятен в АО с ВП разной мощности на интервале  $t = \pm 6$  ч от их начала. Определение характеристик магнитного поля в тени солнечных пятен осуществлялось по данным векторных измерений поля инструментом SDO/HMI. Проблема  $\pi$ -неопределенности направления поперечного ком-

понента магнитного поля решалась с помощью метода, предложенного в работе [80].

Для анализа были отобраны групп пятен, в которых наблюдалось формирование КВМ типа “гало”, связанных с солнечными вспышками. Отдельно рассмотрены магнитные свойства пятен в группах с быстрыми КВМ с линейной скоростью  $v_{\text{lin}} \geq 1300$  км/с и с медленным КВМ с  $v_{\text{lin}} \leq 600$  км (см. [81] и каталог КВМ типа “гало” [https://cdaw.gsfc.nasa.gov/CME\\_list/HALO/](https://cdaw.gsfc.nasa.gov/CME_list/HALO/)).

Всего было отобрано четыре АО с группами пятен. В качестве примера АО с быстрым КВМ мы рассмотрим АО NOAA 11429 в период времени 07.03.2012. Скорость КВМ для этого случая составила  $v_{\text{lin}} \geq 1825$  км/с, интенсивность рентгеновской вспышки, связанной с КВМ, характеризуется баллом X5.4, начало в 00:02 UT. В качестве примера АО с медленным КВМ мы отобрали АО NOAA 12146 в период 22.08.2014. Скорость медленного КВМ  $v_{\text{lin}} \geq 600$  км/с. КВМ сопровождался солнечной вспышкой рентгеновского балла C2.2 (начало в 10:13 UT). Отдельно была рассмотрена АО с группой пятен, в которых наблюдалась мощная солнечная вспышка рентгеновского класса X1.6 (начало в 14:02 UT) без инициации КВМ – АО NOAA 12192 в период 22.10.2014. Дополнительно мы рассмотрели АО с группой пятен без ВП – АО NOAA 12686 в период 28.10.2017. В этой АО в рассмотренный период были выявлены изменения площади пятен, а также их смещение друг относительно друга.

Как было отмечено выше, в тени солнечных пятен для всех отобранных для анализа АО мы построили зависимости  $\alpha_{\text{min}}(t)$ ,  $\langle \alpha \rangle(t)$ ,  $B_{\text{max}}(t)$  и  $\langle B \rangle(t)$  в интервале времени  $\Delta t \sim 12$  ч, середина которого была близка времени начала вспышки. Для АО без ВП в качестве аналога момента начала вспышки был условно выбран момент времени, соответствующий середине интервала  $\Delta t$ .

Все отобранные АО с группами пятен наблюдались вблизи центральной области солнечного диска, т.е., преимущественно, в пределах около  $[\pm 200; \pm 200]$  угл. сек. по долготе  $\Delta L$  и широте  $\Delta B$  относительно центра диска Солнца, с целью уменьшения вклада погрешности измерения параметров магнитного поля в тени исследуемых пятен.

Анализ свойств КВМ на этапах их формирования и начального движения осуществлялся по данным многоволновых наблюдений инструмента AIA обсерватории SDO <http://jsoc.stanford.edu/ajax/exportdata.html>. Определение гелиографических координат солнечных пятен для их отождествления в отобранных группах пятен, а также для точного определения площади их тени осуществлялось по изображениям Солнца в континууме по данным SDO.

Определение характеристик солнечных вспышек, связанных с КВМ, осуществлялось по данным космической обсерватории GOES, представленных на сайте данных RHESSI (<http://sprg.ssl.berkeley.edu/~tohban/browser/>).

Влияние ВП на параметры поля в тени отобранных пятен в каждой из исследуемой АО оценивалось по виду зависимостей  $\alpha_{\text{min}}(t)$ ,  $\langle \alpha \rangle(t)$ ,  $B_{\text{max}}(t)$  и  $\langle B \rangle(t)$ , включая метод наложения эпох.

В данном разделе также обсуждаются особенности колебаний параметров  $\alpha_{\text{min}}$ ,  $\langle \alpha \rangle$ ,  $B_{\text{max}}$  и  $\langle B \rangle$  [95]. Были рассчитаны спектры мощности колебаний параметров магнитного поля для всех анализируемых групп пятен, как в течение всего рассматриваемого периода наблюдений  $\Delta t = 12$  ч, так и за периоды длительностью 6 ч до и после начала вспышки (в АО со вспышками). Отметим, что изучению колебаний параметров магнитного поля с периодами от десятков минут до десятков часов (долгопериодические колебания) посвящено множество работ с привлечением различных данных с разных инструментов (магнитограммы, карты скоростей, микроволновые изображения, фотогелиограммы и т.д.) [49], однако чаще в них обсуждаются колебания только одного параметра –  $B_{\text{max}}$ .

Построение спектров мощности колебаний параметров магнитного поля проиллюстрируем на примере АО NOAA 11429 с мощной вспышкой X5.4 в 00:02 UT и быстрым КВМ с  $v_{\text{lin}} = 1825$  км/сек и АО NOAA 12686 без ВП. В тени каждого пятна в этих АО были построены спектры мощности колебаний параметров магнитного поля за периоды наблюдений  $\Delta t_1 = 12$  ч (ALL),  $\Delta t_2 = 6$  ч (BFL) до начала ВП и  $\Delta t_3 = 6$  ч (AFL) после начала ВП. Всего для АО NOAA 11429 было построено 60 спектров колебаний исследуемых параметров для отдельных пятен группы в тени 20 отобранных для анализа солнечных пятен, и 6 спектров мощности – для 2 пятен в АО NOAA 12686. Далее интенсивность колебаний на разных частотах в каждом пятне на каждом из интервалов наблюдений нормировалась на максимальное значение, т.е. приводилась к 1.0. На рис. 29 приведены примеры таких нормированных спектров мощности колебаний  $\alpha_{\text{min}}$  для отдельных пятен в АО NOAA 12686 и NOAA 11429. Даже на примере отдельных пятен видно, что характер распределения частоты колебаний  $\alpha_{\text{min}}$  различается: для пятен в АО без ВП более вероятны долгопериодические колебания на частотах, соответствующих периодам от  $\sim 1$  ч и выше, а для пятен АО с мощными ВП – менее 1 ч. Отметим, что спектры мощности параметров магнитного поля для пятен одной АО различаются, но некоторые частоты  $f$  совпадали или были близки. Возможно, что некоторые появляющиеся частоты колебаний параметров магнитного поля





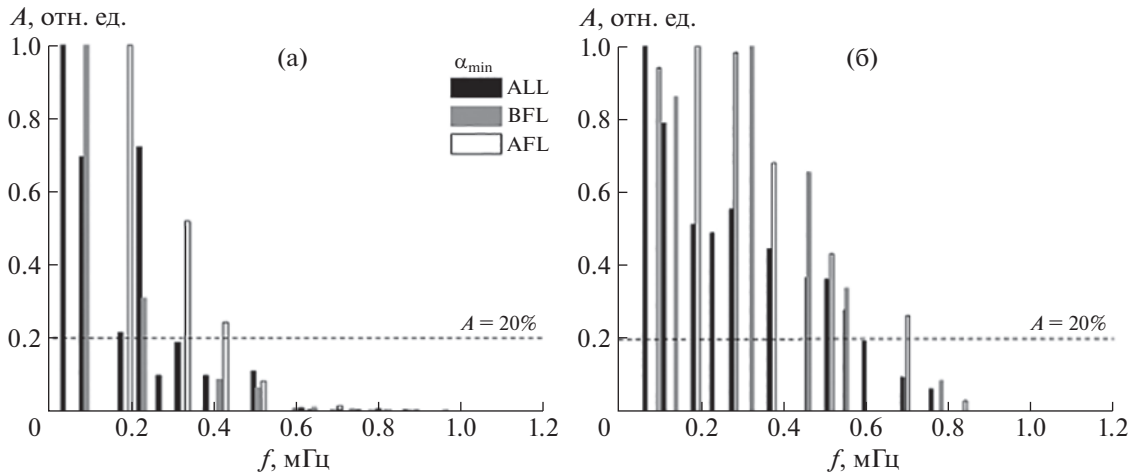


Рис. 30. “Спектры колебаний АО” для параметра  $\alpha_{\min}$  для АО NOAA 12686 (а) и АО NOAA 11429 (б).

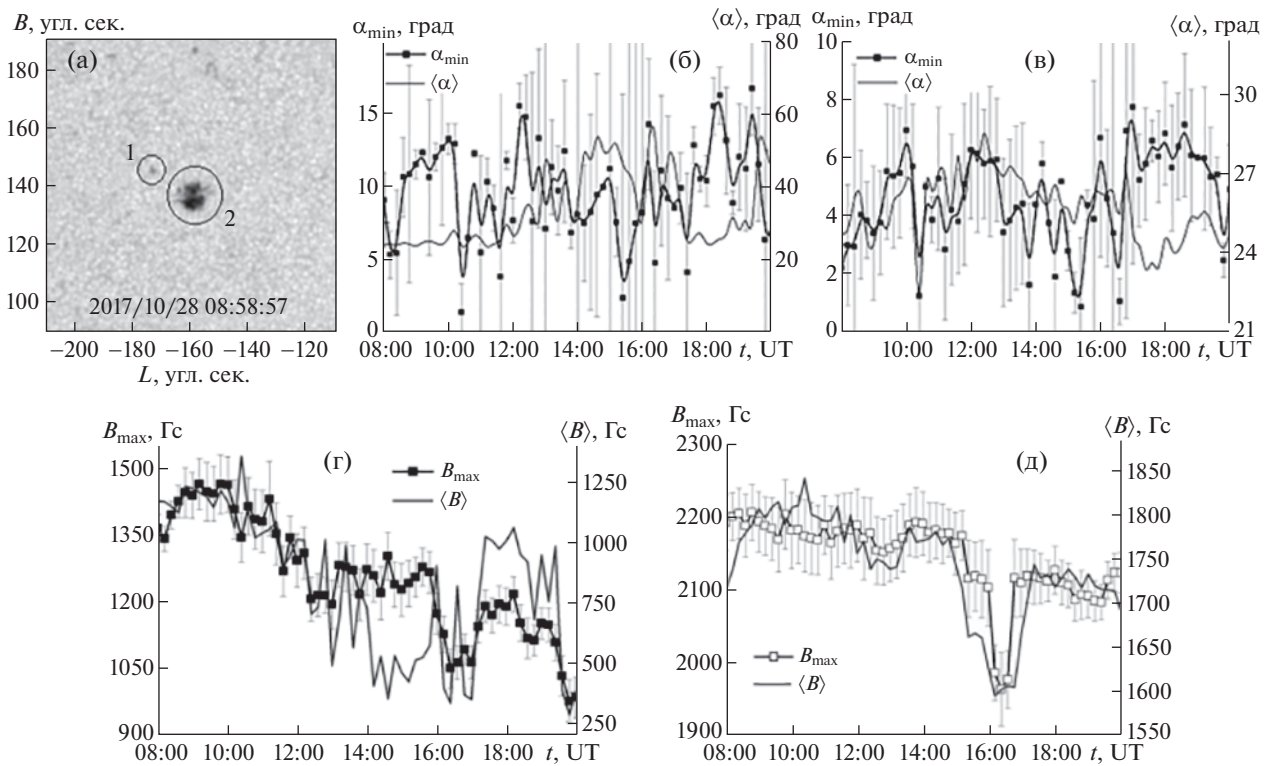


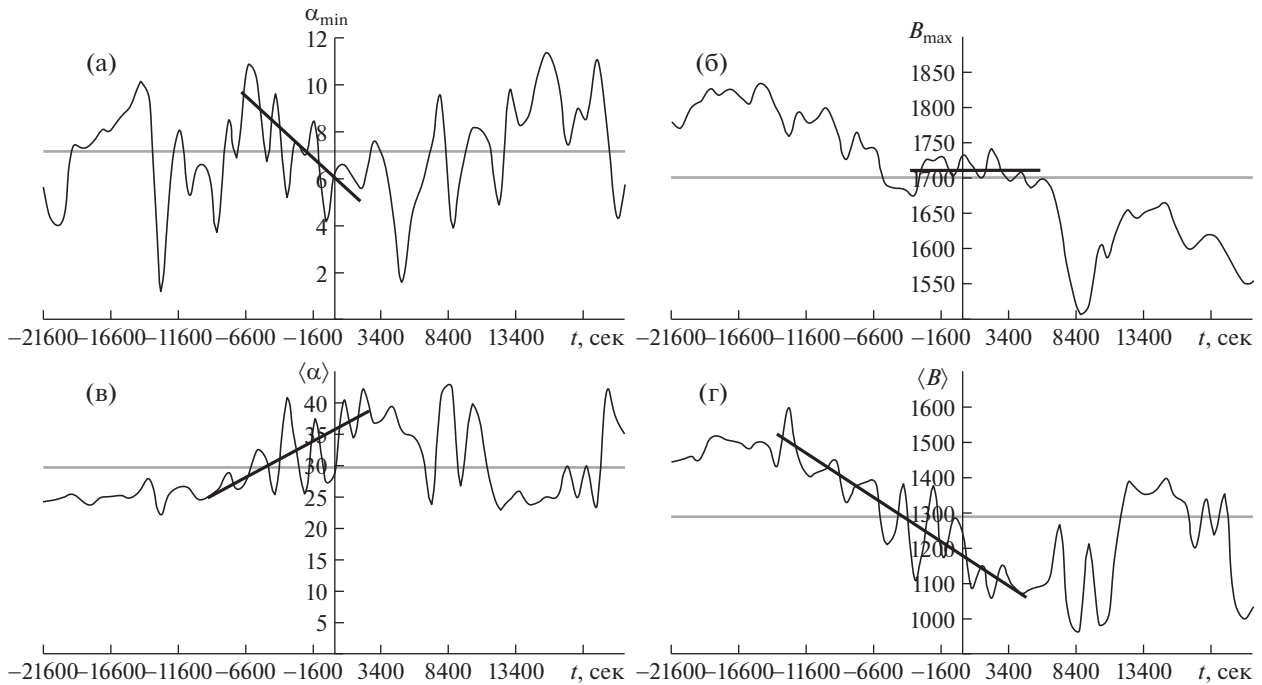
Рис. 31. (а) Изображение АО NOAA 12686 в континууме с условной нумерацией пятен; (б) и (г) зависимости  $\alpha_{\min}(t)$ ,  $\langle\alpha\rangle(t)$ ,  $B_{\max}(t)$  и  $\langle B\rangle(t)$  в тени пятна с номером 1; (в) и (д) те же зависимости, что и на панелях (б) и (г), но для пятна с номером 2.

дуемых параметров относительно середины выбранного временного интервала.

Из рис. 31б,в следует, что значения  $\alpha_{\min}$  и  $\langle\alpha\rangle$  хаотически меняются со временем на всем интервале наблюдений, и через 6 ч после начала наблюдений существенных изменений в характере по-

ведения углов не наблюдается. Похожая динамика наблюдалась и в изменениях параметров  $B_{\max}$  и  $\langle B\rangle$  со временем (рис. 31г,д). Такое поведение зависимостей  $\alpha_{\min}(t)$ ,  $\langle\alpha\rangle(t)$ ,  $B_{\max}(t)$  и  $\langle B\rangle(t)$  отождествили как “эволюционное”, поскольку характеристики магнитного поля в тени пятен могут существенно меняться со временем и без воздей-





**Рис. 32.** Полученные методом наложенных эпох зависимости параметров магнитного поля, усредненные по всем пятнам в АО NOAA 12686: (а) для зависимости  $\alpha_{\min}(t)$ , (б)  $B_{\max}(t)$ , (в)  $\alpha_{\min}(t)$  и (г) для зависимости  $\langle B \rangle(t)$ . Вертикальная линия ( $t = 0$ ) соответствует середине выбранного промежутка времени.

ствия ВП (для одиночных пятен см. результаты работы [91]).

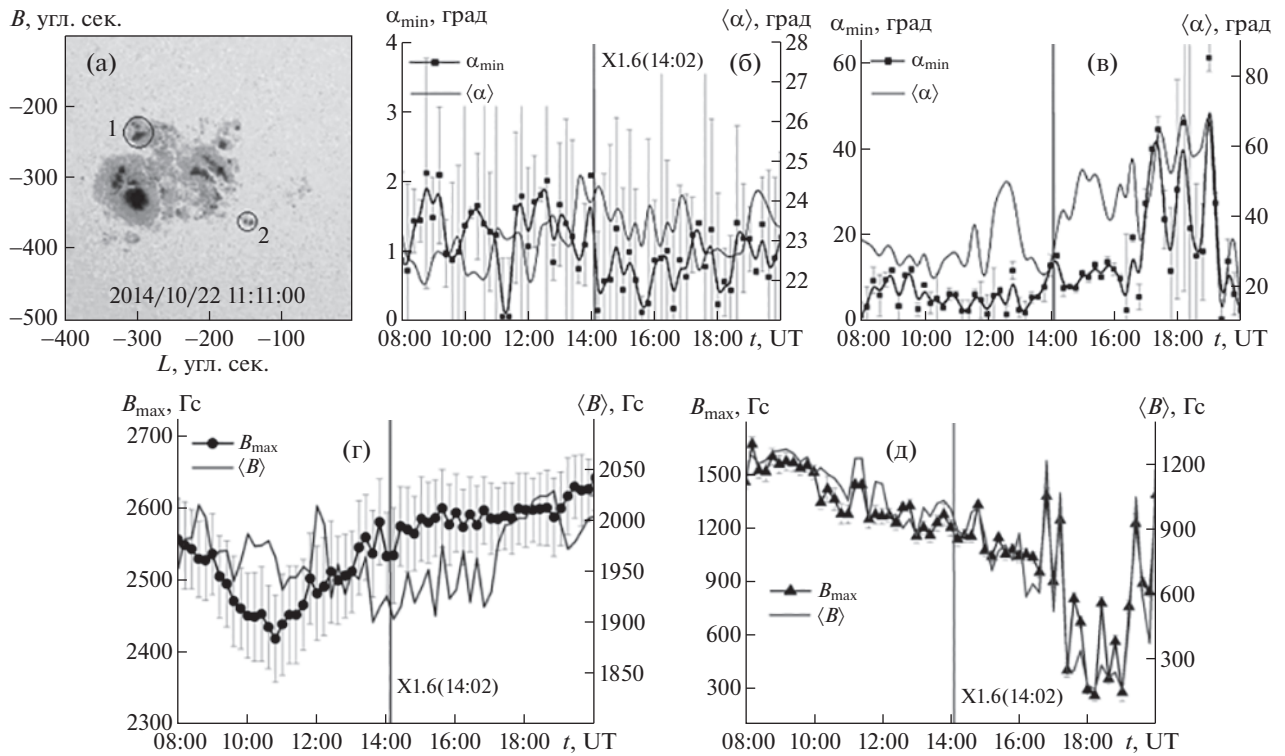
На рис. 32 представлены зависимости от времени параметров магнитного поля в тени пятен в АО NOAA 12686, полученные методом наложения эпох. Видно, что в момент  $t = 0$  резкого изменения характера поведения всех параметров не наблюдается. Такое поведение параметров магнитного поля со временем можно использовать далее для отождествления “эволюционных” изменений в АО, т.е. не связанных с ВП.

Теперь рассмотрим влияние на характеристики магнитного поля в тени солнечных пятен в АО NOAA 12192 от 22.10.2014 с мощной солнечной вспышкой рентгеновского класса X1.6 в 14:02 UT, но без формирования КВМ. В АО NOAA 12192 на интервале  $\pm \Delta t = 6$  ч от начала солнечной вспышки наблюдалось множество пятен (более 20), 10 из которых мы отождествили как солнечные пятна различной площади тени. Площадь тени каждого из отобранных пятен на интервале наблюдений 12 ч изменялась слабо. Для каждого из пятен были построены зависимости  $\alpha_{\min}(t)$ ,  $\langle \alpha \rangle(t)$ ,  $B_{\max}(t)$  и  $\langle B \rangle(t)$ . Оказалось, что, несмотря на балл солнечной вспышки, наблюдается только слабое изменение поведения исследуемых параметров поля на фоне хаотических изменений.

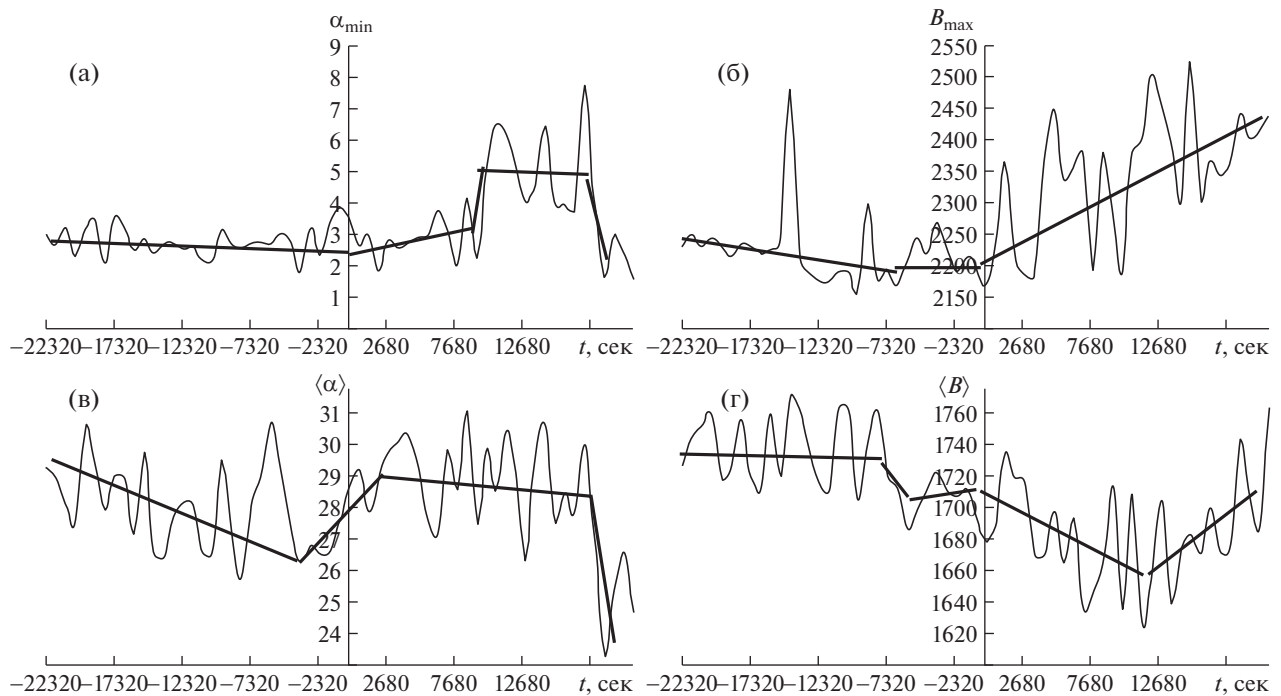
Проиллюстрируем поведение исследуемых параметров поля на зависимостях  $\alpha_{\min}(t)$ ,  $\langle \alpha \rangle(t)$ ,

$B_{\max}(t)$  и  $\langle B \rangle(t)$ , полученных в тени двух пятен средней и малой площади (рис. 33). На рис. 33б показано влияние ВП на перечисленные параметры поля. Видно, что после хаотического изменения  $\alpha_{\min}$  до начала вспышки наблюдался его спад с последующим медленным, в среднем, нарастанием этого угла. В то же время средний угол  $\langle \alpha \rangle$  практически не реагирует на начало вспышки. На рис. 33в, наоборот, наблюдается плавное увеличение  $\alpha_{\min}$  после начала вспышки. На рис. 33г,д представлены зависимости  $B_{\max}(t)$  и  $\langle B \rangle(t)$  для этих же пятен: в поведении  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  со временем  $t$  не наблюдается отклика на ВП. Заметим, что до начала вспышки угол  $\alpha$  и величина поля  $B$  меняются разным способом, а после начала вспышки “присматривается” обратная корреляция между  $\alpha_{\min}$  и  $B_{\max}$ .

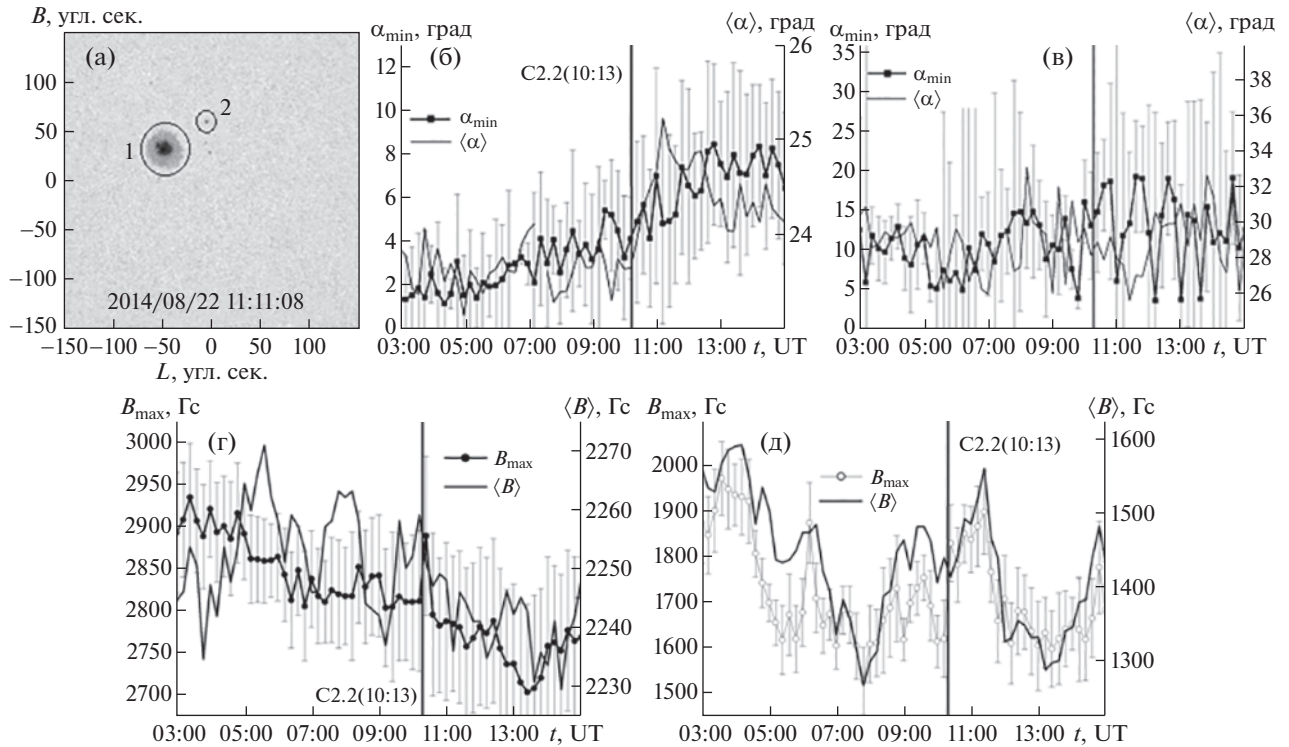
Оценим влияние ВП на все отобранные пятна в исследуемой АО с мощной вспышкой, используя метод наложения эпох. Согласно рис. 34 вспышка X1.6 заметно влияет на характер поведения параметров. В среднем, медленное уменьшение  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  до начала вспышки сменяется относительно быстрым изменением этих параметров. В среднем, значения минимального  $\alpha_{\min}$  и среднего  $\langle \alpha \rangle$  углов, а также максимальной величины поля  $B_{\max}$  до момента начала вспышки принимают меньшие значения, чем после ее начала, а для  $\langle B \rangle$  — обратная ситуация.



**Рис. 33.** (а) Изображение в континууме АО NOAA 12192 от 22.10.2014 с условной нумерацией пятен; (б) зависимость  $\alpha_{\min}(t)$  и  $\langle\alpha\rangle(t)$  в тени пятна с номером 1; (в) зависимости от времени углов  $\alpha_{\min}$  и  $\langle\alpha\rangle$  в тени пятна с условным номером 2 в исследуемой АО; (г)  $B_{\max}(t)$  и  $\langle B\rangle(t)$  в тени пятна 1; (д)  $B_{\max}(t)$  и  $\langle B\rangle(t)$  в тени пятна 2. Момент начала солнечной вспышки отмечен на графиках вертикальной линией с указанием балла вспышки и времени ее начала по всемирному времени.



**Рис. 34.** Полученные методом наложенных эпох зависимости параметров магнитного поля, усредненные по всем пятнам в АО NOAA 12192: (а) для зависимости  $\alpha_{\min}(t)$ , (б)  $B_{\max}(t)$ , (в)  $\alpha_{\min}(t)$  и (г) для зависимости  $\langle B\rangle(t)$ . Вертикальная линия ( $t = 0$ ) соответствует середине выбранного промежутка времени.



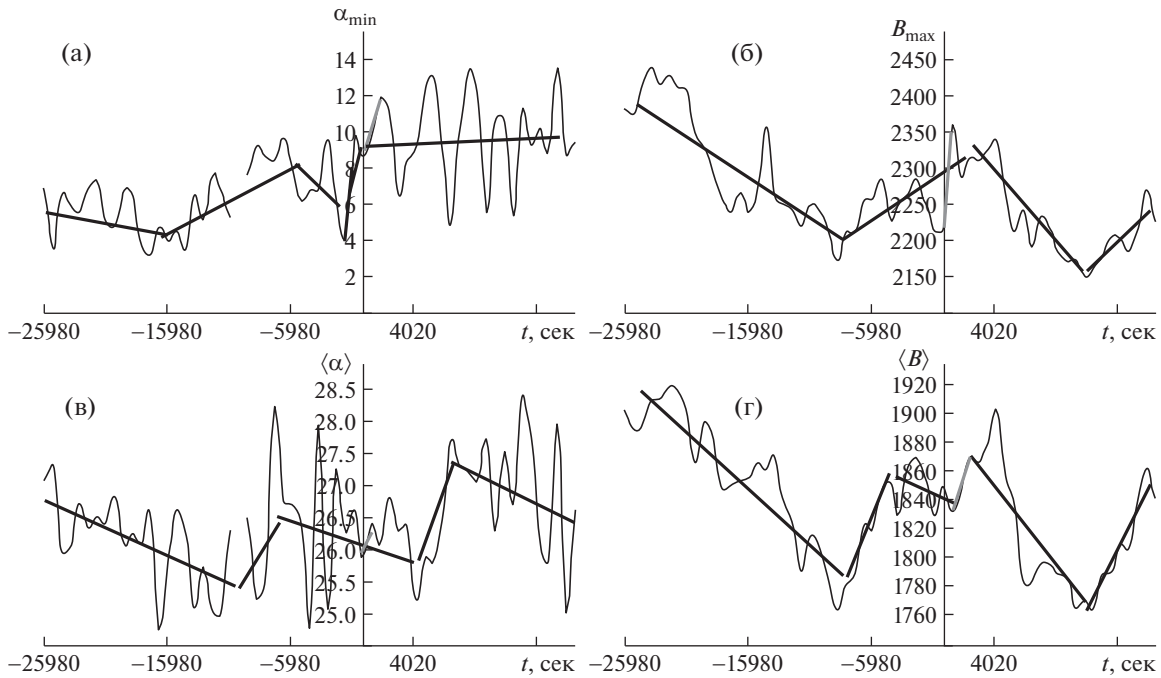
**Рис. 35.** (а) Изображение АО NOAA 12146 в континууме с условной нумерацией пятен; (б) и (г) зависимости от времени  $\alpha_{\min}(t)$ ,  $\langle\alpha\rangle(t)$ ,  $B_{\max}(t)$  и  $\langle B\rangle(t)$  в тени пятна с номером 1; (в) и (д) те же зависимости, что на рисунках (б) и (г), но в тени пятна с номером 2. Момент начала солнечной вспышки отмечен на графиках вертикальной линией с указанием балла вспышки и времени ее начала по всемирному времени.

На рис. 35 показаны примеры изменения параметров магнитного поля со временем для события с медленным КВМ и слабой вспышкой C2.2 в АО NOAA 12146 (см. рис. 35). В АО NOAA 12146 на выбранном интервале  $\Delta t = 12$  ч, наблюдались всего два пятна разной площади: одно пятно с правильной формой тени и развитой полутенью и малое пятно с вырожденной полутенью. Поры исключены из анализа, т.к. их время жизни 12 ч. Влияние ВП на ход зависимостей параметров  $\alpha_{\min}$ ,  $\langle\alpha\rangle$ ,  $B_{\max}$  и  $\langle B\rangle$  со временем  $t$  на рис. 35 неясно, скорее всего, слабое. В тени исследуемых солнечных пятен после начала вспышки не наблюдались заметные изменения ни в поведении углов  $\alpha_{\min}$  и  $\langle\alpha\rangle$ , ни в поведении величины поля  $B_{\max}$  и  $\langle B\rangle$ . Кажущиеся на первый взгляд значительными изменения величины поля в тени малого пятна по нашим оценкам не превышают  $\sim 10\%$  от среднего значения  $\langle B_{\max}\rangle$  на выбранном интервале наблюдений в 12 ч.

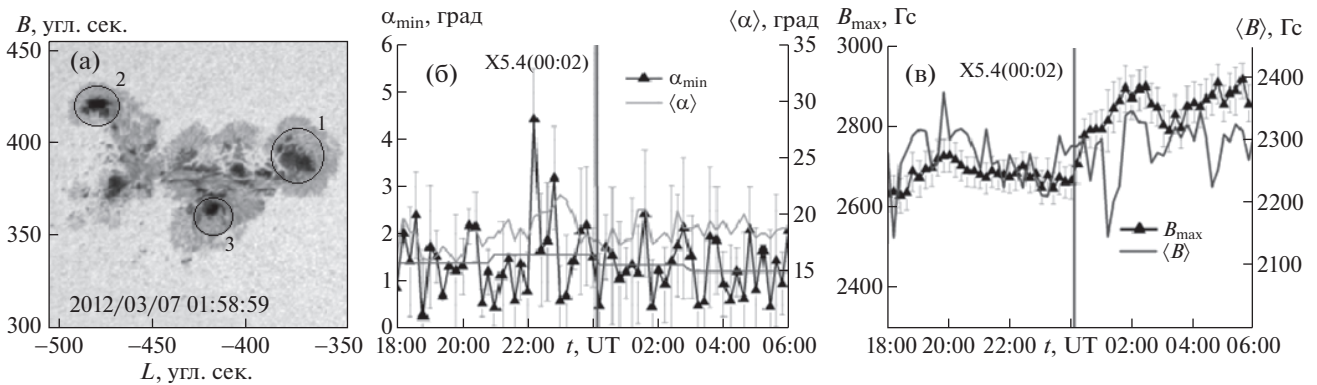
Однако использование метода наложенных эпох (рис. 36) показало, что характер поведения исследуемых параметров в периоды времени до и после вспышки различается. Так, значения  $\alpha_{\min}$  и  $\langle\alpha\rangle$ , в среднем, больше после начала вспышки, чем до ее начала, и, наоборот,  $B_{\max}$  и  $\langle B\rangle$ , в сред-

нем, больше до начала вспышки. С момента начала вспышки C2.2 в 10:13 UT наблюдается кратковременный скачок значений  $\alpha_{\min}$  и  $\langle\alpha\rangle$  и  $B_{\max}$  в сторону больших значений на интервале  $\Delta t \sim 16$  мин, и после небольшой временной задержки  $\sim 10$  мин выявлен скачок для  $\langle B\rangle$ . Наиболее интересен характер изменения  $\alpha_{\min}$  до и после начала вспышки, так, в среднем,  $\alpha_{\min}$  до начала вспышки растет, а после изменяется слабо.

Разнообразие и интенсивность отклика поведения параметров магнитного поля  $\alpha_{\min}$ ,  $\langle\alpha\rangle$ ,  $B_{\max}$  и  $\langle B\rangle$  на солнечную вспышку и формирование КВМ особенно велики для событий с быстрыми КВМ и мощными вспышками. Обсудим некоторые особые проявления влияния ВП на поведение параметров магнитного поля в тени пятен. На рис. 37–40 показано несколько наиболее ярких примеров изменения поведения  $\alpha_{\min}$  и  $\langle\alpha\rangle$  после начала вспышки для события от 07.03.2012 в АО NOAA 11429. Всего было отобрано для анализа 20 солнечных пятен разной площади. Оказалось, что в некоторых пятнах рассматриваемой АО ВП не оказывает заметного влияния на характер поведения на  $\alpha_{\min}$  и  $\langle\alpha\rangle$  в их тени (см. рис. 37б), но таких пятен немного, как правило, они наблюдались на удаленном расстоянии  $\sim 100''$  от места



**Рис. 36.** Усредненные по всем пятнам АО NOAA 12146 значения параметров  $\alpha_{\min}$ ,  $\langle\alpha\rangle$ ,  $B_{\max}$  и  $\langle B\rangle$ , полученные методом наложения эпох, где за  $t = 0$  принят момент начала вспышки C2.2 в 10:13 UT.



**Рис. 37.** (а) Изображение АО NOAA 11429 в континууме; (б) зависимости  $\alpha_{\min}(t)$ ,  $\langle\alpha\rangle(t)$  для тени солнечного пятна с условным номером 3 на панели (а); (в) зависимости  $B_{\max}(t)$  и  $\langle B\rangle(t)$  в тени этого же солнечного пятна. Начиная с 18:00 UT, на каждом временном интервале  $\Delta t = 3$  ч приведены значения  $\langle\alpha_{\min}\rangle$ , т.е. значения  $\alpha_{\min}$ , усредненные в пределах этого промежутка времени.

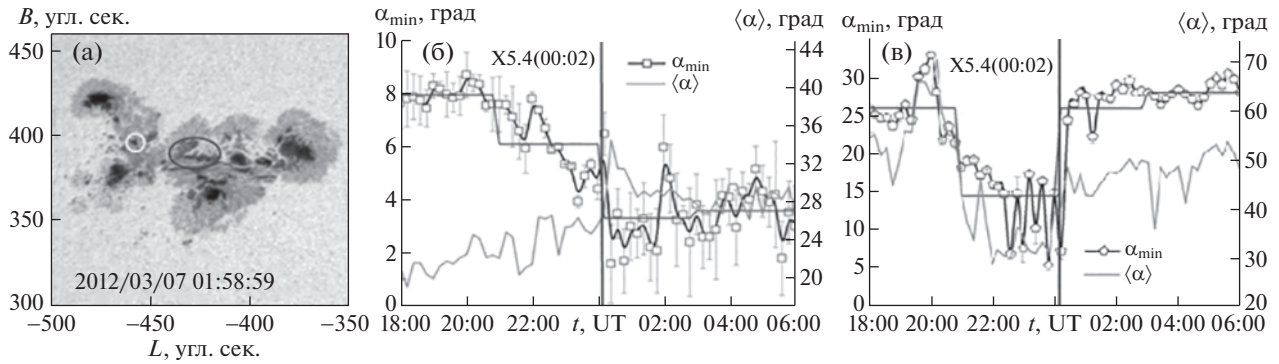
солнечной вспышки. Для большинства пятен после начала вспышки наблюдаются существенные по интенсивности и разнообразные по характеру изменения поведения углов  $\alpha_{\min}$  и  $\langle\alpha\rangle$ , а также  $B_{\max}$  и  $\langle B\rangle$ .

Наибольшее влияние ВП оказал на угол  $\alpha_{\min}$  в тени малого пятна и развитого пятна неправильной формы тени, которые были расположены вблизи к ЛРП в АО и области инициации КВМ. Вспышка X-класса наблюдалась с координатами

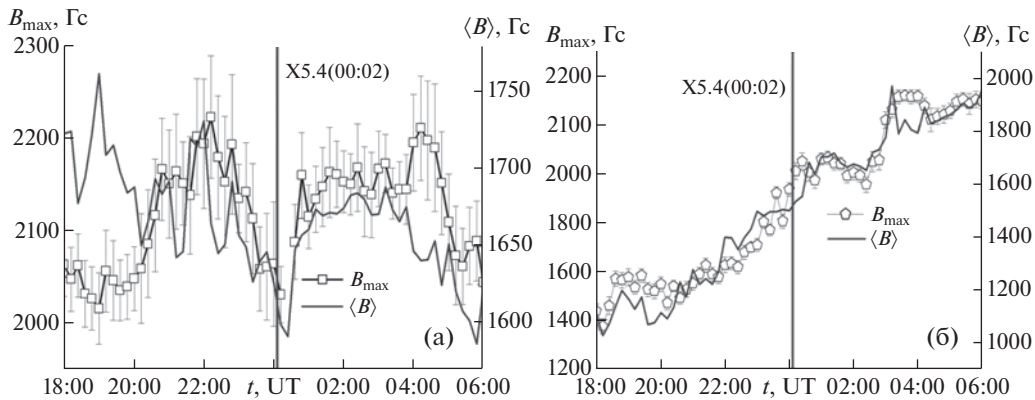
$\sim [-450; 380]$  угл. сек., центр фронтальной структуры КВМ на начальном этапе формирования имеет приблизительно такие же координаты.

Приблизительно за  $\sim 120$  мин в тени одного из пятен группы площадью  $S \sim 25$  МДП (см. рис. 38б) до начала солнечной вспышки наблюдалось увеличение  $\alpha_{\min}$  до “не характерно” высоких значений в сравнении с наблюдаемыми значениями в магнитно-связанных пятнах в АО без ВП (см. раздел 3, рис. 13 и его описание [96]). А в пе-





**Рис. 38.** (а) Изображение исследуемой АО 11429 в континууме с выделенным для исследования солнечными пятнами; динамика параметров  $\alpha_{\min}$  и  $\langle\alpha\rangle$  для пятна большей площади (б) и для пятна малой площади (в). Момент начала солнечной вспышки отмечен на графиках вертикальной линией с указанием балла вспышки и времени ее начала по всемирному времени.



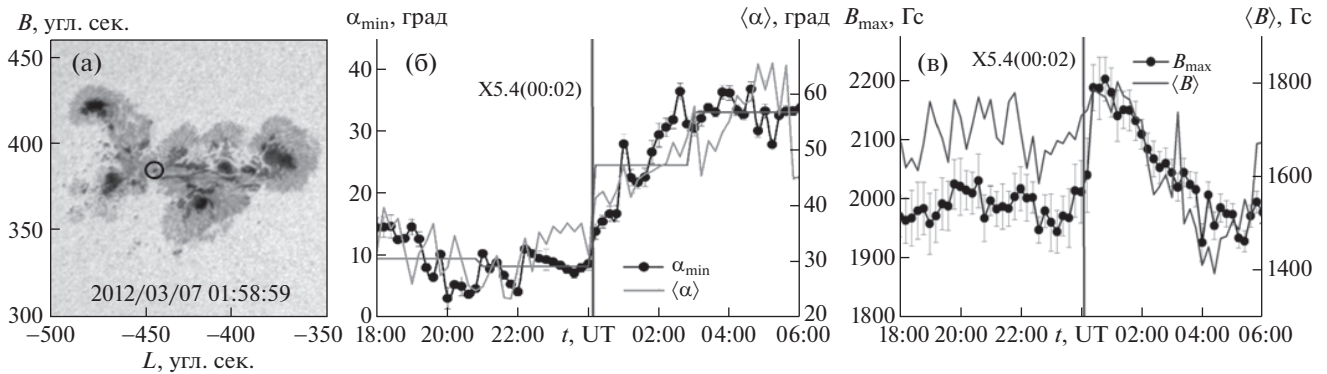
**Рис. 39.** Зависимости  $B_{\max}(t)$ ,  $\langle B \rangle(t)$  для тени солнечных пятен в АО 11429, отмеченных на рис. 38а, здесь (а) для пятна большей площади, (б) для пятна малой площади.

риод  $\Delta t \sim \pm 30$  мин от момента начала вспышки  $t_0$  выявлено резкое уменьшение  $\alpha_{\min}$  до значений, которое  $\sim 120$  мин наблюдалось в магнитно-связанных пятнах близкой площади, в отсутствие ВП. На рис. 38б можно видеть, что до начала связанной с формированием КВМ солнечной вспышки параметр  $\alpha_{\min}$ , в среднем, принимал значения  $\sim 7^\circ$ , а после начала солнечной вспышки —  $\alpha_{\min} \sim 3.5^\circ$ , т.е. в два раза меньше. Для параметра  $\langle\alpha\rangle$  (рис. 38в) был выявлен монотонный рост значений до момента начала вспышки. Далее, спустя  $\sim 30$  мин с момента начала вспышки X5.4 в 00:02 UT, наблюдался резкий рост значений  $\langle\alpha\rangle$  на  $5^\circ$  с последующим выходом на “плато”, где  $\langle\alpha\rangle \approx 28^\circ$ . Из рис. 38б видно, что параметры  $\alpha_{\min}$  и  $\langle\alpha\rangle$  в тени исследуемого солнечного пятна ведут себя по-разному. В то же время заметим, что для других пятен указанной АО характеры поведения со временем  $\alpha_{\min}$  и  $\langle\alpha\rangle$  в тени пятен близки.

В другом пятне малой площади  $S \sim 4$  МДП (рис. 38в) после начала вспышки наблюдался, наоборот, резкий скачок значений  $\alpha_{\min}$  в сторону больших значений: до начала солнечной вспышки  $\alpha_{\min} \approx 10^\circ$ , а после ее начала —  $\alpha_{\min} = 25^\circ$ . Возможно, в пятнах разной площади на ВП следует ожидать разного отклика в поведении зависимости  $\alpha_{\min}(t)$ . Похожий результат обсуждался в работе [97].

Что касается влияния ВП на вариации параметров  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  в тени исследуемых пятен со временем, то в пятне с большей площадью до начала связанной с КВМ солнечной вспышки  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  увеличились до  $\sim 2200$  Гс примерно за 2 ч до ее начала. Затем наблюдалось уменьшение  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$ , значения которых на момент начала вспышки X5.4(00:02) составили  $\sim 2000$  Гс (см. рис. 39). Спустя примерно 30 мин после начала вспышки  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  резко увеличиваются, достигая значений  $\sim 2150$  и  $1650$  Гс соответственно. Для пятна





**Рис. 40.** (а) Изображение исследуемой АО 11429 в континууме с выделенным для исследования пятном; (б)  $\alpha_{\min}(t)$  и  $\langle \alpha \rangle(t)$ ; (в)  $B_{\max}(t)$  и  $\langle B \rangle(t)$  в тени выделенного пятна.

малой площади наблюдалось почти монотонное увеличение  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  на всем интервале наблюдений. Следует особо подчеркнуть тот факт, что изменения величины поля на  $\sim 10\%$  от максимальной величины на выделенном интервале времени наблюдаются в тени многих пятен, в том числе в группах пятен без ВП.

Рассмотрим также, как изменялись параметры поля в других пятнах группы в АО NOAA 11429. На рис. 39 показан пример слабого влияния ВП на  $\alpha_{\min}$  и, одновременно, заметного влияния на  $B_{\max}$ .

На рис. 40 показан пример разного характера изменения  $\alpha_{\min}$  и  $B_{\max}$  после начала солнечной вспышки в одном и том же пятне. Слабое, в среднем, изменение со временем  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$  до начала вспышки сменяется небольшим резким увеличением этих углов примерно в момент начала вспышки с последующим более плавным увеличением в течение  $\sim 3$  ч, и, далее, с выходом на плато.  $B_{\max}$  в среднем слабо меняется до начала вспышки и резко возрастает в момент начала вспышки, а затем плавно уменьшается до конца выбранного промежутка времени.  $\langle B \rangle$  меняется со временем, в среднем, примерно, как  $B_{\max}$ , но без заметного резкого скачка в начале вспышки.

Еще в нескольких пятнах группы выявлены похожие характеры изменения  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$  со временем, хотя интенсивность изменения двух типов углов была разной. В развитых пятнах группы, наблюдавшихся вдали от ЛРП, выявлены, в основном, хаотические изменения относительно среднего значения на всем интервале наблюдений в 12 ч. Наш предварительный анализ показал, что наиболее сильные и резкие изменения  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$  происходят в тени пятен с минимальными размерами и/или в солнечных пятнах, наиболее близкорасположенных к месту возникновения ВП. Кроме этого, на особенности поведения  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$

после начала ВП может также влиять близость пятна к ЛРП фотосферного магнитного поля.

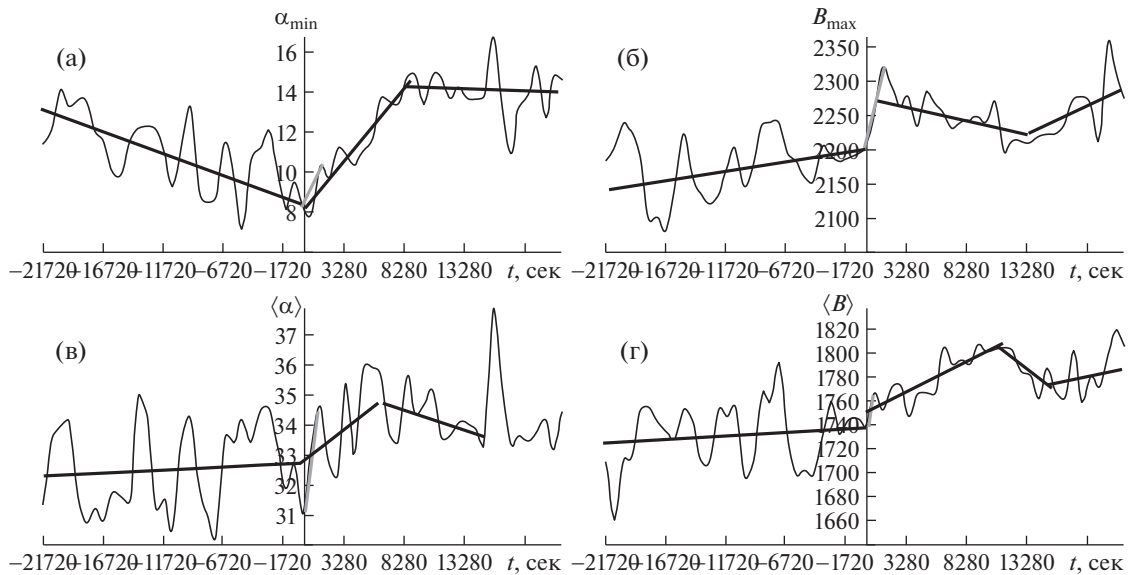
На рис. 41 с использованием метода наложенных эпох получены зависимости от времени параметров магнитного поля, усредненных по всем отобраным пятнам АО NOAA 11429. Видно, что для всех рассмотренных параметров поля в тени пятен отчетливо наблюдается влияние ВП на их поведение после начала вспышки.

Суммируя полученные результаты, можно сказать, что ВП процессы на Солнце могут приводить к заметному изменению поведения со временем параметров магнитного поля  $\alpha_{\min}$ ,  $\langle \alpha \rangle$ ,  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  в тени солнечных пятен. Выявлено отличие в характере поведения параметров магнитного поля в тени пятен в АО с разными видами ВП. Как показано выше, наиболее выражено влияние ВП на динамику параметров магнитного в тени пятен во время событий, связанного с инициацией быстрых КВМ ( $v_{\text{in}} \geq 1300$  км/с) и мощных солнечных вспышек рентгеновского М- и X-класса.

В разных солнечных пятнах в одной и той же АО характер поведения каждого из рассмотренных параметров магнитного поля после начала ВП существенно различается. Оказалось, значения магнитного поля  $B_{\max}$  в тени пятен в АО с различными видами ВП значительно отличаются от тех, что удалось выявить в тени магнитно-связанных пятен в АО без ВП (см. рис. 13 и описание к нему).

### 5.3. О долгопериодических колебаниях параметров магнитного поля, выявленных в тени солнечных пятен в активных областях с взрывными процессами и без

Из всех вышеприведенных примеров видно, что изменения параметров магнитного поля в тени пятен со временем носят колебательный характер. Напомним, временное разрешение дан-



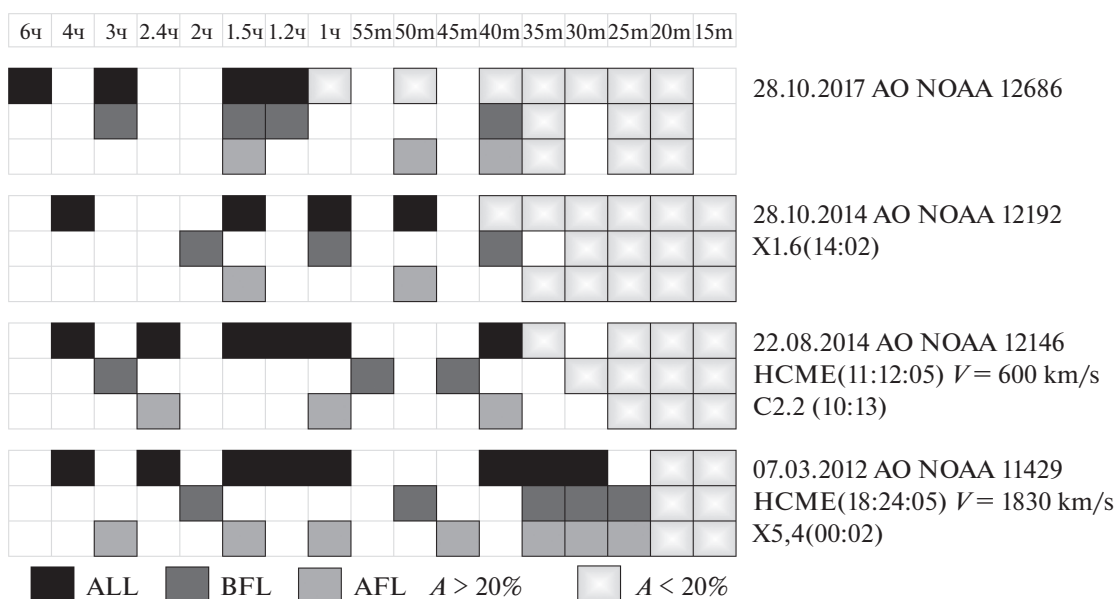
**Рис. 41.** Полученные методом наложенных эпох зависимости от времени  $\alpha_{\min}$ ,  $\langle \alpha \rangle$ ,  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$ , усредненные по всем пятнам AO NOAA 11429,  $t = 0$  – момент начала вспышки X5.4 в 00:02 UT.

ных векторных наблюдений SDO составляет 12 мин, а период наблюдений составляет 12 ч, поэтому мы можем говорить только о колебаниях значений исследуемых параметров поля с периодами не менее 12 мин и не более 6 ч, т.е. о долгопериодических колебаниях. Изучению долгопериодических колебаний  $B_{\max}$  в солнечных пятнах посвящено множество работ с привлечением данных с разных инструментов, таких как магнитограммы, карты скоростей, микроволновые изображения, фотогелиограммы и т.д. Следует отметить работу [98], где перечислены работы, посвященные этому вопросу. Отметим, что оценок характера колебаний углов  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$  в тени пятен до сих пор никто не проводил. Ниже приведены результаты анализа спектров мощности колебаний  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$ , а также  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  в тени пятен в АО с различными проявлениями ВП, вполне сравнение спектров мощности, как в каждом пятне, так и во всей АО.

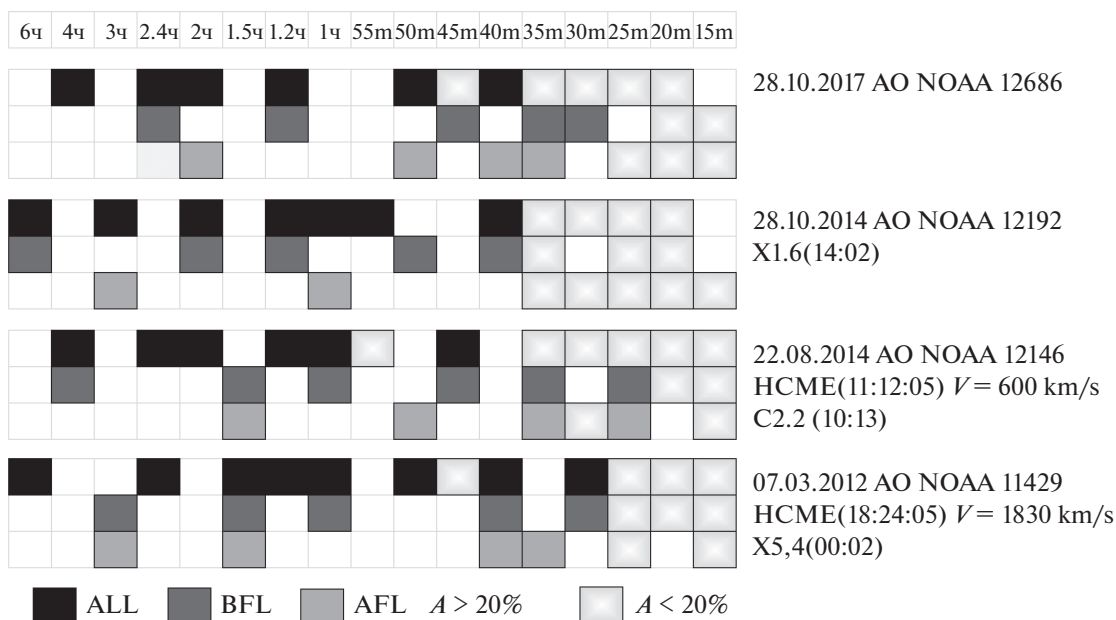
Отметим, что для всех рассмотренных АО основная часть спектра колебаний сосредоточена преимущественно в диапазоне частот от  $\sim 0.05$  до  $0.4$ – $0.5$  мГц. Спектры мощности для обоих типов углов для интервалов времени до и после начала вспышки визуально кажутся различающимися, но сопоставлять их сложно, поэтому в статье их все не приводим. Чтобы надежнее провести сравнение спектров колебаний в разных событиях, были составлены таблицы периодов колебаний в диапазоне минут и часов для всех исследуемых параметров магнитного поля –  $\alpha_{\min}$ ,  $\langle \alpha \rangle$ ,  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  (см. рис. 42–45).

Напомним, что временное разрешение векторных измерений магнитного поля инструментом SDO/HMI составляет 12 мин, а длина периода наблюдений составила 12 ч, поэтому мы можем говорить только о существовании долгопериодических колебаний от  $T \sim 15$  мин до  $T \sim 6$  ч. На “спектрах колебаний АО” удалось выделить некоторые периоды колебаний  $T$  параметров магнитного поля, которые совпадали или были близки для всех рассмотренных АО. Так, начиная с периодов колебаний исследуемых параметров от 15 мин до 1 ч, мы выделили отдельные гармоники на спектрах мощности АО с шагом  $\sim 5$  мин. Далее, преимущественно, наблюдались периоды в 1.2, 1.5, 2, 2.4, 3, 4 и 6 ч. Для пятен в АО без ВП, как было сказано выше, вместо момента начала вспышки бралась середина интервала наблюдений в 12 ч. Сравнивая рис. 42–45, можно обнаружить, что существуют периоды колебаний параметров магнитного поля, которые наблюдаются преимущественно в АО с ВП, а есть периоды, которые наблюдаются во всех исследуемых АО.

Рассмотрим более подробно рис. 42–45. На рис. 42 показана таблица с закрашенными ячейками, которые отображают выявленные периоды колебаний параметра  $\alpha_{\min}$ , наблюдавшихся на “спектрах колебаний АО” для всех отобранных для анализа групп пятен. Справа от таблицы приведена соответствующая информация по АО. Вверху приведены значения выявленных периодов колебания в минутах (м) и часах (ч). Для каждого события в таблице отведено по 3 строки с закрашенными ячейками, где верхняя соответствует периодам колебаний параметра  $\alpha_{\min}$  на интервале



**Рис. 42.** Выявленные периоды колебаний значений параметра  $\alpha_{\min}$  на “спектрах колебаний АО”, исследуемых в работе, где ALL – спектр колебаний  $\alpha_{\min}$  на  $\Delta t_1 = 12$  ч, BFL – для периода  $\Delta t_2 = 6$  ч до начала ВП, AFL – для периода  $\Delta t_2 = 6$  ч (BFL) после начала ВП; ярким цветом закрашены ячейки, соответствующие периодам, значения интенсивности которых на “спектре колебаний АО” превышали 20%.



**Рис. 43.** То же, что на рис. 42, но для  $\langle \alpha \rangle$ . Обозначения см. в подписи к рис. 42.

наблюдений 12 ч, средняя – интервалу наблюдений в 6 ч до начала вспышки, нижняя строка ячеек – интервалу наблюдений в 6 ч после начала вспышки. Закрашенные ячейки соответствуют определенному периоду колебания параметра  $\alpha_{\min}$  на “спектре колебаний АО”.

Для АО NOAA 12686, в которой не наблюдалось ВП, за момент начала вспышки принята середина интервала наблюдений в 12 ч. Определять периоды колебаний  $T$  параметров магнитного поля для этой АО каждые 6 ч отдельно не представляет физического смысла. Это сделано только для

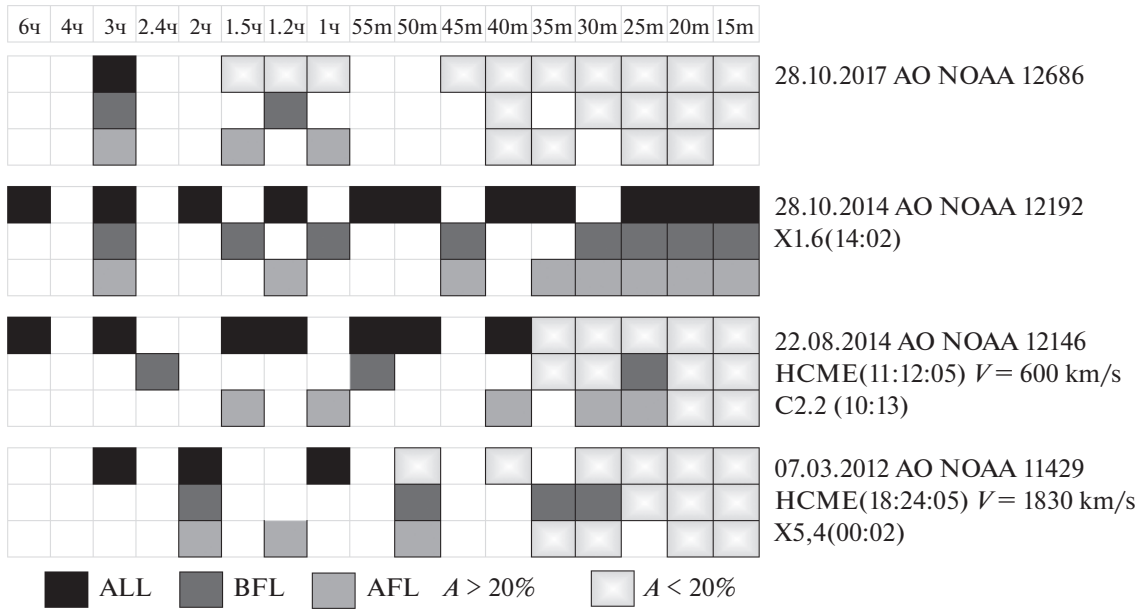


Рис. 44. То же, что на рис. 42, но для  $B_{max}$ . Обозначения см. в подписи к рис. 42.

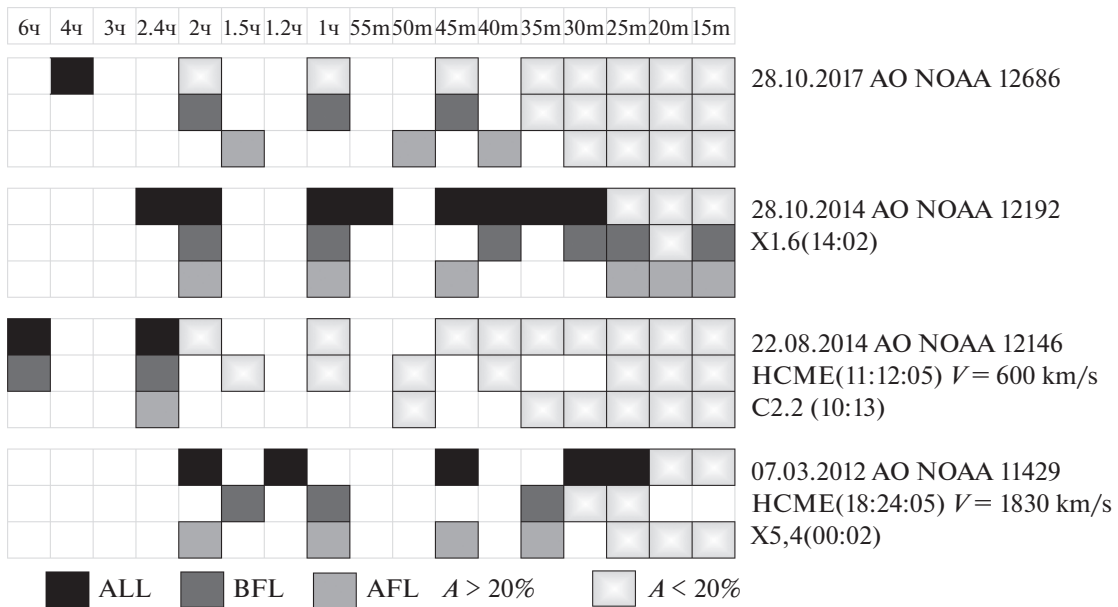


Рис. 45. То же, что на рис. 42, но для  $\langle B \rangle$ . Обозначения см. в подписи к рис. 42.

оценки достоверности определяемых  $T$ . Действительно, часть отождествленных периодов  $T$  на “спектрах колебаний АО” NOAA 12686 выявлена на всех временных интервалах наблюдений, в первую очередь, речь идет о  $T \sim 1.5$  ч и  $T \sim 40$  мин. Особо следует отметить период  $T \sim 6$  ч, который не удалось выявить на “спектрах колебаний АО” с ВП.

Для колебаний  $\alpha_{min}$  довольно отчетливо просматривается увеличение вклада меньших перио-

дов (или высоких частот) в АО с быстрым КВМ и мощной вспышкой по сравнению с АО, в которой не наблюдались ВП. Как можно видеть из рис. 43, в АО без ВП для значения параметра  $\alpha_{min}$  наблюдались преимущественно периоды от 1.2 ч и выше, т.е. значения параметра  $\alpha_{min}$  в АО без ВП изменяются на больших временных масштабах. Солнечные пятна в таких АО можно отнести к более “стабильным”, чем пятна в АО, где наблюдались мощная вспышка и начальный этап форми-

рования КВМ. Следует отметить также, что для АО с отождествленным местом-источником формирования КВМ выявлены периоды  $T \sim 2.4$  ч и  $T \sim 45$  мин, которые не отождествляются для АО без ВП и АО с источником мощной вспышки, тогда как периоды  $T \sim 40$  ч и  $T$  от  $\sim 1$  до  $1.5$  ч наблюдаются на “спектрах колебаний АО” для всех анализируемых групп пятен. Можно считать, что силовые линии поля и/или ось магнитной трубки, выходящей из пятна, испытывает колебания угла наклона по отношению к положительной нормали к поверхности Солнца. Кроме этого, характер колебаний оси магнитной трубки в этом случае зависит от вида активного процесса, наблюдающего в исследуемой группе пятен: чем выше рентгеновский балл вспышки и скорость сформировавшегося КВМ, тем больше частота колебаний  $\alpha_{\min}$ .

Для параметра колебаний  $\langle \alpha \rangle$  такая особенность на “спектрах колебаний АО”, как для  $\alpha_{\min}$ , не наблюдается (см. таблицу на рис. 43). Выявлены и существенные отличия, например, присутствие в колебаниях параметра  $\langle \alpha \rangle$  длинных периодов от 1 ч до 6 ч, которые наблюдаются не только для всего расчетного промежутка 12 ч, но, преимущественно, и на промежутке времени до начала вспышки. Период  $T = 6$  ч выявлен только для событий с мощными солнечными вспышками. Однако как для параметра  $\alpha_{\min}$ , так и для  $\langle \alpha \rangle$ , можно видеть, что характер их поведения различен, если сравнивать разные события или, если сравнивать “спектры колебаний АО” на интервалах наблюдений до и после вспышки. Но, как и для параметра  $\alpha_{\min}$ , спектр мощности колебаний  $\langle \alpha \rangle$  может меняться после начала солнечной вспышки.

Поскольку параметр  $\langle \alpha \rangle$  демонстрирует разброс углов наклона силовых линий магнитного поля в тени пятна, то, как уже было сказано выше, можно отождествить этот параметр с поперечным сечением магнитной трубки с основанием в пятне. Тогда полученные результаты по колебаниям параметра  $\langle \alpha \rangle$  следует интерпретировать как сменяющие друг друга фазы расширения и сжатия магнитной трубки, выходящей из тени пятен. Другими словами, кроме периодически изменяющихся углов наклона оси магнитной трубки относительно положительной нормали к поверхности Солнца  $\mathbf{n}$ , наблюдаются периодические изменения сечения магнитной трубки, связывающей тени пятен. Как было показано в п. 5.2, очень редки случаи, когда параметры  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$  изменяются в противофазе, чаще наблюдается обратный эффект. Например, когда  $\alpha_{\min}$  увеличивается, то силовые линии поля как бы “прижимаются” к солнечной поверхности, при этом увеличивается значение  $\langle \alpha \rangle$ , т.е. увеличивается отклонение силовых линий магнитного поля относительно оси магнитной

трубки. А когда магнитное поле более радиально по своей структуре в АО, то и поперечное сечение магнитной трубки становится меньше.

Такие характеристики магнитного поля, как  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$ , также подвержены влиянию ВП и характер колебаний значений этих параметров, так же, как и для  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$ , зависит от вида ВП. Однако их отклик на взрывной процесс в среднем более слабый, чем отклик  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$ , но нередко характер изменения  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  после начала вспышки также существенно отличается от поведения  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$ . Это иллюстрируют рис. 44 и рис. 45.

На рис. 45 приведена таблица с выявленными периодами колебаний для параметра  $B_{\max}$  на “спектрах колебаний АО”, отобранных нами для анализа. На первый взгляд характер колебаний близок к тому, что мы наблюдали для  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$ , однако особо выделяется событие с мощной вспышкой X1.6 в 14:02 UT в АО NOAA 12192, где было выявлено самое большое число периодов колебаний  $B_{\max}$  от 6 ч до периодов  $T$  в несколько десятков минут и меньше. В то время, как параметр  $\alpha_{\min}$  реагирует на выделение энергии в АО с мощной вспышкой и быстрым КВМ, параметр  $B_{\max}$  по характеру колебаний оказался более “чувствительным” к мощным взрывным процессам без формирования КВМ. Получается, что при мощных солнечных вспышках (рентгеновский балл M и X) изменения  $B_{\max}$  наблюдаются на меньших временных масштабах, чем в АО без ВП, где преимущественно наблюдаются периоды 1 ч и выше. Периоды  $T < 45$  мин хоть и присутствуют на “спектрах колебаний АО” без ВП, но соответствующие им частоты имеют меньшую интенсивность (см. графики на рис. 41а,б), чем для АО с источником мощной рентгеновской вспышки. Возможно, колебания параметра  $B_{\max}$  могут быть полезны как дополнительный критерий для оценки вероятности прогноза мощных солнечных вспышек в группах пятен.

В завершение рассмотрим “спектры колебаний АО” для средних значений поля в пределах тени пятна —  $\langle B \rangle$ . Как и для параметра  $B_{\max}$ , большее число периодов колебаний  $\langle B \rangle$  выявлено для события с мощной солнечной вспышкой без формирования КВМ. Однако необходимо отметить и отличия: для АО без ВП и ВО с источником медленного КВМ и слабой вспышкой C2.2 значения параметра  $\langle B \rangle$  изменяются преимущественно на больших временных масштабах, чем для событий с мощными ВП. Возможно, этот факт можно использовать для прогноза и отождествления групп пятен с областями-источниками медленных КВМ, к которым по результатам современных наблюдений относят и так называемые КВМ типа “стелс” (например, в работе [99] обсуждаются изменения поведения со временем величины маг-



нитного поля в тени солнечных пятен в АО с областью источником стелс-КВМ).

Из представленных выше результатов можно сделать важный вывод: изменение со временем параметров магнитного поля  $\alpha_{\min}$ ,  $\alpha_{\text{mean}}$ ,  $B_{\max}$  и  $B_{\text{mean}}$  в тени пятна носит колебательный характер и зависит от вида активности и свойств ВП, наблюдаемых в группах пятен. Спектр мощности колебаний параметров поля содержит долгопериодические составляющие с периодами от десятка минут до 4–6 ч. Кроме этого, следует отметить, что спектры мощности колебаний параметров магнитного поля различаются в отдельных пятнах, а характер этих колебаний различен, если рассматривать отдельно периоды наблюдений до и после начала солнечной вспышки. В АО без ВП значения исследуемых параметров магнитного поля изменяются, преимущественно, на больших временных масштабах от 1 ч и выше. В то время как в АО с различными ВП на спектрах мощности колебаний параметров  $\alpha_{\min}$ ,  $\alpha_{\text{mean}}$ ,  $B_{\max}$  и  $B_{\text{mean}}$  были выявлены длиннопериодические колебания  $T < 1$  ч.

## 6. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Приведенные выше результаты исследования свойств тени солнечных пятен позволили сделать важный вывод: свойства тени ведущих и замыкающих пятен в активных областях существенно различаются. Оказалось, например, что в среднем (при усреднении по площади тени пятна) эквивалентная ширина основного  $W_{10830}(S)$  и слабого  $W_{10829}(S)$  компонентов ИК-триплета He I 10830 больше в замыкающих пятнах по сравнению с ведущими. Соответственно, контраст в линии He II 304 над тенью пятен для ведущих и одиночных пятен оказался в среднем меньше, чем для замыкающих пятен. В работе [28] было высказано предположение, что обнаруженная асимметрия указанных свойств ведущих и замыкающих пятен связана с асимметрией магнитных свойств двух типов пятен. Как видно из раздела 3 данного обзора, существование такой асимметрии безусловно доказано.

Асимметрия магнитных свойств ведущих и замыкающих пятен проявляется в различии в тени двух типов пятен нескольких характеристик магнитного поля и геометрических свойств тени. Прежде всего обратим внимание на то, что площадь тени ведущих пятен в среднем больше площади тени замыкающих магнитно-связанных пятен. Этот результат ожидаем, т.к. уже при введении понятий ведущих и замыкающих пятен обращалось внимание, что площадь ведущих пятен обычно больше площади замыкающих пятен [8]. В большинстве исследований, посвященных анализу магнитного поля в тени солнечных пя-

тен, обычно рассматривались различные особенности величины магнитного поля: максимальное значение, распределение в пределах тени пятна и др. [8, 14]. В то же время в литературе приведено очень мало сведений об углах наклона  $\alpha$  силовых линий магнитного поля к радиальному направлению из центра Солнца (см., например, [14]). В работах авторов данного обзора углам наклона  $\alpha$  уделено большое внимание. Анализировались две характеристики углов наклона линий поля: минимальный  $\alpha_{\min}$  и средний  $\langle\alpha\rangle$  угол в пределах тени. В первом приближении  $\alpha_{\min}$  близок к углу наклона оси магнитной трубки из тени пятна к радиальному направлению, а  $\langle\alpha\rangle$  характеризует разброс углов наклона силовых линий поля относительно оси магнитной трубки в пределах тени пятна.

Один из главных результатов наших исследований заключается в том, что для большинства рассмотренных пар магнитно-связанных пятен угол в ведущих пятнах  $\alpha_{\min-L}$  меньше  $\alpha_{\min-F}$  в замыкающих пятнах. Это не согласуется с результатами, полученными, опираясь на анализ распределения фотосферного поля в активных областях в работах [42, 43], и с результатами теоретических расчетов подъема магнитной трубки со дна конвективной зоны [22, 23]. В работах [42, 43] был сделан вывод, что “нога” магнитной трубки более вертикальная в тени замыкающего пятна по сравнению с ведущим. В расчетах [41, 42] учет силы Кориолиса обеспечил формирование более вертикальной восточной “ноги” магнитной трубки, соответствующей замыкающему пятну. Ниже мы приведем аргументы, согласно которым различие между нашими результатами и результатами [22, 23, 42, 43] обусловлено особенностями генерации солнечных пятен.

Как в ведущих, так и в замыкающих пятнах, удовлетворяющих условию  $\alpha_{\min-L} < \alpha_{\min-F}$ , максимум магнитной индукции в тени пятна  $B_{\max}$  связан с площадью тени пятна  $S$ , а также с  $\langle B \rangle$ ,  $\alpha_{\min}$  и  $\langle\alpha\rangle$ . Некоторые из зависимостей между характеристиками тени пятна сохраняются и для всей выборки ведущих и замыкающих пятен. Характер полученных зависимостей для ведущих и замыкающих пятен различается, как различаются значения и диапазоны изменения анализируемых параметров. Кроме различия, в среднем, площадей тени ведущих и замыкающих пятен, в ведущих пятнах, в среднем, оказываются большие значения  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$ , а также меньшие значения  $\alpha_{\min}$  и  $\langle\alpha\rangle$ .

Можно ожидать, что одни и те же характеристики магнитного поля в тени ведущих и замыкающих пятен должны быть связаны, так как эти тени связаны магнитными трубками. Действительно, наш анализ показал, что такие зависимости существуют, но коэффициенты корреляций почти для всех зависимостей относительно неболь-

шие. На первый взгляд, это довольно странно. Учитывая сохранение магнитного потока в магнитной трубке, связывающей два пятна, можно ожидать сильную связь между, например,  $B_{\max-L}$  и  $B_{\max-F}$ ,  $\langle B_L \rangle$  и  $\langle B_F \rangle$ . Слабая связь между характеристиками поля в двух типах пятен, скорее всего, имеет следующее объяснение. Во многих случаях (возможно, в большинстве случаев) все силовые линии магнитного поля, выходящие из, например, ведущего пятна, не формируют магнитную трубку, соединяющую тени двух типов пятен. Часть силовых линий уходит в другие пятна или просто в другие участки рассматриваемой активной области, или вообще уходит в другие АО (пример см. в разделе 3). Поэтому может оказаться, что, например, в одном из магнитно-связанных пятен магнитная индукция становится максимальной вне трубки, соединяющей тени двух пятен.

В активных областях, формируемых солнечными пятнами, могут возникать вспышки, происходить эрупции волокон и формироваться КВМ. Такие процессы называют взрывными из-за их относительной кратковременности и выделения большого количества энергии. В связи с этим возникает вопрос: как сильно и каким образом взрывные процессы влияют на магнитные свойства тени пятен? Авторы данного обзора попытались ответить на этот вопрос. Предварительные результаты представлены в работах [88, 92]. Был проведен сравнительный анализ влияния взрывных процессов (ВП) на углы наклона силовых линий поля к радиальному направлению из центра Солнца  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$  и получены предварительные результаты влияния ВП на  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$ . Анализировались периоды времени  $\pm 6$  ч относительно начала вспышки. Показано, что взрывные процессы оказывают сильное влияние на  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$ , приводя к разнообразным изменениям поведения этих характеристик после начала вспышки, включая резкие скачки с увеличением или уменьшением углов в несколько (вплоть до 10) раз. Наиболее сильные изменения углов наблюдаются в маленьких по размерам пятнах в событиях с самыми быстрыми КВМ и мощными вспышками. Изменения со временем  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$  часто не коррелируют друг с другом, но их поведение оказывается близким в событиях с сильными вспышками и быстрыми КВМ. Влияние ВП на  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  оказалось более умеренным (разнообразные изменения поля от нескольких десятков до примерно 400 Гс после начала вспышки при характерном значении  $B_{\max} \sim 2500$  Гс и  $\langle B \rangle \sim 1900$  Гс перед началом вспышки).

Еще одна особенность поведения  $\alpha_{\min}$  и  $\langle \alpha \rangle$ , а также  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$  во всех рассмотренных пятнах — наличие колебаний этих параметров магнитного поля с различными частотами. Для большого ко-

личества отобранных пятен, в которых наблюдались заметные изменения углов, были построены и сопоставлены спектры мощности колебаний  $\alpha_{\min}$ ,  $\langle \alpha \rangle$ ,  $B_{\max}$  и  $\langle B \rangle$ . Отметим отличие характера колебаний этих параметров поля для пятен в АО с разными типами активных процессов. Также были сопоставлены спектры мощности колебаний параметров поля для периодов времени до и после начала солнечной вспышки. Оказалось, что характер колебаний параметров поля в тени пятен различается в эти периоды. Изучение спектров мощности магнитного поля находится на начальном этапе.

Хотя в работе мы обсудили многие вопросы, касающиеся свойств магнитного поля в тени солнечных пятен, тем не менее, это направление исследований должно развиваться, опираясь на новые идеи и новые данные.

Одно из направлений продолжения исследований по теме обзора — проверка полученных зависимостей между характеристиками тени ведущих и замыкающих магнитно-связанных пятен в разных циклах СА. Как отмечено выше, в среднем, величина магнитного поля в тени пятна может изменяться как в пределах отдельных циклов СА, так и при переходе от одного цикла к другому. Однако эти исследования не проводились на большой выборке пятен отдельно для ведущих и замыкающих пятен, в том числе для магнитно-связанных пятен двух типов. Начало 25 цикла СА — весьма подходящий период для выделения магнитно-связанных ведущих и замыкающих пятен вследствие относительной простоты возникающих изолированных АО и, соответственно, для построения зависимостей, аналогичных обсуждавшимся в данном обзоре.

Большой интерес представляет продолжение исследований магнитно-связанных ведущих и замыкающих пятен в сложных АО с большим числом солнечных пятен, которые часто регистрируются вблизи максимума солнечного цикла. В максимуме СА значительная часть потока, выходящего из тени выбранного ведущего пятна, не придет в выделенное замыкающее пятно, а будет распределено между другими пятнами замыкающей полярности в исследуемой АО или даже между пятнами из других АО, наблюдаемых на диске Солнца. Актуальность этого направления исследований объясняется прежде всего тем, что в сложных группах солнечных пятен часто наблюдаются мощные взрывные процессы. В связи с чем важным представляется продолжение исследований магнитных свойств тени пятен, формирующих МКА. В обзоре показан лишь один из возможных вариантов эволюции МКА и, соответственно, магнитных характеристик тени пятен в этих АО. Уже визуальный анализ изменения МКА при их прохождении по диску Солнца сви-

детельствует о большом разнообразии характера их эволюции, особенно если МКА включают в себя несколько АО. Можно ожидать, что и магнитные свойства формирующих эти АО пятен будут меняться со временем по разным законам. Перспективным кажется проведение сравнительного анализа вспышечной продуктивности и продуктивности генерации КВМ, в изолированных АО и в МКА, а также свойств вспышек и КВМ в этих двух типах АО. Можно ожидать, что различие продуктивности взрывных процессов в двух типах АО будет в значительной мере зависеть от магнитных характеристик тени пятен, формирующих эти АО.

Наши исследования влияния взрывных процессов на магнитные свойства тени солнечных пятен — по существу, лишь начальный этап решения довольно сложной проблемы. Можно выделить несколько направлений для дальнейших исследований по данной тематике. Во-первых, необходимо изучить влияние на магнитные свойства тени быстрых КВМ, не сопровождающихся мощными вспышками. В работе мы изучили, какое влияние оказывают на характеристики поля в тени пятен, либо быстрый КВМ, сопровождающийся мощной вспышкой, либо мощная вспышка, не связанная с КВМ. И, наконец, наиболее сложная нерешенная задача — выяснить причины, определяющие тот или иной характер изменения параметров магнитного поля в тени пятен в связи с взрывными процессами.

#### БЛАГОДАРНОСТИ

Авторы благодарят команды CORONAS-F, SOHO/EIT, SOHO/LASCO, SDO/AIA, SDO/HMI за возможность свободного использования данных этих инструментов.

#### ФИНАНСИРОВАНИЕ

Работа выполнена в рамках базового финансирования программы ФНИ П.16, при поддержке гранта РФФИ 20-12-50128 и при частичной поддержке гранта РФФИ 20-02-00150.

#### СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. *V. M. Efimenko and V. G. Lozitsky*, *Advances in Space Research* **61**, 2820 (2018).
2. *J. M. Borrero and K. Ichimoto*, *Living Reviews in Solar Physics* **8**, 4 (2011).
3. *C. Kuckein, R. Centeno, V. Martínez Pillet, R. Casini, R. Manso Sainz, and T. Shimizu*, *Astron. and Astrophys.* **501**, 1113 (2009).
4. *V. G. Lozitsky*, *Advances in Space Research* **59**, 1416 (2017).
5. *M. von Noort, A. Lagg, S. K. Tiwari, and S. K. Solanki*, *Astron. and Astrophys.* **557**, A24 (2013).
6. *P. Maltby*, in *Sunspots: Theory and Observations*, eds J. H. Thomas and N. O. Weiss (Proceedings of the NATO Advanced Research Workshop on the Theory of Sunspots, Cambridge, United Kingdom, 1992), p. 103.
7. *J. Joshi*, PhD Thesis, *Magnetic and Velocity Field of Sunspots in the Photosphere and Upper Chromosphere Show affiliations*, Technische Universität Braunschweig, ISBN 978-3-944072-01-2, uni-edition GmbH (2014).
8. *В. Н. Обридко*, *Солнечные пятна и комплексы активности* (М.: Наука, 1985).
9. *Iu. S. Zagaynova, V. G. Fainshtein, and V. N. Obridko*, eprint arXiv:1511.07229 (2015).
10. *I. Zhivanovich, A. A. Solov'ev, V. I. Efremov, and N. O. Miller*, *Geomagnetism and Aeronomy* **60**, 865 (2020).
11. *V. I. Efremov, A. A. Solov'ev, L. D. Parfinenko, and I. Zhivanovich*, *Geomagnetism and Aeronomy* **60**, 1023 (2020).
12. *O. A. Korolkova and V. I. Efremov*, *Geomagnetism and Aeronomy* **59**, 827 (2020).
13. *В. Н. Обридко, Ю. А. Наговицын*, *Солнечная активность, цикличность и методы прогноза* (Издательство ВВМ, 2017).
14. *Р. Брей, Р. Лоухед*, *Солнечные пятна* (М.: Мир, 1967).
15. *Yu. T. Tsap, V. A. Perebeynos, A. V. Borisenko, N. I. Lozitska, N. I. Shtertser, G. G. Motorina, and A. I. Kuleshova*, *Astron. and Astrophys. Trans.* **31**, 363 (2019).
16. *G. E. Hale, F. Ellerman, S. B. Nicholson, and A. H. Joy*, *Astrophys. J.* **49**, 153 (1919).
17. *F. T. Watson, M. J. Penn, and W. Livingston*, *Astrophys. J.* **787**, 2 (2014).
18. *A. G. Tlatov and A. A. Pevtsov*, *Solar Phys.* **289**, 1143 (2014).
19. *C. Kiess, R. Rezaei, and W. Schmidt*, *Astronomy and Astrophys.* **565**, A52 (2014).
20. *I.-H. Cho, K.-S. Cho, S.-C. Bong, Y.-J. Moon, et al.*, *Astrophys. J. Lett.* **837**, L11 (2017).
21. *M. Sobotka*, *Contrib. Astron. Observ. Skalnaté Pleso* **15**, 315 (1986).
22. *J. Jurčák, R. Rezaei, N. Bello González, R. Schlichenmaier, and J. Vomlel*, *Astron. and Astrophys.* **611**, L4 (2018).
23. *M. Schmassmann, R. Schlichenmaier, and N. Bello González*, *Astron. and Astrophys.* **620**, A104 (2018).
24. *B. Löptien, A. Lagg, M. van Noort, and S. K. Solanki*, *Astron. and Astrophys.* **639**, A106 (2020).
25. *J. Houtgast and A. van Sluiter*, *Bull. Astron. Inst. Netherlands* **10**, № 388, 325 (1948).
26. *C. L. Jin, Z. Q. Qu, C. L. Xu, X. Y. Zhang, and M. G. Sun*, *Astrophys. Space Sci.* **306**, 23 (2006).
27. *P. A. Gilman and R. Howard*, *Astrophys. J.* **295**, 233 (2011).
28. *Ю. С. Загайнова*, *Астрон. журн.* **88**, 180 (2011).
29. *Ю. С. Загайнова, В. Г. Файнштейн, Г. В. Руденко, В. Н. Обридко*, *Астрон. журн.* **92**, 180 (2014).
30. *Ю. С. Загайнова, В. Г. Файнштейн, В. Н. Обридко*, *Геомагнетизм и аэрономия* **55**, 13 (2015).

31. Ю. С. Загайнова, В. Г. Файнштейн, В. Н. Обридко, Г. В. Руденко, *Астрон. журн.* **94**, 537 (2017).
32. M. J. Penn and W. Livingston. *Astrophys. J.* **649** L45 (2006).
33. A. Pevtsov, Y. A. Nagovitsyn, A. G. Tlatov, and A. L. Rybak. *Astrophys. J. Lett.* **742**, L36 (2011).
34. A. A. Pevtsov, L. Bertello, A. G. Tlatov, A. Kilcik, Y. A. Nagovitsyn, and E. W. Cliver. *Solar Phys.* **289**, 593 (2013).
35. N. I. Lozitska, V. G. Lozitsky, O. A. Andryeyeva, Z. S. Akhietov, V. M. Malashchuk, V. A. Perebeynos, N. N. Stepanyan, and N. I. Shtertser, *Advances in Space Research* **55**, 897 (2015).
36. А. Б. Северный, *Известия КрАО* **36**, 22 (1967).
37. S. I. Gopasyuk, V. A. Kotov, A. B. Severny, and T. T. Tsap. *Solar Phys.* **31**, 307 (1973).
38. J. O. Stenflo. *Solar Phys.* **32**, 41 (1973).
39. V. G. Lozitsky. *Advances in Space Research* **55**, 958 (2015).
40. I. Zhivanovich, A. A. Solov'ev, V. V. Smirnova, A. Riehkainen, and V. G. Nagnibeda, *Astrophys. Space Sci.* **361**, 102 (2016).
41. S. K. Tiwari, M. van Noort, S. K. Solanki, and A. Lagg, *Astron. and Astrophys.* **583**, A119 (2015).
42. H. Wang, C. Liu, Y. Deng, and H. Zhang, *Astrophys. J.* **627**, 1031 (2005).
43. N. Deng, C. Liu, G. Yang, H. Wang, and C. Denker, *Astrophys. J.* **623**, 1195 (2005).
44. C. Liu, N. Deng, Y. Liu, D. Falconer, P. R. Goode, C. Denker, and H. Wang, *Astrophys. J.* **622**, 722 (2005).
45. J. Wang, M. Zhao, G. Zhou, *Astrophys. J.* **690**, 862 (2009).
46. Y. X. Li, J. Jing, C. G. Tan, and H. Wang, *Sci. China G* **52**, 1702 (2009).
47. B. Ravindra, Y. Keiji, and D. Sergio, *Astrophys. J.* **743**, id. 33 (2011).
48. G. J. D. Petrie, *Solar Phys.* **287**, 415 (2013).
49. A. B. Griñón-Marín, A. Pastor Yabar, and H. Socas-Navarro, R. Centeno, *Astron. and Astrophys.* **635**, A64 (2020).
50. Z. Xu, Y. Jiang, J. Yang, J. Hong, and H. Li, *Astrophys. J. Lett.* **840**, L21 (2017).
51. C. Liu, Y. Xu, W. Cao, N. Deng, et al., *Nature Communications* **7**, 13104 (2016).
52. A. I. Podgorny, I. M. Podgorny, and N. S. Meshalkina, *Astronomy Reports* **59**, 795 (2015).
53. Y. Fan, G. H. Fisher, and E. E. DeLuca, *Astrophys. J.* **405**, 390 (1993).
54. Y. Fan, G. H. Fisher, and A. N. McClymont, *Astrophys. J.* **436**, 907 (1994).
55. Y. Fan, N. Featherstone and F. Fang, preprint arXiv:1305.6370 (2013).
56. P. Caligari, M. Schussler, and F. Moreno-Insertis, *Astrophys. J.* **502**, 481 (1998).
57. P. Caligari, F. Moreno-Insertis, and M. Schussler, *Astrophys. J.* **441**, 886 (1995).
58. Y. Fan, *Astrophys. J.* **676**, 680 (2008).
59. M. A. Weber, Y. Fan, and M. S. Miesch, *Astrophys. J.* **741**, 11 (2011).
60. A. V. Getling, Ishikawa, and Buchnev, *Solar Phys.* **291**, 37 (2016).
61. A. V. Getling and A. A. Buchnev, *Astrophys. J.* **871**, id. 224 (2019).
62. V. Smirnova, V. I. Efremov, L. D. Parfinenko, A. Riehkainen, and A. A. Solov'ev, *Astron. and Astrophys.* **554**, A121 (2013).
63. A. A. Solov'ev and E. Kirichek, *Astrophys. Sp. Sci.* **352**, 23 (2014).
64. В. М. Григорьев, Л. В. Ермакова, А. И. Хлыстова, *Солнечно-земная физика* **6**, 3 (2020).
65. A. G. Kosovichev, *Space Sci. Rev.* **144**, 175 (2009).
66. A. G. Kosovichev, *Solar Phys.* **279**, 323 (2012).
67. M. Rempel and M. C. M. Cheung, *Astrophys. J.* **785**, id. 90 (2014).
68. S. A. Chuprakov, G. I. Kushtal, P. G. Papushev, V. I. Skomorovsky, and Yu. S. Zagaynova, *Proceedings IAU, IAU Symposium* 223, 183 (2004).
69. Г. Н. Домышев, Г. И. Куцаль, В. П. Садохин, В. И. Скоморовский, *Солнечно-земная физика*, вып. 6, 156 (2004).
70. Ю. С. Загайнова. Диссертация на соискание ученой степени к. ф.-м. н., 2015.
71. J. Chae, H. S. Yun, T. Sakurai, and K. Ichimoto, *Solar Phys.* **183**, 229 (1998).
72. E. Boukouvala and A. H. Lrttington, *Astron. and Astrophys.* **309**, 807 (2003).
73. S. N. Kuznetsov, K. Kudela, S. P. Ryumin, and Y. V. Gotselyuk, *Advances in Space Research* **30**, 1857 (2002).
74. J.-P. Delaboudinière, G. E. Artzner, J. Brunaud, et al., *Solar Phys.* **162**, 291 (1995).
75. J. R. Lemen, A. M. Title, D. J. Akin, et al., *Solar Phys.* **275**, 7 (2012).
76. J. Wolfson, M. Bruner, B. Jurcevich, et al., *Bull. AAS* **29**, 887 (1997).
77. I. Zayer, M. Morrison, T. Pope, et al., *ASP Conf. Ser.* **76**, 456 (1995).
78. J. Schou, P. H. Scherrer, R. I. Bush, et al., *Solar Phys.* **275**, 229 (2012).
79. R. G. Giovanelli and D. Hall, *Solar Phys.* **52**, 211 (1977).
80. G. V. Rudenko and S. A. Anfinogentov, *Solar Phys.* **289**, 1499 (2014).
81. N. R. Jr. Sheeley, J. H. Walters, Y.-M. Wang, and R. A. Howard, *J. Geophys. Res.* **104**, 24739 (1999).
82. M. G. Bobra, X. Sun, J. T. Hoeksema, M. Turmon, Y. Liu, K. Hayashi, G. Barnes, and K. D. Leka, *Solar Phys.* **289**, 3549 (2014).
83. G. V. Rudenko, *Solar Phys.* **198**, 5 (2001).
84. A. G. Tlatov, K. A. Tlatova, V. V. Vasil'eva, A. A. Pevtsov, and K. Mursula, *Advances in Space Research* **55**, 835 (2015).
85. L. Van Driel-Gesztelyi and K. Petrovay, *Solar Phys.* **126**, 285 (1990).
86. G. Cauzzi and L. van Driel-Gesztelyi, *ASP Conf. Ser.* **140**, 105 (1998).
87. Г. В. Куклин, *Исследования по геомагнетизму, астрономии и физике Солнца* **73**, 52 (1985).

88. *Yu. S. Zagainova, V. G. Fainshtein, V. N. Obridko, and V. G. Rudenko*, *Geomagnetism and Aeronomy* **57**, 946 (2017).
89. *A. F. Kowalski, E. Butler, A. N. Daw, L. Fletcher, J. C. Allred, B. De Pontieu, G. S. Kerr, and G. Cauzzi*, *Astrophys. J.* **878**, 135 (2019).
90. *T. G. Cowling*. *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.* **106**, 218 (1946).
91. *Iu. S. Zagainova, V. G. Fainshtein, V. N. Obridko, and G. V. Rudenko*, *Geomagnetism and Aeronomy* **56**, 1015 (2016).
92. *Ю. С. Загайнова, В. Г. Файнштейн, В. Н. Обридко, В. Г. Руденко, С. А. Анфиногентов*, Труды конференции “Солнечная и солнечно-земная физика – 2015”, Санкт-Петербург, Пулковско, 145 (2015).
93. *Б. П. Филиппов*, Эруптивные процессы на Солнце. М.: Физматлит, 2007.
94. *Б. В. Сомов*, Успехи физических наук **180**, 997 (2010).
95. *Ю. С. Загайнова, В. Г. Файнштейн*. Труды XXIV Всероссийской ежегодной конференции по физике Солнца “Солнечная и солнечно-земная физика – 2020”, ГАО РАН, 113 (2020).
96. *Iu. S. Zagainova, V. G. Fainshtein, V. N. Obridko, and G. V. Rudenko*, *Astronomy Reports* **61**, 533 (2017).
97. *Iu. S. Zagainova, V. G. Fainshtein, G. V. Rudenko, and V. N. Obridko*, *Geomagnetism and Aeronomy* **57**, 835 (2017).
98. *A. B. Griñón-Marín, A. Pastor Yabar, H. Socas-Navarro, and R. Centeno*, *Astron. and Astrophys.* **635**, A64 (2020).
99. *Iu. S. Zagainova, V. G. Fainshtein, L. I. Gromova, and S. V. Gromov*, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, Volume 208, article id. 105391 (2020).