

Федеральное государственное бюджетное учреждение науки  
Ордена Трудового Красного Знамени  
Институт солнечно-земной физики  
Сибирского отделения  
Российской академии наук

На правах рукописи

УДК 523.98



Хлыстова Анна Иннокентьевна

**ТЕЧЕНИЯ ПЛАЗМЫ ПРИ ПОЯВЛЕНИИ АКТИВНЫХ ОБЛАСТЕЙ В  
ФОТОСФЕРЕ СОЛНЦА**

Специальность 01.03.03 – физика Солнца

диссертация на соискание ученой степени  
кандидата физико-математических наук

Научный руководитель:

член-корреспондент РАН

Григорьев Виктор Михайлович

Иркутск - 2019

## Оглавление

Введение .....	4
<b>1 Изучение возникающих активных областей</b>	<b>11</b>
1.1 Закономерности появления магнитных потоков на поверхности Солнца . . . . .	11
1.2 Феноменология развития активных областей . . . . .	13
1.3 Механизмы формирования активных областей . . . . .	16
1.3.1 Образование сильных магнитных полей . . . . .	16
1.3.2 Всплытие магнитных потоков внутри конвективной зоны . . . . .	17
1.3.3 Выход магнитных потоков в атмосферу Солнца . . . . .	21
1.4 Течения плазмы, возникающие при всплытии магнитных потоков . . . . .	24
1.4.1 Скорость подъема магнитных трубок внутри конвективной зоны . . . . .	24
1.4.2 Течения плазмы внутри всплывающих магнитных трубок . . . . .	26
1.4.3 Течения плазмы при выходе магнитных потоков в атмосферу Солнца	27
1.5 Наблюдения течений плазмы при появлении	
активных областей . . . . .	29
1.5.1 Всплытие магнитных потоков в подфотосферных слоях . . . . .	29
1.5.2 Течения плазмы внутри выходящих магнитных петель . . . . .	30
1.5.3 Вертикальные течения плазмы в атмосфере Солнца . . . . .	31
1.5.4 Горизонтальные движения в атмосфере Солнца . . . . .	36
<b>2 Наблюдательный материал и объекты исследования</b>	<b>38</b>
2.1 Инструмент SOHO/MDI . . . . .	38
2.2 Обработка используемых данных . . . . .	41
2.3 Анализируемые физические параметры . . . . .	47
2.4 Объекты исследования . . . . .	54
<b>3 Фотосферные течения плазмы при появлении активных областей</b>	<b>56</b>
3.1 Закономерности в скоростях течений плазмы и параметрах магнитного поля	
на начальной стадии развития активных областей . . . . .	56
3.1.1 Скорости конвективных течений плазмы спокойного Солнца . . . . .	56
3.1.2 Центролимбовая зависимость отрицательных доплеровских скоростей	58
3.1.3 Горизонтальные течения плазмы . . . . .	60
3.1.4 Связь скорости роста и плотности магнитного потока . . . . .	61
3.1.5 Выводы . . . . .	62
3.2 Горизонтальные течения плазмы при формировании активных областей . . .	64

3.2.1	Динамика магнитного поля . . . . .	65
3.2.2	Скоростные структуры . . . . .	70
3.2.3	Интерпретация горизонтальных течений плазмы . . . . .	76
3.2.4	Выводы . . . . .	82
3.3	Усиленный подъем плазмы при появлении активных областей . . . . .	83
3.3.1	Большая активная область NOAA 10488 . . . . .	84
3.3.2	Малая активная область NOAA 9021 . . . . .	90
3.3.3	Малая активная область NOAA 10768 . . . . .	95
3.3.4	Сравнение активных областей . . . . .	100
3.3.5	Обсуждение причин наблюдаемых течений плазмы . . . . .	102
3.3.6	Физические механизмы, лежащие в основе возникающих течений . . .	104
3.3.7	Выводы . . . . .	109
	Заключение . . . . .	111
	Список сокращений . . . . .	113
	Список литературы . . . . .	114
	Приложение. Исследуемые активные области . . . . .	135

## Введение

### Актуальность темы исследования

Солнечные магнитные поля генерируются в конвективной зоне. Под действием магнитной плавучести, а также восходящих конвективных течений магнитные поля выходят на поверхность в форме  $\Omega$ -образных петель и формируют активные области. Процесс возникновения активной области затрагивает все слои солнечной атмосферы: в фотосфере появляются темные межгранулярные линии, факельные площадки, поры и пятна; в хромосфере возникают флоккулы и арочные волоконные системы; в короне формируются яркие петли. В настоящее время сформирована достаточно полная феноменологическая картина возникновения и развития активных областей на всех уровнях атмосферы Солнца и хорошо изучены закономерности появления активных областей, отражающие глобальные свойства солнечных магнитных полей.

Активные области являются основным источником таких высокоэнергетических явлений, как вспышки и корональные выбросы массы. Данные события изменяют состояние межпланетной среды и определяют космическую погоду. Понимание физических механизмов, лежащих в основе формирования активных областей, является важным аспектом прогноза экстремальных событий, способных оказать влияние на состояние околоземного пространства.

Выход магнитных потоков, образующих активные области, является частью цикличного изменения солнечной активности. В результате этого процесса происходит транспортировка магнитного потока от места генерации до солнечной поверхности. Выходящие на поверхность магнитные поля несут косвенную информацию о процессах, протекающих в недрах Солнца, недоступных для непосредственного наблюдения. Поэтому изучение начальной стадии развития активных областей представляет

особый интерес. Данная диссертационная работа содержит результаты исследования фотосферных течений плазмы на начальной стадии выхода магнитных потоков активных областей, имеющих разные пространственные масштабы и положение на диске Солнца.

В проведенных ранее исследованиях рассматривались фотосферные течения плазмы в активных областях, возникающих в центральной части солнечного диска. Вертикальные течения плазмы исследовались по доплеровским измерениям скоростей. Горизонтальные течения определялись косвенно по перемещению трассеров, таких как магнитные элементы, поры, пятна и гранулы. В диссертации впервые исследованы горизонтальные течения плазмы по измерениям доплеровских скоростей в активных областях, образующихся на краю солнечного диска.

Течения плазмы, сопровождающие выход магнитного потока на солнечную поверхность, могут зависеть от состояния этого магнитного потока в солнечных недрах. В связи с этим сопоставление наблюдательных данных с результатами, полученными с использованием численных магнитогидродинамических (МГД) моделей, способствует пониманию физического состояния магнитного потока в подфотосферных слоях. В диссертационной работе представлен анализ МГД-моделей с целью изучения механизмов, лежащих в основе наблюдаемых течений фотосферной плазмы, и определения физического состояния выходящих магнитных потоков в солнечных недрах.

## Цель и задачи работы

Целью работы является исследование фотосферных течений плазмы на начальной стадии развития активных областей.

Для достижения поставленной цели были решены следующие задачи:

1. Поиск возникающих активных областей разных пространственных масштабов и разным положением на диске Солнца.
2. Разработка метода и программ диагностики выходящих магнитных потоков.

3. Исследование динамики магнитного поля и фотосферных течений плазмы на начальной стадии формирования активных областей.
4. Изучение закономерностей в скоростях течений плазмы и параметрах магнитного поля при появлении активных областей.
5. Исследование горизонтальных течений плазмы по измерениям доплеровских скоростей в активных областях, возникающих вблизи солнечного лимба.
6. Сопоставление полученных результатов с современными теоретическими моделями.

### **Научная новизна работы**

1. Разработан комплексный метод определения характеристик выходящих магнитных потоков и скоростей движения замагниченной плазмы.
2. На большом наблюдательном материале изучена динамика магнитного поля и плазмы на начальной стадии появления активных областей.
3. Получена центролимбовая зависимость отрицательных доплеровских скоростей на ранней стадии образования активных областей в фотосфере Солнца.
4. Впервые по доплеровским измерениям скоростей исследованы горизонтальные течения плазмы, сопровождающие появление активных областей в фотосфере Солнца.
5. Обнаружен усиленный подъем фотосферной плазмы при появлении активных областей разных пространственных масштабов.

### **Научная и практическая значимость работы**

1. Результаты исследования фотосферных течений плазмы на начальной стадии формирования активных областей представляют интерес для специалистов, развивающих методы локальной гелиосейсмологии

на основе детектирования всплытия магнитных потоков на подфотосферном уровне.

2. Полученные результаты способствуют развитию реалистичных теоретических моделей выхода магнитного потока из конвективной зоны в атмосферу Солнца и формирования активных областей.
3. Разработанный метод определения характеристик магнитных потоков и скоростей движения замагниченной плазмы в дальнейшем может быть использован для исследования других свойств выходящих магнитных потоков.

## **Методология и методы исследования**

Результаты, представленные в диссертации, получены из анализа данных солнечного космического телескопа *SOHO/MDI*. К данным применялись методы специальной обработки и пространственного совмещения. В работе использовались методы расчета физических параметров выходящих магнитных потоков и сопровождающих их течений фотосферной плазмы, а также методы регрессионного анализа. Полученные наблюдательные результаты сопоставлялись с результатам моделирования.

## **Положения, выносимые на защиту**

1. Получены центролимбовые зависимости наибольших значений отрицательных доплеровских скоростей, которые показывают, что на начальной стадии образования активных областей горизонтальные скорости растекания плазмы превосходят вертикальные скорости подъема.
2. Найдена квадратичная зависимость между скоростью роста и плотностью магнитного потока возникающих активных областей. Полученная зависимость объясняется действием силы магнитной плавучести, которая пропорциональна квадрату плотности магнитного потока.

3. Обнаружены сильные горизонтальные расходящиеся течения фотосферной плазмы на начальной стадии формирования активных областей. Найдено, что наибольшие значения отрицательной и положительной доплеровской скорости связаны квадратично со скоростью роста и линейно с плотностью выходящих магнитных потоков.
4. Обнаружен усиленный подъем фотосферной плазмы на начальной стадии формирования большой и малых активных областей. Сопоставление наблюдательных данных с результатами, полученными в рамках идеализированной МГД-модели, показало, что до выхода магнитного потока на солнечную поверхность движущей силой наблюдаемых течений плазмы является градиент газового давления, после появления магнитного потока в фотосфере Солнца действует градиент магнитного давления.

## Достоверность результатов

Достоверность представленных в диссертации результатов обеспечивается использованием регулярных рядов данных *SOHO/MDI*, которые согласуются с другими данными наблюдений, применением современных методов анализа наблюдательного материала, сравнением полученных наблюдательных результатов с результатами современных теоретических исследований. Результаты диссертации были опубликованы в ведущих рецензируемых журналах и представлены на российских и международных конференциях.

## Апробация работы

Результаты диссертации докладывались и обсуждались на международных научных конференциях «12th European Solar Physics Meeting» (Фрайбург, Германия, 2008 г.), «13th European Solar Physics Meeting» (Родос, Греция, 2011 г.), «15th European Solar Physics Meeting» (Будапешт, Венгрия, 2017 г.), «The Second VarSITI General Symposium» (Иркутск, 2017 г.), Всероссийской конференции «Солнечно-земная

физика», посвященной 50-летию создания ИСЗФ СО РАН (Иркутск, 2010 г.), Международной Байкальской молодежной научной школе по фундаментальной физике (Иркутск, 2011 г.). Доклад по результатам диссертационной работы сделан на семинаре отдела физики Солнца ИСЗФ СО РАН (Иркутск, 2018 г.).

## Публикации

По теме диссертации опубликовано 5 статей в российских и международных рецензируемых журналах.

1. Григорьев В. М., Ермакова Л. В., Хлыстова А. И. Динамика лучевых скоростей и магнитного поля в фотосфере Солнца при возникновении мощной активной области NOAA 10488 // Письма в Астрономический журнал. – 2007. – Том 33, № 11. – С. 858–862.
2. Khlystova A. Center-limb dependence of photospheric velocities in regions of emerging magnetic fields on the Sun // Astronomy & Astrophysics. – 2011. – Vol. 528. – P. A7.
3. Khlystova A. The horizontal component of photospheric plasma flows during the emergence of active regions on the Sun // Solar Physics. – 2013. – Vol. 284 – P. 343–361.
4. Khlystova A. The relationship between plasma flow Doppler velocities and magnetic field parameters during the emergence of active regions at the solar photospheric level // Solar Physics. – 2013. – Vol. 284. – P. 329–341.
5. Khlystova A., Toriumi S. Photospheric plasma flows during the emergence of small active regions on the Sun // The Astrophysical Journal. – 2017. – Vol. 839, issue 1. – P. 63.

## Личный вклад автора

Представленные в диссертации результаты были получены автором самостоятельно и в сотрудничестве с коллегами из ИСЗФ СО РАН и НАОJ (Национальная астрономическая обсерватория Японии, Токио, Япония). В совместных исследованиях автор выполнял обработку и анализ данных, а также принимал участие в обсуждении полученных результатов.

## Структура и объем диссертации

Диссертация состоит из введения, трех глав, заключения, приложения и списка цитируемой литературы, содержащего 223 источника. Объем работы составляет 140 страниц, включая 31 рисунок и 14 таблиц.

## Краткое содержание диссертации

Во **Введении** обоснована актуальность выбранной темы, определены цель и задачи работы, показаны научная новизна и практическое значение полученных результатов, сформулированы выносимые на защиту положения, дано краткое описание работы.

**Глава 1** представляет собой обзор проведенных ранее исследований. В ней перечислены известные законы и закономерности появления активных областей в атмосфере Солнца. Описаны механизмы образования сильных магнитных полей, их всплытия внутри конвективной зоны и выхода в атмосферу Солнца. Изложены результаты теоретических и наблюдательных исследований течений плазмы, возникающих при выходе магнитного потока активных областей в разных слоях Солнца.

В **Главе 2** представлено общее описание инструмента *MDI*, установленного на борту космической обсерватории *SOHO* и описаны принципы измерения магнитных полей, скоростей и яркости континуума на нем. Изложена методика обработки используемых данных и расчета анализируемых параметров. Описаны исследуемые активные области и критерии их выбора.

**Глава 3** содержит основные результаты диссертации. В главе описаны найденные закономерности в скоростях течений плазмы и параметрах магнитного поля на начальной стадии формирования активных областей в фотосфере Солнца. Изложены результаты исследования горизонтальных расходящихся течений фотосферной плазмы, сопровождающих появление активных областей. Сформулированы результаты исследования усиленных восходящих течений фотосферной плазмы при появлении активных областей. Даётся интерпретация наблюдаемых явлений в рамках современных теоретических моделей.

В **Заключении** сформулированы выводы диссертационной работы.

## Глава 1. Изучение возникающих активных областей

### 1.1 Закономерности появления магнитных потоков на поверхности Солнца

Магнитные поля на Солнце генерируются в конвективной зоне. Под действием магнитной плавучести, а также восходящих конвективных течений они выходят на поверхность и образуют активные области. В зависимости от пространственного масштаба активные области разделяют на три группы: эфемерные, малые и большие (например, обзоры Zwaan, 1987; van Driel-Gesztelyi, Green, 2015).

*Эфемерные активные области* возникают по всей солнечной поверхности и представляют собой небольшие биполярные пары без пор и пятен с магнитным потоком каждой полярности от  $3 \times 10^{18}$  до  $10^{20}$  Мкс. Время их существования — от нескольких часов до нескольких дней. Эфемерные активные области, несмотря на малые размеры, относят к проявлению солнечной активности, поскольку частота их появления изменяется в фазе с 11-летним циклом.

*Малые активные области* возникают преимущественно в поясе солнечной активности (диапазон широт  $\pm 40^\circ$ ). В белом свете в них могут наблюдаться поры, однако пятна не формируются, магнитный поток каждой полярности изменяется от  $10^{20}$  до  $5 \times 10^{21}$  Мкс. Продолжительность существования малых активных областей составляет от нескольких дней до нескольких недель.

*Большие активные области* возникают только в поясе солнечной активности. В максимуме их развития магнитный поток каждой полярности превышает  $5 \times 10^{21}$  Мкс. В белом свете в местах наибольшей плотности магнитных полей наблюдаются поры и пятна. Время существования больших активных областей изменяется от нескольких недель до нескольких месяцев.

Появление больших и малых активных областей на Солнце подчиняется определенным законам и закономерностям:

- *Закон Шперера.* Заключается с том, что в течение каждого 11-летнего цикла солнечной активности средняя широта возникновения активных областей изменяется от высоких широт до экватора (Spörer, 1890 и другие).
- *Закон Хейла.* В соответствии с этим законом в каждом 11-летнем цикле солнечной активности ведущие полярности активных областей имеют один знак магнитного поля в северном полушарии и противоположный в южном. В следующем 11-летнем цикле в обоих полушариях ведущие полярности активных областей меняют знак на противоположный (Hale *et al.*, 1919 и другие).
- *Закон Джоя.* Состоит в том, что средний угол наклона осей активных областей относительно экватора возрастает с увеличением широты их возникновения (Hale *et al.*, 1919 и другие).
- *Спиральность магнитных полей.* Наблюдается преимущественно левосторонняя закрутка магнитных полей, соответствующая отрицательной магнитной спиральности, в северном полушарии и правосторонняя закрутка, соответствующая положительной магнитной спиральности, в южном полушарии (Hale, 1925 и другие).
- *Морфологическая асимметрия.* Заключается в структурном различии между ведущей и последующей полярностями активных областей. В большинстве активных областей магнитное поле ведущей полярности представляет собой компактную структуру с большим и долгоживущим пятном; а магнитное поле последующей полярности фрагментировано, в белом свете в нем образуются мелкие и короткоживущие пятна и поры (например, Ludmány *et al.*, 1999; Yamamoto, 2012; Muraközy *et al.*, 2012, 2014).
- *Геометрическая асимметрия.* Связана с асимметричной формой выходящей  $\Omega$ -образной магнитной петли вследствие наклона в восточном направлении. Наиболее ярко геометрическая асимметрия

проявляется в собственных движениях пятен активных областей: пятна ведущей полярности движутся от места появления значительно быстрее, чем последующей (например, Вальдмайер, 1950 и ссылки там; Витинский, 1986).

## 1.2 Феноменология развития активных областей

В эволюции активных областей на Солнце выделяют две основные стадии: роста и разрушения. На стадии роста происходит выход магнитного потока из подфотосферных слоев в атмосферу Солнца. В зависимости от пространственного масштаба выходящего магнитного потока стадия роста занимает до 30 % от общего времени существования активной области (van Driel-Gesztelyi, Green, 2015). Когда прекращается выход магнитного потока, активная область достигает максимума развития. После этого начинается стадия ее разрушения. На этом этапе под действием конвективных и дифференциальных течений магнитные полярности активной области дробятся на более мелкие фрагменты. Часть магнитного потока покидает фотосферу при погружении магнитных петель (Ermakova, 2000 и ссылки там), часть переходит в фоновое магнитное поле.

Остановимся на явлениях, наблюдаемых в разных слоях атмосферы Солнца на начальной стадии появления активных областей.

**Фотосфера.** Развитие активной области в фотосфере начинается с выхода мелкомасштабных магнитных петель, которые объединяются в крупные элементы магнитных полей противоположных полярностей. На фазе роста активной области между противоположными полярностями происходит выход магнитного потока в виде волнообразных магнитных трубок, которые пересекают фотосферу в нескольких местах и создают структуру магнитного поля смешанных полярностей (Vrabec, 1971, 1974; Frazier, 1972; Wang, Zirin, 1992; Strous *et al.*, 1996; Strous, Zwaan, 1999; Bernasconi *et al.*, 2002 и другие).

Векторные измерения фотосферных магнитных полей показывают, что в зоне выхода магнитного потока преобладают горизонтальные

магнитные поля плотностью 100–900 Гс. Азимуты магнитного поля ориентированы преимущественно вдоль оси развивающейся активной области. В порах и пятнах магнитные поля преимущественно вертикальные с плотностью порядка 2000 Гс и более (Vappu *et al.*, 1968; Grigoryev *et al.*, 1986; Lites *et al.*, 1998; Kubo *et al.*, 2003; Lites, 2009a; Xu *et al.*, 2010; Centeno, 2012).

На фильтрограммах в белом свете в местах наибольшей плотности магнитного потока наблюдаются поры и пятна. В центральной части развивающихся активных областей, где происходит выход магнитного потока, гранульная конвекция становится расплывчатой. В межгранульных промежутках появляются темные линии, ориентированные вдоль оси, соединяющей противоположные полярности, на их концах наблюдаются яркие факельные точки или поры (Miller, 1960; Loughhead, Bray, 1961 и другие). Ширина темных межгранульных линий около 500 км, время существования — 10–30 мин, магнитный поток в них составляет порядка  $10^{18}–10^{19}$  Мкс (Brants, Steenbeek, 1985; Wang, Zirin, 1992). Темные межгранульные линии связаны с прохождением магнитных петель через уровень фотосферы.

**Хромосфера.** Хромосферные фильтрограммы в линии  $H_{\alpha}$  показывают, что при выходе магнитного потока активной области в солнечную атмосферу сначала появляются компактные биполярные флоккулы, постепенно увеличивающиеся в размерах. Затем образуется система арочных волокон, которая соединяет флоккулы противоположных полярностей. Плотные арочные волокна формируются между расширяющимися в атмосферу Солнца магнитными петлями.

Арочные волоконные системы образуются в тех случаях, когда в фотосфере величина выходящего магнитного потока одной полярности превышает  $(0.5–1.0) \times 10^{20}$  Мкс (Harvey, Martin, 1973; Chou, Wang, 1987). Размер системы арочных волокон зависит от пространственного масштаба выходящего магнитного потока и практически не меняется в течение всего времени ее существования. Средняя длина арочных волоконных систем 30000 км, ширина 20000 км, высота 3000–15000 км, ширина отдельных волокон 1000–3000 км (Bruzek, 1967; Chou, Zirin, 1988; Georgakilas *et al.*,

1993). Из геометрических размеров арочных волоконных систем видно, что они являются почти горизонтальными образованиями. Каждое арочное волокно существует 10–30 мин, система в целом существует в период выхода магнитного потока активной области.

Измерения вектора магнитного поля в линии  $\text{He I } 10830 \text{ \AA}$  показали, что плотность магнитного потока активных областей в хромосфере примерно в два раза меньше, чем в фотосфере (Solanki *et al.*, 2003; Lagg *et al.*, 2004, 2007; Xu *et al.*, 2010; Asensio Ramos, Trujillo Bueno, 2010). В центральной части развивающихся активных областей преобладают горизонтальные магнитные поля плотностью 200–400 Гс, азимуты магнитного поля ориентированы вдоль арочных волоконных систем. На периферии активных областей в порах и тени развивающихся пятен магнитное поле близко к вертикальному и имеет плотность около 850–1300 Гс.

В нижней хромосфере под арочными волоконными системами возникают бомбы Эллермана (например, обзор Rutten *et al.*, 2013). Они представляют собой мелкомасштабное увеличение яркости в крыльях хромосферных спектральных линий  $\text{H}_\alpha$  и  $\text{H}_\beta$  или  $\text{Ca II H}$  и  $\text{K}$ . Среднее время существования бомб Эллермана 10–20 мин, типичный размер 1''–2''.

**Корона.** В короне выход магнитного потока активных областей сопровождается появлением петель, которые видны на фильтрограммах в ультрафиолете и рентгене. В ультрафиолете область между основными магнитными полярностями заполнена темными и светлыми петлями, которые содержат холодную хромосферную и горячую корональную плазму соответственно. Длина ярких петель достигает 5''–30'', время существования менее 10–15 мин (Kubo *et al.*, 2003; Spadaro *et al.*, 2004). В рентгене наблюдаются яркие корональные петли, которые имеют схожую ориентацию и общие основания с арочными волокнами в хромосфере (Kawai *et al.*, 1992; Schmieder *et al.*, 1997; Yoshimura, Kurokawa, 1999 и другие).

Zhao, Li (2012) на основе анализа 50 возникающих активных областей найдена положительную корреляцию между временем выхода магнитного потока из фотосферы в верхнюю атмосферу и величиной полного магнитного потока активных областей.

## 1.3 Механизмы формирования активных областей

### 1.3.1 Образование сильных магнитных полей

Наблюдения показывают, что активные области на Солнце образуются в результате выхода на поверхность из конвективной зоны сильных тороидальных магнитных полей. В большинстве современных динамо-моделей предполагается, что тороидальные магнитные поля генерируются в тахоклине (например, обзор Charbonneau, 2013). Это тонкий слой между лучистой и конвективной зонами Солнца, где происходит переход от твердотельного вращения к дифференциальному. В тахоклине сильное тороидальное магнитное поле генерируется из слабого полоидального магнитного поля за счет дифференциального вращения и сильных сдвиговых течений плазмы. Плотность генерируемых полей достигает примерно  $1.5 \times 10^4$  Гс (Rempel, 2006). Она может существенно увеличиваться за счет взрывной эruptionи в вершинах вспыхивающих через конвективную зону  $\Omega$ -петель. В результате этого процесса происходит выкачивание плазмы из расположенных в основании конвективной зоны тороидальных магнитных полей с их последующим усилением (Moreno-Insertis *et al.*, 1995; Rempel, Schüssler, 2001; Hotta *et al.*, 2012). Расположенный над тахоклином слой проникающей конвекции, благодаря субадиабатической стратификации, удерживает сильные тороидальные магнитные поля от всплытия.

Развиваемые в последнее время модели глобального конвективного динамо показывают возможность генерации крупномасштабных тороидальных магнитных полей внутри конвективной зоны за счет вращательного сдвига и турбулентной конвекции (например, обзор Charbonneau, 2014). Эти модели воспроизводят циклическое изменение магнитных полей, однако детального согласия моделей с наблюдениями пока еще не достигнуто.

Сильные магнитные поля, образующие активные области, могут формироваться также в результате локальной концентрации слабых крупномасштабных магнитных полей конвективными течениями Солнца.

Тверской (1966) предложил гипотезу, согласно которой образование активных областей происходит в результате усиления слабого магнитного поля движениями в супергранулярных конвективных ячейках. Позднее было получено численное подтверждение этого предположения (Getling, 2001; Dobler, Getling, 2004). Stein, Nordlund (2012) показали возможность формирования малой активной области с полным беззнаковым магнитным потоком  $10^{21}$  Мкс в результате взаимодействия однородного горизонтального магнитного слоя с турбулентной конвекцией. В их модели магнитные поля концентрируются глубокими нисходящими течениями, связанными с супергранулами.

В основе еще одного механизма концентрации крупномасштабных магнитных потоков лежит неустойчивость в результате образования отрицательного эффективного магнитного давления (Negative Effective Magnetic Pressure Instability, NEMPI) (например, обзор Brandenburg *et al.*, 2016). Неустойчивость NEMPI развивается в подфотосферных слоях Солнца, где присутствует стратифицированная турбулентная среда. В этой неустойчивости полное турбулентное давление подавляется слабым крупномасштабным магнитным полем. В результате окружающая плазма начинает течь в область низкого давления газа и возникающие сходящиеся, переходящие в нисходящие течения плазмы вызывают концентрацию магнитных полей. Модели демонстрируют, что неустойчивость NEMPI может приводить к появлению биполярных магнитных пар, соединенных петлеобразной структурой в солнечной атмосфере (Warnecke *et al.*, 2013, 2016; Losada *et al.*, 2018).

### 1.3.2 Всплытие магнитных потоков внутри конвективной зоны

**Приближение тонкой магнитной трубки.** В первых моделях, рассматривающих процесс всплытия магнитных трубок от места генерации до подфотосферных слоев, использовалось упрощенное приближение тонкой магнитной трубы (обзоры Moreno-Insertis, 1997; Fisher *et al.*, 2000; Fan, 2009a). В основе этого приближения лежит идеальная магнитогидродинамика. Моделирование проводится в сферическом

слое, в основание которого помещается магнитная трубка в состоянии термодинамического или механического равновесия. Магнитная трубка одномерна, то есть все физические параметры постоянны в ее сечении и меняются только вдоль длины. При этом размер сечения трубы меньше пространственного масштаба других переменных.

Для того чтобы трубка начала всплывать, на нее накладываются волновые возмущения, имитирующие действие конвекции, которые приводят к развитию неустойчивости Паркера. Движение магнитной трубы в конвективной зоне определяется действием четырех основных сил: силы магнитной плавучести, силы магнитного натяжения, силы Кориолиса и силы аэродинамического сопротивления.

С помощью моделей в приближении тонкой магнитной трубы показано, что основные свойства активных областей, такие как широта всплытия, геометрическая асимметрия, морфологическая асимметрия и наклон оси, соединяющей противоположные полярности активных областей, формируются под действием силы Кориолиса во время подъема магнитного потока через вращающуюся конвективную зону Солнца. Модели воспроизводят наблюдаемые широты, закон Джоя и геометрическую асимметрию активных областей, если тороидальные магнитные поля в основании конвективной зоны имеют начальную плотность от  $3 \times 10^4$  до  $10^5$  Гс. Морфологическая асимметрия магнитных петель формируется только при низкой начальной плотности тороидального поля меньше  $6 \times 10^4$  Гс.

Приближение тонкой магнитной трубы работает от основания конвективной зоны до слоев около 20 Мм ниже поверхности, потому что на меньших глубинах диаметр поднимающейся трубы начинает превышать локальный масштаб высоты давления.

**Сжимаемое и неупругое приближения.** Для изучения взаимодействия магнитной трубы с окружающей средой были разработаны МГД-модели в сжимаемом и неупругом приближениях, которые учитывают изменение физических параметров в сечении трубы (например, обзор Fan, 2009а). В большинстве МГД-моделей используется неупругое приближение, которое рассматривает дозвуковые процессы в плазме. Неупругое

приближение работает от основания конвективной зоны до глубин 20–30 Мм под поверхностью, потому что выше скорость конвективных течений плазмы возрастает и становится больше скорости звука.

Моделирование в сжимаемом и неупругом приближениях показало, что незакрученные магнитные трубы расщепляются на два вихря, вращающиеся в противоположных направлениях, которые расходятся и прекращают подъем. Найдено, что для когерентного всплытия трубы необходима закрученность, поскольку натяжение азимутальной компоненты магнитного поля подавляет формирование завихрений, благодаря чему большая часть начального магнитного потока трубы достигает поверхности.

Модели всплытия закрученной магнитной трубы во вращающейся сферической оболочке в неупругом приближении подтвердили и позволили расширить результаты, полученные в приближении тонкой магнитной трубы. Jouve, Brun (2007) показали, что закрученные трубы в процессе всплытия дрейфуют к полюсам под действием силы магнитного натяжения. Fan (2008) рассмотрела вклад закрученности магнитных полей в разворот вершины всплывающей  $\Omega$ -петли и формирование ее наклона относительно экватора. Было установлено, что угол наклона всплывающей петли будет согласовываться с законом Джоя, если начальная величина закрученности магнитных полей примерно на половину меньше закрученности, необходимой для когерентного подъема трубы. Модель также показала развитие асимметрии плотности магнитного потока между ведущей и последующей частями всплывающей петли. Fan (2009b) и Fan *et al.* (2009) выполнили теоретическую оценку локальной закрученности магнитного поля  $\alpha$  в ведущей и последующей частях всплывающей  $\Omega$ -петли. Найдено, что ведущая часть петли имеет маленький разброс значений локальной закрученности  $\alpha$ , в то время как для последующей части характерен большой диапазон значений  $\alpha$  обоих знаков. Вместе с тем средние значения локальной закрученности в ведущей и последующей частях всплывающей петли примерно одинаковы.

**Модели в средах с турбулентной конвекцией.** В последнее время получили развитие модели, изучающие взаимодействие всплывающих  $\Omega$ -петель с конвективными течениями плазмы в неупругом приближении (Fan *et al.*, 2003; Jouve, Brun, 2009; Jouve *et al.*, 2013; Fan *et al.*, 2013) и приближении тонкой магнитной трубы (Weber *et al.*, 2011, 2013; Weber, Fan, 2015). Данные модели подтвердили полученные ранее результаты: необходимость начальной закрученности магнитной трубы для когерентного всплытия; влияние закрученности трубы на угол наклона вершины магнитной петли относительно экватора; развитие асимметрии между ведущей и последующей частями всплывающей  $\Omega$ -петли из-за ретроградных движений плазмы; отклонение всплывающей магнитной трубы к полюсу Солнца под действием силы магнитного натяжения.

Кроме того, на основе моделей с турбулентной конвекцией показано, что развитие всплывающих трубок в значительной мере зависит от начальной плотности магнитного поля. Трубы с начальной плотностью меньше  $10^5$  Гс подвержены воздействию локальных конвективных течений, особенно ярко это выражено в случае слабых магнитных полей меньше  $3 \times 10^4$  Гс. Под действием восходящих и нисходящих конвективных течений из трубок со слабым магнитным полем может сформироваться  $\Omega$ -петля со свойствами наблюдаемых активных областей. Подъем магнитных трубок с высокой начальной плотностью больше  $10^5$  Гс определяется в основном магнитной плавучестью. Сила магнитной плавучести трубы превосходит гидродинамическую силу конвективных течений, и трубка всплывает беспрепятственно, почти не подвергаясь воздействию конвекции.

Модели с конвективной средой также показали, что на формирование угла наклона вершины магнитной петли относительно экватора влияет не только сила Кориолиса и начальная закрученность магнитной трубы, но и кинетическая спиральность конвективных течений. Это связано с тем, что локальные конвективные течения во вращающейся сферической оболочке обладают кинетической спиральностью, которая увеличивает разворот вершины всплывающей петли относительно экватора. Данный механизм воспроизводит углы наклона, согласующиеся с законом Джоя, для трубок со слабой начальной плотностью магнитного потока.

**Модели динамо.** Модели глобального конвективного динамо показали, что из генерируемых в конвективной зоне тороидальных магнитных полей посредством магнитной плавучести и восходящих конвективных течений плазмы могут формироваться всплывающие магнитные петли. Возможность образования таких петель была найдена в солнцеподобных звездах со скоростью вращения в три раза больше солнечной (Nelson *et al.*, 2011, 2014; Nelson, Miesch, 2014). Модель конвективного динамо Fan, Fang (2014) с профилем вращения, приближенным к дифференциальному вращению Солнца, показала всплытие пучков магнитного потока, угол наклона которых вблизи поверхности воспроизводит средний угол наклона осей активных областей относительно экватора.

### 1.3.3 Выход магнитных потоков в атмосферу Солнца

Модели выхода магнитных потоков из подфотосферных слоев в атмосферу Солнца исследуют физические механизмы, лежащие в основе явлений, наблюдаемых при формировании активных областей (например, обзоры Hood *et al.*, 2012; Archontis, 2012; Cheung, Isobe, 2014; Schmieder *et al.*, 2014). Модели основаны на решении МГД-уравнений в двух- или трехмерной декартовой системе координат. Расчеты выполняются в домене, состоящем из поддоменов со свойствами реальных слоев Солнца. Конвективная зона представлена как адиабатически (без конвекции) или сверхадиабатически (с конвекцией) стратифицированный слой, фотосфера — как изотермический слой с низкой температурой, хромосфера и переходная область — как слой с высоким градиентом температуры, корона — как высокотемпературный изотермический слой. В зависимости от поставленной задачи модель включает в себя от двух до четырех слоев, в которых учитываются те или иные физические эффекты.

В основание области моделирования вводится магнитная структура — магнитный слой или закрученная магнитная трубка. Подъем магнитной структуры к поверхности создается за счет дефицита плотности плазмы внутри ее центральной части или наложения направленного вверх поля скоростей.

Модели выхода магнитных потоков из подфотосферных слоев в атмосферу Солнца показывают, что вблизи солнечной поверхности поднимающаяся магнитная структура расплющивается в горизонтальном направлении из-за низкого газового давления подфотосферной плазмы (Spruit *et al.*, 1987; Magara, 2001; Archontis *et al.*, 2004 и другие). Потеря магнитной плавучести вследствие расширения и субадиабатическая стратификация фотосферы препятствуют дальнейшему подъему магнитного потока в солнечную атмосферу. Постепенно плотность расширявшегося магнитного потока возрастает за счет всплывающих снизу магнитных элементов. Как только магнитное давление достигает определенного уровня, возникает новая неустойчивость на основе магнитной плавучести (Рэлея—Тейлора или Паркера), в результате которой магнитный поток пересекает фотосферу. Модели, включающие магнитоконвективную среду, показывают, что восходящие гранульные течения способствуют прохождению магнитного потока через фотосферу (Cheung *et al.*, 2007, 2008; Tortosa-Andreu, Moreno-Insertis, 2009; Stein *et al.*, 2011; Bushby, Archontis, 2012).

Strous, Zwaan (1999) на основе анализа наблюдательных данных с высоким пространственным разрешением предложили эмпирическую модель, в которой магнитный поток активных областей выходит в атмосферу Солнца в виде волнообразных магнитных трубок. Ондуляторные магнитные поля, проходя через фотосферу, создают внутри развивающихся активных областей поле мелкомасштабных магнитных элементов противоположных поллярностей. Модели показывают, что волнообразные магнитные поля могут формироваться в результате неустойчивости Паркера (Pariat *et al.*, 2004; Isobe *et al.*, 2007; Archontis, Hood, 2009 и другие) или при взаимодействии поднимающегося магнитного потока с восходящими и нисходящими течениями конвективной плазмы (Cheung *et al.*, 2007, 2008; Stein *et al.*, 2011 и другие). Эти модели также предлагают механизм выведения плотной плазмы из U-образных сегментов волнообразных магнитных полей посредством магнитного пересоединения в нижней атмосфере. Данный процесс способствует свободному подъему магнитных полей в атмосферу Солнца.

Попадая в атмосферу, магнитный поток стремительно расширяется, поскольку магнитное давление внутри выходящей трубы больше, чем давление газа окружающей атмосферы. Установлено, что магнитный поток не полностью выходит в атмосферу Солнца, значительная его часть остается под фотосферой. Величина выходящего магнитного потока зависит от начальной закрученности и плотности магнитного потока: чем больше величины этих параметров, тем большая часть магнитного потока пересечет фотосферу (Cheung *et al.*, 2007; Martínez-Sykora *et al.*, 2008; Hood *et al.*, 2009; MacTaggart, Hood, 2009; Magara, 2012).

В большинстве созданных МГД-моделей размер области вычислений составляет несколько десятков мегаметров. Такой объем позволяет рассматривать развитие магнитных потоков масштаба эфемерных активных областей. Малый размер области моделирования связан с возможностями вычислительных систем, а также со сложностью совмещения отдельных физических процессов (например, разные временные и пространственные масштабы одновременно протекающих процессов; резкое изменение свойств плазмы от подфотосферных слоев до короны).

В последнее десятилетие появились модели, рассматривающие развитие магнитных потоков масштаба малых и больших активных областей. Cheung *et al.* (2010) построили первую модель формирования активной области с полным магнитным потоком  $7.6 \times 10^{21}$  Мкс в магнитоконвективной среде. Rempel, Cheung (2014), также в модели с магнитоконвективной средой, воспроизвели полное развитие большой активной области с магнитным потоком  $1.7 \times 10^{22}$  Мкс от начала формирования до распада пятен. Cheung, DeRosa (2012) и Chen *et al.* (2014) выполнили моделирование развития больших активных областей в атмосфере Солнца. Chen *et al.* (2017) смоделировали формирование активной области с полным беззнаковым фотосферным магнитным потоком около  $5 \times 10^{22}$  Мкс через выход магнитного пучка, генерированного солнечным конвективным динамо. Перечисленные реалистичные модели образования активных областей воспроизводят результаты упрощенных МГД-моделей и вместе с тем более полно описывают протекающие процессы.

## 1.4 Течения плазмы, возникающие при всплытии магнитных потоков

### 1.4.1 Скорость подъема магнитных трубок внутри конвективной зоны

На основе моделей в приближении тонкой магнитной трубы было установлено, что продолжительность подъема трубок через конвективную зону зависит от их начальных параметров. Время подъема трубок имеет обратную связь с плотностью и величиной магнитного потока (Moreno-Insertis, 1986; Chou, Fisher, 1989; D'Silva, Choudhuri, 1993). При росте плотности магнитного потока увеличивается магнитная плавучесть и уменьшается время всплытия трубы, а при росте магнитного потока увеличивается радиус трубы, что приводит к уменьшению силы аэродинамического сопротивления окружающей среды, вследствие чего трубка всплывает быстрее. Установлено также, что высоколатитным трубкам требуется меньше времени, чтобы достичь поверхности (Fan *et al.*, 1993, 1994). Это связано с тем, что эффективная плавучесть трубы имеет обратную связь с угловой скоростью вращения Солнца. Поскольку на высоких широтах угловая скорость вращения меньше, следовательно, эффективная плавучесть и скорость всплытия будут больше. Согласно моделям тонкой магнитной трубы, слабые магнитные поля  $3 \times 10^4$  Гс пересекают конвективную зону примерно за 10 месяцев, сильные магнитные поля около  $10^5$  Гс — примерно за 1 месяц.

Модели с магнитоконвективной средой показали, что время подъема трубок через конвективную зону определяется соотношением сил магнитной плавучести и гидродинамических сил конвективных течений (Fan *et al.*, 2003; Weber *et al.*, 2011, 2013; Jouve *et al.*, 2013). Восходящие конвективные течения уменьшают время подъема трубок с начальной плотностью магнитного потока меньше  $10^5$  Гс почти до времени подъема сильных магнитных полей. Особенно ярко влияние конвекции выражено при низкой начальной плотности магнитного потока  $1.5 \times 10^4$  Гс. Время подъема сильных магнитных трубок больше  $10^5$  Гс в среде с конвекцией и без почти не меняется.

Время всплытия магнитных трубок через конвективную зону уменьшается при включении в модель радиационного нагрева (Fan, Fisher, 1996) или диффузии (Weber, Fan, 2015). За счет этих процессов осуществляется перенос энергии из лучистой зоны в нижнюю часть конвективной зоны. Это вызывает дополнительный нагрев магнитных трубок и приводит к увеличению дефицита их плотности, из-за чего трубы становятся более плавучими.

Модели тонкой магнитной трубы выявили две стадии развития всплывающих трубок (Caligari *et al.*, 1995; Fan, 2009c). На первой стадии магнитная трубка ускоряется под действием собственной плавучести, поскольку происходит опустошение вершины  $\Omega$ -петли за счет стекания плазмы вдоль линий магнитного поля. Так, трубка с начальной плотностью около  $10^5$  Гс и широтой  $15^\circ$  всплывает через основную часть конвективной зоны со скоростью меньше 200 м/с. На второй стадии на глубине несколько десятков мегаметров под поверхностью скорость подъема трубы резко увеличивается до значений больше 500 м/с из-за возрастающей сверхадиабатичности верхних слоев конвективной зоны.

Таким образом, время всплытия магнитной трубы через конвективную зону зависит от начальных плотности и величины магнитного потока, а также широты. В случае трубок с начальной плотностью магнитного потока меньше  $10^5$  Гс время всплытия может уменьшаться за счет восходящих конвективных течений плазмы. Радиационный нагрев или диффузия также уменьшают время всплытия трубок. Основную часть конвективной зоны магнитная трубка всплывает под действием собственной плавучести со скоростью меньше 200 м/с, на глубине несколько десятков мегаметров под солнечной поверхностью скорость подъема трубы резко возрастает до значений больше 500 м/с из-за сверхадиабатической стратификации верхних слоев конвективной зоны.

### 1.4.2 Течения плазмы внутри всплывающих магнитных трубок

Модели показывают, что внутри всплывающих через конвективную зону магнитных трубок могут возникать течения плазмы. Выделяют три основных вида течений: сверхвращательные, ретроградные и стекание плазмы (Moreno-Insertis, 1997).

*Сверхвращательные течения* — это течения плазмы по ходу вращения Солнца со скоростью больше, чем локальная скорость вращения окружающей плазмы. Данные течения связаны с исходным механическим равновесием сильных тороидальных магнитных полей в тахоклине. Они необходимы для того, чтобы сбалансировать силу магнитного натяжения. Скорость сверхвращательных течений зависит от начальной плотности магнитного потока. Например, для равновесия тороидальных магнитных полей  $10^5$  Гс необходимы течения плазмы по ходу вращения Солнца около 200 м/с (Fan, 2009a). Сверхвращательные течения плазмы могут сохраняться внутри магнитных трубок на протяжении всего пути к поверхности только в случае очень высокой начальной плотности магнитного потока.

*Ретроградные течения* — это движения плазмы против направления вращения Солнца. Данные течения возникают под действием силы Кориолиса внутри поднимающихся через вращающуюся конвективную зону магнитных петель и связаны с сохранением углового момента. Скорость ретроградных течений увеличивается с расстоянием от оси вращения Солнца, поэтому в вершине петли они более сильные, чем в основаниях (Moreno-Insertis *et al.*, 1994; Caligari *et al.*, 1995; Fan, 2009b, 2008; Jouve, Brun, 2009). По модельным оценкам, скорость ретроградных течений плазмы в вершине всплывающей магнитной трубы с начальной плотностью магнитного потока  $10^5$  Гс вблизи поверхности достигает примерно 400 м/с.

*Стекание плазмы* внутри поднимающихся в конвективной зоне магнитных петель возникает под действием силы тяжести (Moreno-Insertis, 1986; Choudhuri, 1989; Fan, 2001a). Плазма стекает вдоль силовых линий магнитного поля от вершины петли к основаниям. В ведущей и последующей частях магнитной петли скорости стекания плазмы симметричны.

Течения плазмы, возникающие внутри всплывающих магнитных трубок, могут сохраняться в выходящих в атмосферу Солнца магнитных петлях. Регистрация этих течений может быть хорошим инструментом диагностики состояния магнитных полей в конвективной зоне.

### 1.4.3 Течения плазмы при выходе магнитных потоков в атмосферу Солнца

Одним из общих результатов моделей выхода магнитных потоков из подфотосферных слоев в атмосферу Солнца является уменьшение скорости всплытия магнитных потоков вблизи поверхности (Magara, 2001; Fan, 2001b; Archontis *et al.*, 2004 и другие). Оно связано с субадиабатической стратификацией фотосферы, препятствующей подъему магнитного потока, а также с низким газовым давлением подфотосферной плазмы, вследствие которого магнитный поток расширяется в горизонтальном направлении и теряет магнитную плавучесть. Расчеты показывают, что в верхних слоях конвективной зоны скорость подъема магнитного потока пропорциональна его начальной плотности и практически не зависит от степени закрученности (Murray *et al.*, 2006; MacTaggart, Hood, 2009).

Выход магнитного потока на солнечную поверхность сопровождается горизонтальными расходящимися течениями плазмы (Cheung *et al.*, 2010; Toriumi, Yokoyama, 2013; Rempel, Cheung, 2014). Они вызваны увеличением градиента газового давления в вершине выходящей магнитной петли, возникающего из-за сжатия плазмы всплывающим магнитным потоком. Cheung *et al.* (2010) и Toriumi, Yokoyama (2013) в своих моделях получили скорости горизонтальных течений несколько километров в секунду, Rempel, Cheung (2014) — до 2 км/с. Toriumi, Yokoyama (2013) нашли, что скорость горизонтальных расходящихся течений показывает положительную линейную корреляцию с начальной плотностью и закрученностью магнитного потока.

Попадая в атмосферу Солнца, магнитный поток стремительно расширяется в вертикальном и горизонтальном направлениях. С вертикальным расширением магнитного потока связан подъем плазмы,

наблюдаемый в вершинах поднимающихся магнитных петель. Согласно моделям, скорость вертикального расширения увеличивается с высотой в хромосфере и уменьшается в короне (Shibata *et al.*, 1989; Nozawa *et al.*, 1992; Fan, 2001b; Archontis *et al.*, 2004 и другие). Ускоренное расширение магнитного потока в хромосфере связано с градиентом магнитного давления. Замедление расширения в короне происходит из-за возрастающей силы магнитного натяжения силовых линий и уравнивания магнитного давления в вершине поднимающейся петли с давлением окружающей короны. Установлено, что магнитные потоки с большей начальной плотностью быстрей поднимаются в атмосферу Солнца (Murray *et al.*, 2006; MacTaggart, Hood, 2009). Показано также, что выходящие в солнечную атмосферу магнитные потоки в горизонтальном направлении расширяются быстрее, чем в вертикальном (например, Archontis *et al.*, 2004; Nozawa, 2005).

Выходящий в атмосферу Солнца магнитный поток выносит холодную плазму, которая сжимается между поднимающимися магнитными петлями. В результате формируются плотные арочные волокна. В них плотная плазма стекает вниз под действием силы тяжести вдоль силовых линий магнитного поля, формируя на обоих концах магнитной петли над фотосферой ударные фронты (Shibata *et al.*, 1989; Matsumoto *et al.*, 1993; Manchester, 2001; Fan, 2001b и другие). Образование ударного фронта происходит из-за того, что скорость нисходящих течений начинает превышать локальную скорость звука.

Во время выхода магнитного потока по обе стороны от линии раздела полярностей на всех уровнях атмосферы Солнца развиваются сдвиговые течения плазмы. Сдвиговые течения — это течения плазмы в противоположных направлениях по разные стороны от линии раздела полярностей, вызванные действием силы Лоренца и представляющие собой сдвиговые альфвеновские волны (например, Manchester, 2001; Fan, 2001b; Manchester *et al.*, 2004; Manchester, 2007; Hood *et al.*, 2009).

## 1.5 Наблюдения течений плазмы при появлении активных областей

### 1.5.1 Всплытие магнитных потоков в подфотосферных слоях

При изучении подфотосферных течений плазмы, сопровождающих всплытие магнитных потоков активных областей, используют *методы локальной гелиосейсмологии*. Они основаны на измерении локальных волновых характеристик среды. Обнаружение таких гелиосейсмических сигналов осложнено быстрым всплытием магнитных потоков и высокими скоростями течений плазмы в верхних слоях конвективной зоны (Kosovichev *et al.*, 2000; Kosovichev, Duvall, 2008). Тем не менее подфотосферные признаки всплытия магнитных потоков активных областей до их появления на солнечной поверхности регистрировались с помощью гелиосейсмической голографии (Braun, 1995; Hartlep *et al.*, 2011; Birch *et al.*, 2013; Barnes *et al.*, 2014), метода кольцевых диаграмм (Komm *et al.*, 2008) и метода пространственно-временной гелиосейсмологии (Ilonidis *et al.*, 2011, 2013; Kholikov, 2013; Kosovichev *et al.*, 2016; Singh *et al.*, 2016).

Применение методов локальной гелиосейсмологии к большим активным областям показало, что верхние слои конвективной зоны магнитные потоки проходят со скоростями до 1.5 км/с (Таблица 1). Toriumi *et al.* (2013) обнаружили постепенное уменьшение скорости подъема магнитного потока активной области NOAA 10488 в подфотосферных слоях. Согласно их расчетам, скорость всплытия магнитного потока составила несколько километров в секунду на глубине 10–15 Мм, около 1.5 км/с на глубине 5–10 Мм и около 0.5 км/с на глубине 2–5 Мм. Напротив, Birch *et al.* (2016) получили очень низкий верхний предел подповерхностной скорости подъема магнитных потоков активных областей: по их расчетам, скорость всплытия магнитных потоков на глубине 20 Мм не превышает 150 м/с.

Еще один результат, полученный методами локальной гелиосейсмологии, состоит в регистрации в подфотосферных слоях горизонтальных расходящихся течений плазмы до выхода магнитных потоков на солнечную поверхность (Kosovichev, Duvall, 2008; Kosovichev

Таблица 1. Скорости всплытия магнитных потоков активных областей в подфотосферных слоях.

Авторы	Активная область	Глубина	Скорость
Kosovichev <i>et al.</i> (2000)	NOAA 8131	<10 Мм	~1.3 км/с
Zharkov, Thompson (2008)	NOAA 10790	<21.7 Мм	~1 км/с
Ilonidis <i>et al.</i> (2011)	NOAA 8164, NOAA 8171, NOAA 7978, NOAA 10488	<60 Мм	0.3–0.6 км/с
Ilonidis <i>et al.</i> (2013)	NOAA 10488	42–75 Мм	~1 км/с
Toriumi <i>et al.</i> (2013)	NOAA 10488	10–15 Мм	несколько км/с
		5–10 Мм	~1.5 км/с
		2–5 Мм	~0.5 км/с
Kosovichev <i>et al.</i> (2016)	NOAA 11726	42–75 Мм	~1.4 км/с
		5–20 Мм	~1.4 км/с
Birch <i>et al.</i> (2016)	70 активных областей	20 Мм	<150 м/с

*et al.*, 2016; Birch *et al.*, 2016). Горизонтальные расходящиеся течения возникают из-за оттока плазмы от всплывающей магнитной структуры и подфотосферного расширения всплывающих магнитных потоков.

Таким образом, современные методы локальной гелиосейсмологии позволяют регистрировать признаки подфотосферного всплытия магнитных потоков до их появления на солнечной поверхности и оценивать скорость их подъема. Вместе с тем используемые методы пока еще дают результаты с низким временным и пространственным разрешением.

### 1.5.2 Течения плазмы внутри выходящих магнитных петель

Внутри выходящих петель магнитного потока под действием определенных физических механизмов могут возникать течения плазмы (см. Раздел 1.4.2). В экспериментальных исследованиях обнаружение таких течений выполнялось на стадии развития активных областей по асимметрии вертикальной доплеровской скорости и плотности магнитного потока между ведущей и последующей полярностями.

Sigwarth *et al.* (1998) в развивающейся активной области, которая на момент исследования существовала около двух дней, зафиксировали

подъем плазмы со скоростью более 500 м/с в тени пятна ведущей полярности и медленное опускание плазмы в тени пятна последующей полярности. Плотность магнитного потока в обоих пятнах была примерно одинаковая, поэтому наблюдаемую асимметрию доплеровских скоростей авторы объяснили течениями плазмы из ведущей полярности в последующую. Течения плазмы с таким направлением могут возникать под действием силы Кориолиса во время всплытия магнитного потока через конвективную зону.

Обратную асимметрию доплеровской скорости, соответствующую течениям плазмы из последующей полярности в ведущую, наблюдала Senneno (2012). При появлении большой активной области она зафиксировала, что скорость опускания плазмы в среднем на 100 м/с больше в ведущей полярности, чем последующей. Сбалансированность магнитных потоков и прямая корреляция изменения доплеровских скоростей в противоположных полярностях во времени позволили автору объяснить наблюдаемую асимметрию скоростей течениями плазмы из последующей полярности в ведущую.

Choudhary (2012) нашел прямую зависимость между разностью доплеровских скоростей и асимметрией плотности магнитного потока в противоположных полярностях 10 активных областей. Наблюдаемую разность доплеровских скоростей автор связал с сифонными течениями плазмы, возникающими вследствие разбаланса газового давления в основаниях всплывающих магнитных петель.

### 1.5.3 Вертикальные течения плазмы в атмосфере Солнца

**Фотосфера.** Измерения доплеровских скоростей в фотосферных спектральных линиях в развивающихся активных областях показали восходящие течения плазмы с дозвуковыми скоростями<sup>1</sup> в местах, связанных с вершинами выходящих магнитных петель, а именно: между полюсами противоположных полярностей, на темных межгранулярных линиях; в области горизонтальных магнитных полей. Вблизи линии,

---

<sup>1</sup>Скорость звука в фотосфере составляет около 6–7 км/с.

разделяющей противоположные полярности выходящих магнитных потоков, скорость подъема плазмы составляет около 1 км/с (Brants, 1985a,b; Grigor'ev *et al.*, 2009). Появление темных межгранульных линий в континууме в течение нескольких минут сопровождается подъемом плазмы со скоростями до 1 км/с (Tarbell *et al.*, 1989; Tarbell *et al.*, 1990; Strous, Zwaan, 1999; Bernasconi *et al.*, 2002). Lites *et al.* (1998) по спектрополяриметрическим наблюдениям обнаружили в зоне выхода магнитного потока активных областей множество мелкомасштабных короткоживущих горизонтальных магнитных элементов, которые поднимаются со скоростями преимущественно до 1 км/с. В дальнейшем связь горизонтальных магнитных полей развивающихся активных областей и подъема плазмы была подтверждена Leka, Skumanich (1998), Kubo *et al.* (2003), Guglielmino *et al.* (2006), Lites (2009b) и Centeno (2012).

Наблюдения развивающихся активных областей также показали в них нисходящие течения плазмы. Положительные доплеровские скорости до 1.3 км/с регистрируются в ярких факельных точках на концах темных межгранульных линий и в мелкомасштабных магнитных элементах (Tarbell *et al.*, 1989; Tarbell *et al.*, 1990; Strous, Zwaan, 1999; Bernasconi *et al.*, 2002; Georgoulis *et al.*, 2002). Их связывают со стеканием плазмы, выносимой в солнечную атмосферу волнообразными магнитными полями.

Локальные участки опускания фотосферной плазмы со скоростями до 1–2 км/с наблюдаются вблизи развивающихся пятен (Гопасюк, 1967; Xu *et al.*, 2010) и пор (Brants, 1985a,b; Zwaan *et al.*, 1985; Lites *et al.*, 1998; Sobotka *et al.*, 2012). Они, вероятно, обусловлены стеканием хромосферной плазмы, выносимой выходящим магнитным потоком (Zwaan *et al.*, 1985; Xu *et al.*, 2010). В случае если область опускания фотосферной плазмы полностью окружает пору (Keil *et al.*, 1999; Leka, Steiner, 2001; Hirzberger, 2003; Sankara-subramanian, Rimmele, 2003; Giordano *et al.*, 2008; Narayan, Scharmer, 2010; Cho *et al.*, 2010, 2013), опускание связывают с погружением конвективной плазмы, остывшей вследствие потери энергии через излучение в темную область поры (например, Steiner *et al.*, 1998 и ссылки там).

Опускание плазмы также наблюдается внутри формирующихся пор (Zwaan, 1985; Leka, Skumanich, 1998). Вероятной причиной его

возникновения считается конвективный коллапс<sup>2</sup>. Найдена положительная корреляция между скоростью опускания плазмы и плотностью магнитного потока развивающихся пор (Bonaccini *et al.*, 1991; Keil *et al.*, 1999). В развитых порах вертикальные течения плазмы практически отсутствуют, поскольку они в значительной степени подавлены магнитными полями (Brants, 1985a; Lites *et al.*, 1998; Hirzberger, 2003; Sankarasubramanian, Rimmele, 2003; Giordano *et al.*, 2008; Sobotka *et al.*, 2012).

**Хромосфера.** Измерения доплеровских скоростей в спектральных линиях средней хромосферы  $H_{\alpha}$  и Сап  $H$  обнаружили подъем плазмы в вершинах арочных волоконных систем и отдельных арочных волокон преимущественно с дозвуковыми скоростями<sup>3</sup> (Таблица 2). В верхней хромосфере в линии  $He I$  наблюдаемые скорости течений плазмы составили меньше 4 км/с. Средняя скорость восходящих течений в арочных волоконных системах имеет максимальные значения в начале их появления и уменьшается по мере развития активных областей (Spadaro *et al.*, 2004; Zuccarello *et al.*, 2005). Основной причиной подъема плазмы в вершинах арочных волокон считается вертикальное расширение магнитного потока в атмосферу Солнца.

Плазма, выносимая в хромосферу выходящим магнитным потоком, стекает вниз под действием силы тяжести вдоль силовых линий магнитного поля. Bruzek (1969) исследовал опускание плазмы примерно в 40 арочных волоконных системах, расположенных на разном расстоянии от центра солнечного диска. Исходя из центролимбового изменения положительных доплеровских скоростей, он сделал вывод, что волокна являются почти горизонтальными арками, в которых плазма стекает вниз со скоростями около 50 км/с. Последующие наблюдения подтвердили сверхзвуковое опускание плазмы на концах арочных волоконных систем (Таблица 2). Скорости опускания имеют максимальные значения в начале развития арочных волоконных систем и затем постепенно уменьшаются (Spadaro *et al.*, 2004; Zuccarello *et al.*, 2005). По спектрополяриметрическим

<sup>2</sup>Явление, при котором выходящий магнитный поток подавляет конвекцию. Прекращение конвективного переноса тепла приводит к охлаждению и коллапсу (быстрому сжатию) плазмы внутри магнитной структуры. В результате слабые магнитные поля ( $B \lesssim 500$  Гс) трансформируются в сильные ( $B > 1000$  Гс), при этом возникает быстрое опускание плазмы.

<sup>3</sup>Скорость звука в хромосфере составляет около 10 км/с.

Таблица 2. Доплеровские скорости вертикальных течений плазмы при появлении активных областей в хромосфере Солнца.

Авторы	Спектральная линия	Скорость подъема плазмы	Скорость опускания плазмы
<i>Арочные волоконные системы</i>			
Bruzek (1969)	H <sub>α</sub> (6563 Å)	<10 км/с	~50 км/с
Zwaan <i>et al.</i> (1985)	Ca II H (3968 Å)	~7 км/с	~40 км/с
Solanki <i>et al.</i> (2003)	He I (10830 Å)	~2 км/с	<20 км/с
Lagg <i>et al.</i> (2004)	He I (10830 Å)	2–4 км/с	~25 км/с
Lagg <i>et al.</i> (2007)	He I (10830 Å)	2–4 км/с	<40 км/с
Xu <i>et al.</i> (2010)	He I (10830 Å)	<4 км/с	60 км/с
<i>Арочные волокна</i>			
Chou, Zirin (1988)	H <sub>α</sub> (6563 Å)	10–15 км/с	>30 км/с
Spadaro <i>et al.</i> (2004)	H <sub>α</sub> (6563 Å)	3–9 км/с	<17 км/с
Zuccarello <i>et al.</i> (2005)	H <sub>α</sub> (6563 Å)	<4 км/с	<12 км/с

наблюдениям обнаружена прямая связь скоростей опускания с плотностью хромосферного магнитного потока (Solanki *et al.*, 2003; Lagg *et al.*, 2004, 2007; Xu *et al.*, 2010). Таким образом, значения скоростей хромосферного опускания плазмы зависят от угла зрения на арочную волоконную систему, стадии развития активной области, а также от плотности магнитного потока на концах арочных волокон.

Арочные волокна развивающихся активных областей расположены на высотах 3000–15000 км. Поэтому при измерении доплеровских скоростей в оптически толстых спектральных линиях средней хромосферы на скорости в арочных волокнах накладываются скорости в нижележащей хромосфере. Применение модели облака (Beckers, 1964 и другие) к наблюдениям в оптически толстых спектральных линиях средней хромосферы показало, что доплеровские скорости в арочных волоконных системах могут быть недооценены в 2–5 раз (Alissandrakis *et al.*, 1990; Tsirropoula *et al.*, 1992), наибольшее расхождение возникает в местах с низкой оптической толщиной арочных волокон (Mein *et al.*, 1996).

**Корона.** Скорость подъема магнитного потока активных областей в короне определялась косвенно по перемещению ярких петель в

ультрафиолете и рентгене. Uchida *et al.* (1992) по данным *Yohkoh/SXT* обнаружили непрерывное расширение магнитного потока активных областей в корону Солнца со скоростью несколько десятков километров в секунду. Yashiro, Shibata (2000) по данным *TRACE* в развивающейся активной области зафиксировали увеличение скорости подъема отдельных ярких петель с высотой: с 5 км/с на 14000 км до 15 км/с на 45000 км. Morgan *et al.* (2013) по данным разных инструментов исследовали непрерывное расширение развивающейся активной области вплоть до внешней короны. По их наблюдениям, скорость расширения ярких петель в нижней короне составила примерно 10 км/с, на расстоянии 2.3 радиуса Солнца достигла около 20 км/с и на расстоянии 5 радиусов Солнца увеличилась до 60 км/с.

В магнитных петлях развивающихся активных областей наблюдается типичный для корональных петель красный доплеровский сдвиг, связанный со стеканием холодной плазмы (Del Zanna, 2008; Harra *et al.*, 2010, 2012). Del Zanna (2008) по данным *Hinode/EIS* нашел, что скорость опускания плазмы в корональных петлях зависит от температуры спектральной линии. В более холодных спектральных линиях значения скоростей выше: 5–10 км/с в Fe XII ( $\log T = 6.1$  K) и 20–30 км/с в Fe VIII ( $\log T = 5.8$  K).

Таким образом, течения плазмы, сопровождающие появление активных областей в атмосфере Солнца, тесно связаны с динамикой магнитного поля. Вследствие вертикального расширения магнитного потока в вершинах выходящих магнитных петель наблюдается подъем плазмы. Скорость вертикального расширения возрастает с высотой и имеет в основном дозвуковые значения на всех уровнях атмосферы Солнца: в фотосфере, в вершинах мелкомасштабных магнитных петель, в основном до 1 км/с; в хромосфере, в вершинах арочных волокон, до 10 км/с; в короне, в вершинах ярких магнитных петель, до 60 км/с. Расширяющийся в атмосферу Солнца магнитный поток выносит из конвективной зоны холодную и плотную плазму, которая под действием силы тяжести стекает вниз вдоль силовых линий магнитного поля: в хромосфере в основаниях арочных волокон скорости опускания имеют сверхзвуковые значения (до 60 км/с); в фотосфере из-за высокой плотности среды скорости опускания становятся дозвуковыми (1–2 км/с).

### 1.5.4 Горизонтальные движения в атмосфере Солнца

Горизонтальные движения в развивающихся активных областях исследовались по движению трассеров: *в фотосфере* — по магнитным полярностям, порам, пятнам и гранулам; *в хромосфере* — по флоккулам и основаниям арочных волоконных систем; *в короне* — по внешней границе ярких областей в рентгене и ультрафиолете.

**Фотосфера.** В возникающих активных областях исследовались горизонтальные движения противоположных полярностей. Наблюдения показали, что скорости расхождения противоположных полярностей варьируют в широком диапазоне значений от нескольких сотен метров в секунду до нескольких километров в секунду. Скорости имеют наибольшую величину в начале выхода магнитного потока, затем постепенно уменьшаются (например, Harvey, Martin, 1973; Title, 2000). Статистические исследования обнаружили отрицательную степенную зависимость между средней скоростью расхождения полюсов противоположных полярностей и максимальной величиной магнитного потока возникающих активных областей (Otsuji *et al.*, 2011; Yang, Zhang, 2014). Зависимость показывает, что чем меньше магнитный поток активной области, тем больше скорость расхождения ее магнитных оснований.

Внутри развивающихся активных областей магнитный поток всплывает в виде волнообразных магнитных трубок, в результате чего в фотосфере образуется поле смешанных полярностей. Основания возвышающихся над фотосферой  $\Omega$ -образных сегментов волнообразных магнитных трубок расходятся друг относительно друга со скоростями до 4 км/с (например, Barth, Livi, 1990; Valori *et al.*, 2012; Vargas Domínguez *et al.*, 2012). Биполярные магнитные пары, которые являются основаниями погруженных под фотосферу U-образных участков магнитных трубок, перемещаются в направлении границ супергранульных конвективных ячеек или пятен со скоростями до 1 км/с (Bernasconi *et al.*, 2002; Georgoulis *et al.*, 2002; Xu *et al.*, 2010). Типичные скорости движения отдельных элементов магнитного потока в развивающихся активных областях меньше 1 км/с (Frazier, 1972; Schoolman, 1973; Bernasconi *et al.*, 2002; Liu, Zhang,

2006). При этом чем больше пространственный масштаб отслеживаемого магнитного элемента, тем меньше скорость его горизонтального движения (Strous *et al.*, 1996).

Исследование горизонтальных движений плазмы в развивающихся активных областях по перемещению гранул показало крупномасштабные расходящиеся течения, схожие с общим дрейфом магнитных полярностей (Strous *et al.*, 1996). Также в горизонтальных движениях гранул активных областей проявляются конвективные ячейки мезогранульного масштаба (например, Keil *et al.*, 1999; Vargas Domínguez *et al.*, 2010). Kozu *et al.* (2005, 2006) обнаружили связь мезогранульной конвекции с выходом магнитных потоков активных областей. Kozu *et al.* (2005, 2006) считают, что наблюдаемые структуры могут быть проявлением конвективных течений, которые вызывают выход магнитного потока из глубоких слоев.

**Хромосфера.** Born (1974) исследовал скорости расхождения кальциевых флоккул в развивающихся активных областях. Согласно его наблюдениям, сразу после появления флоккулы расходились со скоростями 1–2 км/с, а через несколько часов со скоростями меньше 0.5 км/с. Georgakilas *et al.* (1993) определили, что скорость расширения арочных волоконных систем на ранней стадии развития составляет примерно 0.8 км/с.

**Корона.** Yashiro *et al.* (1998) изучили раннюю эволюцию 33 возникающих активных областей в короне, используя данные полного диска Солнца в мягком рентгене *Yohkoh/SXT*. Наблюдаемые скорости горизонтального расширения ярких областей в первые 6–14 ч формирования составили 0.2–5.8 км/с, в большинстве случаев скорости были меньше 2 км/с при среднем значении около 1.5 км/с. Скорости расширения имели наибольшие значения в начале выхода магнитного потока, затем постепенно спадали.

Таким образом, скорости движения трассеров на разных уровнях атмосферы Солнца изменяются от нескольких сотен метров в секунду до нескольких километров в секунду. Они зависят как от размера структуры: чем больше размер, тем меньше скорость движения, так и от стадии ее развития: в начале появления трассера скорость движения наибольшая.

## Глава 2. Наблюдательный материал и объекты исследования

Целью работы является исследование фотосферных течений плазмы на начальной стадии развития активных областей. Для этого необходимы регулярные измерения магнитных полей и доплеровских скоростей. Данные солнечного космического телескопа *SOHO/MDI* дают возможность решить поставленную задачу. Инструмент в 1996–2011 гг. регистрировал продольное магнитное поле и доплеровские скорости полного диска Солнца в фотосферной линии  $\text{Ni I}$  6768 Å. Временное разрешение данных 1 мин и непрерывность наблюдений дают возможность детально проследить развитие активных областей с первых минут их возникновения. Пространственное разрешение данных 4'' является достаточным для исследования структур магнитного поля и течений плазмы в активных областях.

### 2.1 Инструмент SOHO/MDI

Солнечный телескоп *MDI* (Michelson Doppler Imager) — один из 12 инструментов, расположенных на борту космической обсерватории *SOHO* (Solar and Heliospheric Observatory) (Scherrer *et al.*, 1995). Телескоп представляет собой рефрактор с объективом диаметром 12.5 см и фокусным расстоянием 186.7 см. Собираемый объективом свет направляется в фильтровую систему, состоящую: 1) из фильтра Лио с полосой пропускания 465 mÅ, выделяющего фотосферную линию  $\text{Ni I}$  6768 Å; 2) двух перестраиваемых интерферометров Майкельсона, позволяющих получать узкополосные (94 mÅ) фильтрограммы в разных частях контура линии  $\text{Ni I}$  6768 Å.

Линия  $\text{Ni I}$  6768 Å, по разным оценкам, формируется на высотах 100–300 км от основания фотосферы (Yurchyshyn, Wang, 2001; Norton

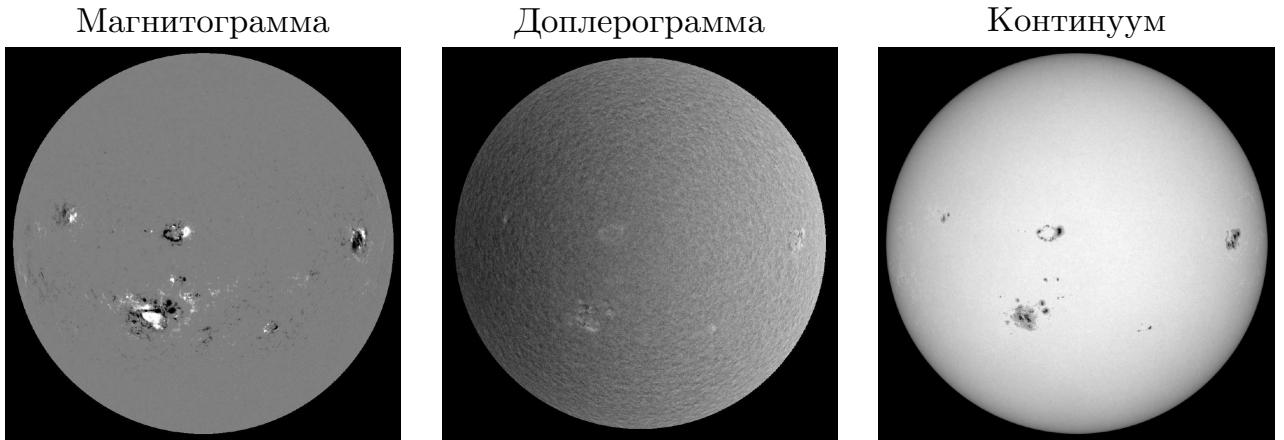


Рисунок 1. Магнитограмма, доплерограмма и изображение в континууме полного диска Солнца *SOHO/MDI*, полученные 28 октября 2003 г. в 00:00 UT.

*et al.*, 2006; Straus *et al.*, 2008; Wachter, 2008; Fleck *et al.*, 2011). В стандартных наблюдениях *SOHO/MDI* с помощью интерферометров Майкельсона получают пять фильтрограмм ( $F_0$ – $F_4$ ) вдоль контура рабочей линии, которые отстоят друг от друга на 75 м $\text{\AA}$ :  $F_0$  получают вблизи континуума,  $F_1$  и  $F_4$  центрируются на крылья,  $F_2$  и  $F_3$  получают вблизи ядра линии Ni I 6768  $\text{\AA}$ . Полный цикл сканирования профиля линии занимает 15 с. Волновые пластиинки, расположенные в колесе анализатора поляризации, дают возможность проводить измерения в линейно или циркулярно (правая и левая поляризация) поляризованном свете.

Пройдя систему фильтров, свет попадает в светораспределительную систему, где с помощью затвора направляется по одному из двух путей. В зависимости от выбранного пути, инструмент на выходе дает данные с разным пространственным разрешением: полный диск Солнца с разрешением 4'' или центральную часть солнечного диска с разрешением 1.2''. Изображения регистрируются ПЗС-камерой с размером детектора  $1024 \times 1024$  пикселей, при этом в данных полного диска Солнца на 1 пиксель приходится 2'', в данных центральной части диска Солнца — 0.6''.

По изображениям, полученным в свете с разной поляризацией, выполняется расчет продольного магнитного поля, доплеровских скоростей, глубины линии Ni I и интенсивности континуума. В нашем исследовании использовались магнитограммы продольного поля, доплерограммы и изображения континуума полного диска Солнца (Рисунок 1 и Таблица 3).

Таблица 3. Параметры используемых данных SOHO/MDI.

Данные	Пространственное разрешение	Временное разрешение	Ошибка измерений
Магнитограммы	4"	1 мин	±20 Гс
Доплерограммы	4"	1 мин	±20 м/с
Континуум	4"	96 мин	±0.3 %

**Получение доплерограмм.** В основе измерения скоростей на *SOHO/MDI* лежит эффект Доплера. Расчет доплерограмм выполняется с использованием фильтрограмм  $F_1$ ,  $F_2$ ,  $F_3$  и  $F_4$ , полученных в линейно поляризованном свете, по формулам

$$\alpha_+ = (F_1 + F_2 - F_3 - F_4)/(F_1 - F_3), \quad (2.1)$$

$$\alpha_- = (F_1 + F_2 - F_3 - F_4)/(F_4 - F_2). \quad (2.2)$$

Формула  $\alpha_+$  используется, если числитель  $>0$ , формула  $\alpha_-$  — если числитель  $\leq 0$ . Переход от  $\alpha$  к доплеровской скорости осуществляется с помощью таблицы, которая построена на основе моделей, использующих параметризованные профили солнечных линий и измеренные профили пропускания фильтров. Формулы, по сути, представляют собой разность интенсивностей синего и красного крыльев спектральной линии, деленную на разность интенсивностей континуума и центра линии. На полученных доплерограммах отрицательные скорости соответствуют синему доплеровскому сдвигу, или движению плазмы к наблюдателю, положительные — красному доплеровскому сдвигу, или движению плазмы от наблюдателя. Пространственное разрешение доплерограмм 4", что позволяет анализировать фотосферные течения плазмы без вклада течений гранулярной конвекции.

**Получение магнитограмм.** В измерениях величины продольного магнитного поля на *SOHO/MDI* используется эффект Зеемана. Магнитограммы продольного поля строятся путем вычитания измерений доплеровского смещения отдельно в право и лево

циркулярно поляризованном свете. Разница между этими двумя компонентами является мерой зеемановского расщепления, она примерно пропорциональна плотности магнитного потока или продольной компоненте магнитного поля, усредненной по элементу разрешения (Scherrer *et al.*, 1995).

**Получение континуума.** Измерения выполняются в линейно поляризованном свете. При расчете изображения в континууме используются все пять фильтрограмм. Это позволяет исключить систематические ошибки, связанные с проникновением сигнала доплеровской скорости в интенсивность.

Искажения в измерения *SOHO/MDI* вносят: 1) центролимбовое изменение профиля линии Ni I; 2) инструментальный дрейф, возникающий вследствие медленных изменений в системе интерферометров Майкельсона; 3) неоднородность пропускания интерферометров по полю зрения и нечеткость их перестройки; 4) взаимное проникновение линейной и циркулярной поляризаций; 5) инструментальная поляризация, связанная с косым отражением в светоделителях; 6) шумы детектора ПЗС-камеры. Для устранения инструментальных искажений выполняется специальная калибровка данных (Morrison *et al.*, 1994), которая позволяет исключить значительную часть искажений. Ошибки измерений в откалиброванных данных оценены по величине среднеквадратичных отклонений и составляют для продольного магнитного поля 20 Гс, для доплеровских скоростей 20 м/с и для континуума 0.3 %.

## 2.2 Обработка используемых данных

При работе с данными использовался интерактивный язык программирования IDL. Программы по обработке изображений и выполнению вычислений были написаны на основе стандартных библиотек:

IDL<sup>1</sup> (Fanning, 2003), Astronomy User's Library<sup>2</sup> (Landsman, 1995), SolarSoft<sup>3</sup> (Freeland, Handy, 1998) и ISTP<sup>4</sup> (Konovalov *et al.*, 1997; Grechnev *et al.*, 1999).

В работе использовались магнитограммы продольного поля, доплерограммы и изображения континуума полного диска Солнца в FITS-формате. Информация о данных бралась из заголовка файлов по ключевым словам. Для каждого файла проверялась полнота изображения (ключевое слово 'MISSVALS') и пространственная ориентация солнечного диска (ключевое слово 'SOLAR\_P').

**Обработка доплерограмм.** Измеряемый сигнал доплеровской скорости содержит основной вклад следующих составляющих:

$$V_D = V_{\text{ph}} + V_{\text{rot}} + V_{\text{SOHO}} + V_{\text{distortion}} + V_{\text{redshift}} + V_{\text{blueshift}}, \quad (2.3)$$

где  $V_D$  — доплеровская скорость, регистрируемая *SOHO/MDI*;  $V_{\text{ph}}$  — доплеровская скорость течений плазмы в фотосфере Солнца;  $V_{\text{rot}}$  — составляющая скорости дифференциального вращения Солнца вдоль луча зрения, изменяется примерно от  $-2000$  до  $2000$  м/с;  $V_{\text{SOHO}}$  — радиальная скорость движения космической обсерватории *SOHO* относительно Солнца (в заголовке FITS-файлов ключевое слово 'OBS\_VR'), может достигать  $\pm 800$  м/с (Meunier *et al.*, 2010, Рисунок 3);  $V_{\text{distortion}}$  — инструментальные искажения сигнала доплеровской скорости, вызванные неоднородностью пропускания по полю зрения фильтровой системы *SOHO/MDI*, имеют неравномерное распределение по солнечному диску (Howe *et al.*, 2011, Рисунок 2b) и изменяются во времени из-за изменений в оптике инструмента (Beck *et al.*, 1998);  $V_{\text{redshift}}$  — гравитационное красное смещение Солнца, около 600 м/с (Takeda, Ueno, 2012 и ссылки там);  $V_{\text{blueshift}}$  — синий доплеровский сдвиг конвективных течений, достигает нескольких сотен метров в секунду, его величина зависит от глубины спектральной линии (например, Reiners *et al.*, 2016) и расстояния до центра солнечного диска (например, Löhner-Böttcher *et al.*, 2018).

<sup>1</sup>URL: <http://www.ittvis.com/ProductServices/IDL.aspx>

<sup>2</sup>URL: <http://idlastro.gsfc.nasa.gov/homepage.html>

<sup>3</sup>URL: <http://www.lmsal.com/solarsoft/>

<sup>4</sup>URL: <http://ru.iszf.irk.ru/~grechnev/idl/>

Таким образом, наблюдаемая доплеровская скорость складывается из различных компонент, которые имеют сложное распределение по диску Солнца. Выделение фотосферных скоростей  $V_{\text{ph}}$  можно выполнить для всего диска Солнца. Подробное описание такой методики есть в исследовании Löhner-Böttcher, Schlichenmaier (2013). Однако для реализации данного подхода необходим большой объем данных, авторы усредняют 7320 доплерограмм, полученных в течение 61 дня.

При другом подходе выделение фотосферных скоростей  $V_{\text{ph}}$  выполняется для участка солнечной поверхности. Wang (1992) показал, что аппроксимация полиномом 2-й степени при обработке доплерограмм китайской солнечной наблюдательной станции *Huairou* позволяет устраниить скорости дифференциального вращения Солнца и инструментальные искажения. Однако если доплерограмма содержит протяженные скоростные структуры одного знака (например, положительные доплеровские скорости в области магнитных полей или течения Эвершеда в крупных пятнах с полутенью), то использование этого метода приведет к смещению нулевого значения доплеровской скорости (из личного общения с Ермаковой Л.В.).

В нашей работе выделение фотосферных скоростей  $V_{\text{ph}}$  выполнялось по следующей методике. Из доплерограммы полного диска Солнца вырезался участок размером примерно  $160'' \times 200''$  (или  $80 \times 100$  пикселей) (Рисунок 2 *a*), в нижней и верхней частях которого отсутствовали сильные и устойчивые во времени течения плазмы. Для выделенного участка выполнялось усреднение отдельно трех нижних и трех верхних строк, затем делалось их линейное сглаживание. В результате получались нижняя и верхняя строки дополнительного массива. Внутреннее поле дополнительного массива заполнялось путем линейной интерполяции между нижними и верхними пикселями сглаженных строк (Рисунок 2 *b*). Полученный в результате массив содержит скорости, накладывающиеся на доплеровские скорости фотосферных течений плазмы. Вычитание этого массива из исходного участка дает исправленную доплерограмму (Рисунок 2 *c*).

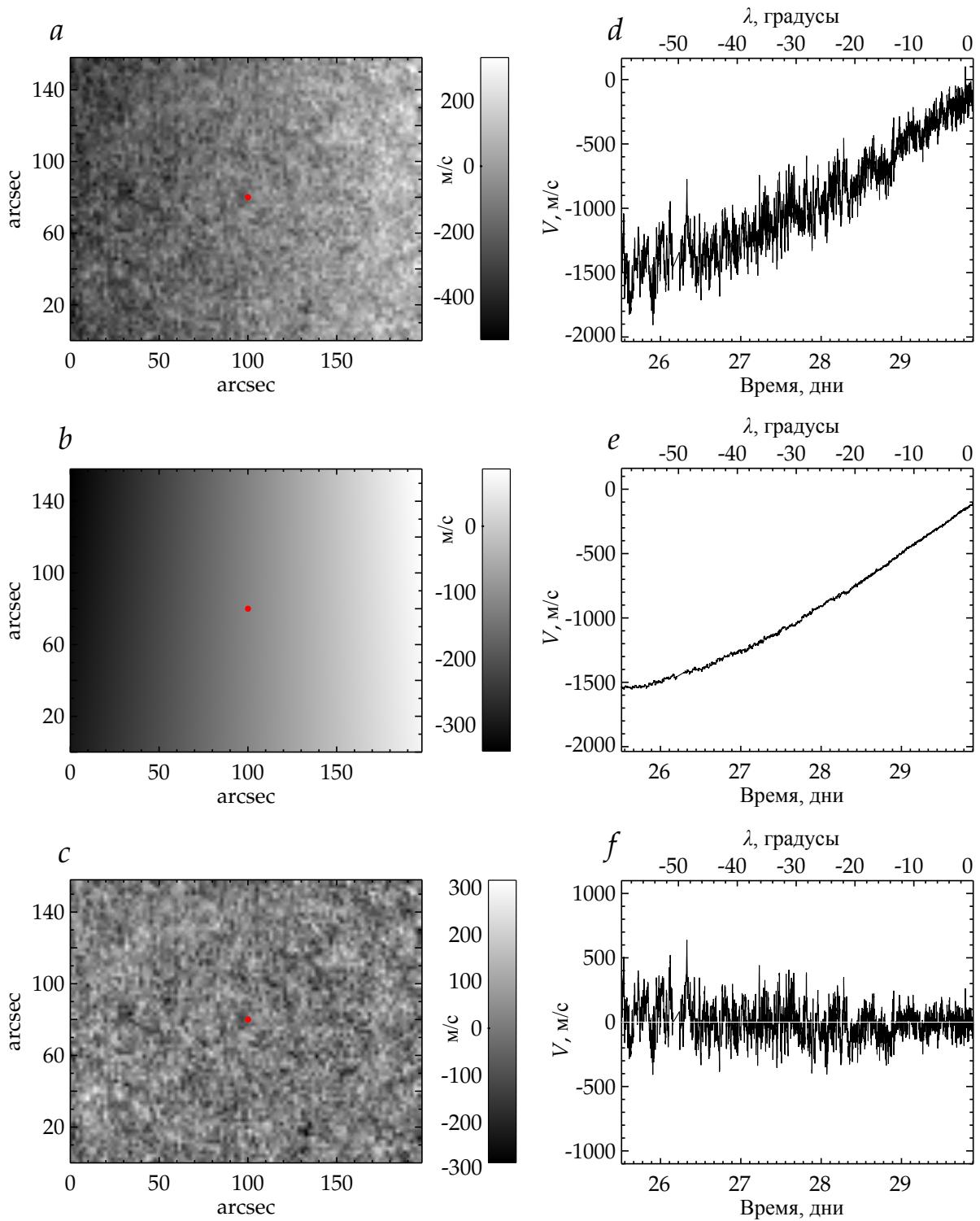


Рисунок 2. Панель *a* — участок доплерограммы полного диска Солнца, полученной 29 мая 2005 г. в 21:26 UT, гелиографические координаты красной точки в центре участка N00 E00; *b* — массив, полученный в результате использования методики выделения скоростей, накладывающихся на скорости течений фотосферной плазмы; *c* — исправленная доплерограмма; *d*, *e* и *f* — временное изменение доплеровской скорости в пикселе, отмеченном красной точкой на панелях *a*, *b* и *c* соответственно.

Результат корректировки доплерограмм демонстрируют графики  $d$ ,  $e$  и  $f$  на Рисунке 2. Они показывают временное изменение скорости для пикселя, отмеченного красной точкой на доплерограммах слева (Рисунок 2  $a$ ,  $b$ ,  $c$ ). В рассматриваемый промежуток времени (с 12:22 UT 25 мая по 21:26 UT 29 мая 2005 г.) выделенный участок переместился вследствие солнечного вращения вдоль линии экватора в диапазоне долгот  $\lambda$  от  $-60^\circ$  до  $0^\circ$ . Исходный сигнал доплеровской скорости показывает вариации и сильный положительный тренд (Рисунок 2  $d$ ). Согласно закону дифференциального вращения доплеровских структур в фотосфере Солнца (Snodgrass, Ulrich, 1990), составляющая скорости вращения Солнца вдоль луча зрения на экваторе в диапазоне долгот от  $-60^\circ$  до  $0^\circ$  изменяется от  $-1660$  до  $0$  м/с. Таким образом, положительный тренд скорости в исходных данных на Рисунке 2  $d$  связан преимущественно с вращением Солнца, но также он содержит вклад других составляющих, перечисленных в формуле 2.3. Графики  $e$  и  $f$  на Рисунке 2 показывают, что используемая нами методика хорошо устраниет вклад составляющих, не связанных с фотосферными течениями плазмы.

Кроме описанной выше методики, для доплерограмм применялось скользящее усреднение по пяти изображениям или по 5 мин с целью уменьшения вклада Р-мод<sup>5</sup> в сигнал доплеровской скорости.

**Обработка магнитограмм.** В работе использовались магнитограммы с уровнем калибровки 1.8.2. При данной калибровке, во-первых, применяется улучшенная карта плоского поля; во-вторых, значения плотности магнитного потока пересчитаны в соответствии с методикой, предложенной Ulrich *et al.* (2009); в-третьих, усовершенствован способ корректировки искажений, вызванных космическими лучами.

**Обработка изображений континуума.** Для изображений континуума устранилось потемнение к краю с помощью процедуры `darklimb_correct.pro`. В данной процедуре функция потемнения к краю вычислялась специально для линии  $\text{Ni I } 6768 \text{ \AA}$ , в которой получены данные *SOHO/MDI*.

---

<sup>5</sup>Р-мода — акустическая мода или мода давления, вызванная флюктуацией газового давления, на Солнце ее характерный период 5 мин.

**Пространственное совмещение используемых данных.** Из временной серии данных полного диска Солнца мы выделяли участок с возникающей активной областью, учитывая ее перемещение вследствие солнечного вращения. Примерное перемещение выделенного участка определялось по закону дифференциального вращения фотосферных магнитных полей (Snodgrass, 1983). Точное изменение координат рассчитывалось по двум соседним по времени магнитограммам с помощью кросс-корреляционного анализа. Полученные координаты использовались для выделения одинаковых фрагментов из магнитограмм, доплерограмм и изображений континуума, полученных приблизительно в одно время. Таким образом достигалось точное пространственное совмещение данных.

Положение объекта на поверхности Солнца характеризуется гелиографическими координатами:

- гелиографическая широта  $\varphi$  — угловое расстояние от солнечного экватора вдоль линии центрального меридиана (от  $-90^\circ$  до  $+90^\circ$ );
- гелиографическая долгота  $\lambda$  — угловое расстояние от центрального меридиана вдоль линии экватора (от  $-90^\circ$  до  $+90^\circ$ );
- гелиографическая широта центра видимого диска Солнца  $B_0$  — угловое расстояние между солнечным экватором и центром видимого диска вдоль центрального меридиана, обусловленное наклоном оси вращения Солнца (от  $-7.2^\circ$  до  $+7.2^\circ$ ).

При определении гелиографических координат пикселя на магнитограммах, доплерограммах и изображениях континуума осуществлялся переход от декартовых координат к сферическим. Методика перехода между системами координат описана Nargood (1992) и Thompson (2006).

Последовательности фрагментов магнитограмм, доплерограмм и континуума с возникающими активными областями использовались для вычисления физических параметров. Для морфологического анализа протекающих процессов (взаимное расположение магнитных полей, течений плазмы и пор в континууме) выполнялась визуализация данных с наложением изолиний.

### 2.3 Анализируемые физические параметры

В исследовании выполнялось сопоставление параметров, характеризующих положение появляющихся активных областей на диске Солнца, динамику развития магнитных потоков и возникающих при этом течений плазмы. Физические параметры рассчитывались внутри участка, ограниченного выходом магнитного потока (Рисунок 3). Границы области расчетов контролировались визуально. Определяемые физические параметры приведены в Таблице 4.

**Гелиоцентрический угол**  $\theta$  находился по магнитограммам. Данный параметр характеризует удаленность появляющейся активной области от центра диска Солнца:

$$\theta = \arcsin(r/R_{\text{pix}}), \quad (2.4)$$

где  $\theta$  — гелиоцентрический угол, градусы;  $r$  — расстояние от центра диска Солнца до центра появляющейся активной области, пиксели;  $R_{\text{pix}}$  — радиус Солнца, пиксели. Гелиоцентрический угол  $\theta$  также является углом между лучом зрения на выходящий магнитный поток и нормалью к поверхности.

**Максимальная плотность магнитного потока**  $B_{\max}$  определялась по абсолютным значениям продольного магнитного поля в месте выхода магнитного потока:

$$B_{\max} = \max(|B_1|, \dots, |B_i|, \dots, |B_N|). \quad (2.5)$$

В малых и больших активных областях данный параметр рассчитывался в первые 12 ч выхода магнитного потока, в эфемерных активных областях — на временном интервале от начала до максимума их развития.

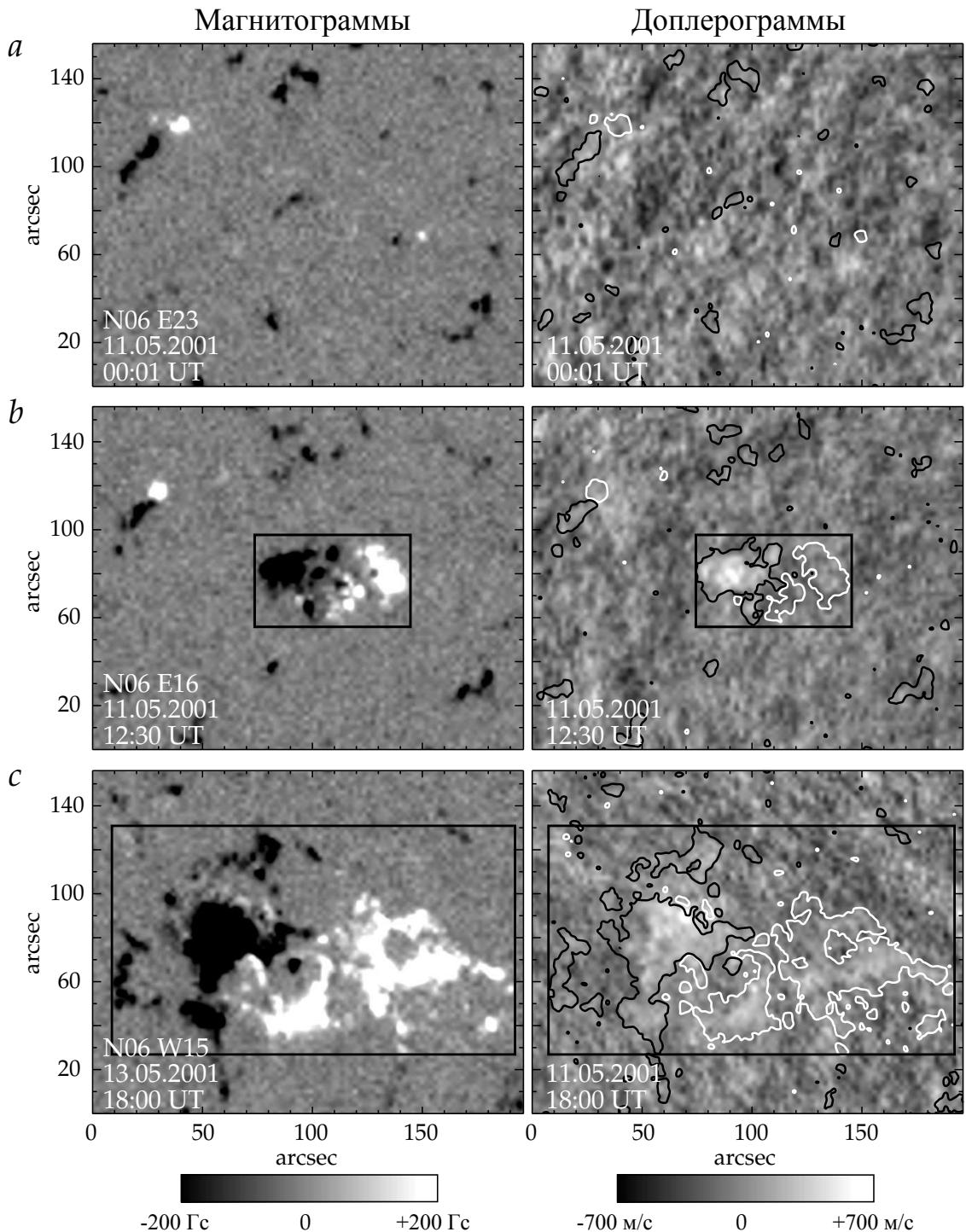


Рисунок 3. Активная область NOAA 9456: *a* — за 30 мин до начала выхода магнитного потока; *b* — через 12 ч после начала выхода магнитного потока; *c* — максимум развития активной области. На доплерограммы наложены изолинии магнитного поля  $+60$  Гс (белая линия) и  $-60$  Гс (черная линия). Прямоугольник показывает область вычисления физических параметров.

Таблица 4. Анализируемые физические параметры.

Параметр	Символ	Единица	Формула
Гелиоцентрический угол	$\theta$	$^\circ$	$\theta = \arcsin(r/R_{\text{pix}})$
Максимальная плотность магнитного потока	$B_{\text{max}}$	$\text{Гс}$	$B_{\text{max}} = \max( B_1 , \dots,  B_i , \dots,  B_N )$
Средние отрицательные и положительные доплеровские скорости	$V_{\text{mean}-}$ $V_{\text{mean}+}$	$\text{м/с}$	$V_{\text{mean}-} = \text{mean}(V_1, \dots, V_i, \dots, V_N), V_i < 0$ $V_{\text{mean}+} = \text{mean}(V_1, \dots, V_i, \dots, V_N), V_i > 0$
Максимальные отрицательные и положительные доплеровские скорости	$V_{\text{max}-}$ $V_{\text{max}+}$	$\text{м/с}$	$V_{\text{max}-} = \min(V_1, \dots, V_i, \dots, V_N), V_i < 0$ $V_{\text{max}+} = \max(V_1, \dots, V_i, \dots, V_N), V_i > 0$
Площадь пор и пятен	$S_{\text{spot}}$	$\text{см}^2$	$S_{\text{spot}} = \sum_{i=1}^N \frac{1}{\cos\theta_i} \left( \frac{R}{R_{\text{pix}}} \right)^2$
Площадь скоростной структуры	$S_{\text{vel}}$	$\text{см}^2$	$S_{\text{vel}} = \sum_{i=1}^N \frac{1}{\cos\theta_i} \left( \frac{R}{R_{\text{pix}}} \right)^2$
Полный беззнаковый магнитный поток	$\Phi$	$\text{Мкс}$	$\Phi = \left( \frac{R}{R_{\text{pix}}} \right)^2 \sum_{i=1}^N \frac{ B_i }{\cos\theta_i}$
Скорость роста полного беззнакового магнитного потока	$d\Phi/dt$	$\text{Мкс/ч}$	$d\Phi/dt = \frac{\Phi_2 - \Phi_1}{t_2 - t_1}$
Скорость перемещения внешних границ магнитного потока	$V_{\text{sep}}$	$\text{м/с}$	$V_{\text{sep}} = \frac{1}{2(t_2 - t_1)} \left( \frac{L_2}{\cos\theta_2} - \frac{L_1}{\cos\theta_1} \right)$

**Средние  $V_{\text{mean}-}$ ,  $V_{\text{mean}+}$  и максимальные  $V_{\text{max}-}$ ,  $V_{\text{max}+}$  значения отрицательных и положительных доплеровских скоростей** определялись по доплерограммам в области выхода магнитного потока:

$$V_{\text{mean}-} = \text{mean}(V_1, \dots, V_i, \dots, V_N) \quad \text{для } V_i < 0, \quad (2.6)$$

$$V_{\text{mean}+} = \text{mean}(V_1, \dots, V_i, \dots, V_N) \quad \text{для } V_i > 0, \quad (2.7)$$

$$V_{\text{max}-} = \min(V_1, \dots, V_i, \dots, V_N) \quad \text{для } V_i < 0, \quad (2.8)$$

$$V_{\text{max}+} = \max(V_1, \dots, V_i, \dots, V_N) \quad \text{для } V_i > 0. \quad (2.9)$$

На отдельных промежутках времени находились наибольшие значения этих параметров. В Разделе 3.1 наибольшие значения параметров определялись в первые 12 ч выхода магнитного потока в больших и малых активных областях и на временном интервале от начала до максимума развития в эфемерных активных областях. В Разделе 3.2 наибольшие значения параметров находились в период существования горизонтальных расходящихся течений плазмы. В Разделе 3.3 наибольшие значения параметров определялись в первые 4 ч развития активных областей. Анализируемый временной интервал начинался за 30 мин до начала появления продольного магнитного поля в фотосфере.

По изображениям в континууме установлено, что во всех рассматриваемых активных областях пятна с полутеню образовывались через 12 ч после начала выхода магнитного потока. Таким образом, вклад течений Эвершеда в определяемые скорости отсутствует.

**Площадь пор и пятен  $S_{\text{spot}}$**  определялась по изображениям континуума как площадь солнечной поверхности внутри изолинии, соответствующей 85 % средней интенсивности спокойной фотосферы:

$$S_{\text{spot}} = \sum_{i=1}^N \frac{S_0}{\cos\theta_i}, \quad (2.10)$$

где  $S_{\text{spot}}$  — площадь пор и пятен активной области с учетом эффекта проекции,  $\text{см}^2$ ;  $N$  — число пикселей с интенсивностью менее 85 % средней интенсивности спокойной фотосферы;  $S_0$  — площадь поверхности Солнца внутри пикселя, расположенного в центре диска Солнца,  $\text{см}^2$ ;  $\theta_i$  — гелиоцентрический угол  $i$ -го пикселя, градусы. Площадь солнечной поверхности внутри пикселя в центре солнечного диска  $S_0$  находилась как

$$S_0 = \left( \frac{R}{R_{\text{pix}}} \right)^2, \quad (2.11)$$

где  $R$  — экваториальный радиус Солнца в сантиметрах;  $R_{\text{pix}}$  — экваториальный радиус Солнца в пикселях.

При вычислении площади пятен переход от  $\text{см}^2$  к МДП (миллионные доли полусферы) выполнялся через отношение:

$$1 \text{ МДП} = 2\pi R^2 \cdot 10^{-6} = 3.044 \cdot 10^{16} \text{ см}^2. \quad (2.12)$$

**Площадь скоростной структуры**  $S_{\text{vel}}$  рассчитывалась по доплерограммам как площадь солнечной поверхности внутри изолинии  $-500 \text{ м/с}$ :

$$S_{\text{vel}} = \sum_{i=1}^N \frac{S_0}{\cos \theta_i}, \quad (2.13)$$

где  $S_{\text{vel}}$  — площадь скоростной структуры с учетом эффекта проекции,  $\text{см}^2$ ;  $N$  — число пикселей, соответствующих участкам с доплеровской скоростью больше  $-500 \text{ м/с}$ ;  $S_0$  — площадь поверхности Солнца внутри пикселя, расположенного в центре диска Солнца,  $\text{см}^2$ ;  $\theta_i$  — гелиоцентрический угол  $i$ -го пикселя, градусы.

Для выделения скоростной структуры мы использовали изолинию  $-500 \text{ м/с}$ , потому что в данных *SOHO/MDI* скорость фотосферных течений плазмы, не связанных с выходом магнитного потока, в основном ниже этого уровня. Таким образом, выбранная изолиния позволяет определить площадь возникающих течений с минимальным вкладом конвекции.

**Полный беззнаковый магнитный поток**  $\Phi$  рассчитывался по магнитограммам внутри изолиний  $\pm 60$  Гс в предположении, что вектор магнитного поля перпендикулярен поверхности:

$$\Phi = S_0 \sum_{i=1}^N \frac{|B_i|}{\cos\theta_i}, \quad (2.14)$$

где  $\Phi$  — полный беззнаковый магнитный поток активной области с учетом эффекта проекции, Мкс;  $S_0$  — площадь поверхности Солнца внутри пикселя, расположенного в центре диска Солнца,  $\text{см}^2$ ;  $N$  — число пикселей, удовлетворяющих условию  $|B_i| > 60$  Гс;  $B_i$  — продольное магнитное поле в  $i$ -м пикселе, Гс;  $\theta_i$  — гелиоцентрический угол  $i$ -го пикселя, градусы. Изолинии  $\pm 60$  Гс выбраны для того, чтобы исключить шум измерений магнитного поля (около 20 Гс) и вклад существующих непродолжительное время элементов магнитного поля.

Максимальное значение полного беззнакового магнитного потока активной области  $\Phi_{\max}$  определялось по максимальной точке перегиба в функции роста магнитного потока. В активных областях, перемещающихся за западный лимб или для которых ряды данных являются неполными,  $\Phi_{\max}$  находилось по последнему значению. Для всех активных областей из максимума полного беззнакового магнитного потока вычитался фоновый магнитный поток, присутствующий до появления активной области.

Иногда за несколько часов до выхода основного магнитного потока в месте будущей активной области появляются мелкие магнитные петли. Началом появления активной области считался момент времени, соответствующий началу непрерывного роста магнитного потока.

В измерениях магнитного поля на *SOHO/MDI* возможен эффект насыщения. Оно происходит при смещении спектральной линии за пределы полосы пропускания фильтровой системы. Liu *et al.* (2007) выполнили моделирование измерений *MDI* и показали, что магнитное насыщение наступает в случае сильных магнитных полей больше 2800 Гс при доплеровской скорости  $\pm 2000$  м/с. Из всех рассмотренных нами 224 активных областей только в трех максимальная плотность магнитного потока  $B_{\max}$  превысила 2800 Гс.

**Скорость роста полного беззнакового магнитного потока  $d\Phi/dt$**  рассчитывалась по магнитограммам:

$$d\Phi/dt = \frac{\Phi_2 - \Phi_1}{t_2 - t_1}, \quad (2.15)$$

где  $d\Phi/dt$  — скорость роста полного беззнакового магнитного потока, Мкс/ч;  $\Phi_1$  и  $\Phi_2$  — величины полных беззнаковых магнитных потоков в моменты времени  $t_1$  и  $t_2$ , Мкс;  $(t_2 - t_1)$  — рассматриваемый интервал времени, ч. В больших и малых активных областях параметр  $d\Phi/dt$  определялся в первые 12 ч выхода магнитного потока, в эфемерных активных областях — в период от начала до максимума развития. Заметим, что в некоторых активных областях рост полного беззнакового магнитного потока внутри рассматриваемого промежутка времени не всегда происходит равномерно.

**Скорость перемещения внешних границ фотосферного магнитного потока  $V_{\text{sep}}$**  рассчитывалась по магнитограммам на двухчасовых промежутках времени, соответствующих наибольшим значениям доплеровских скоростей:

$$V_{\text{sep}} = \frac{1}{2(t_2 - t_1)} \left( \frac{L_2}{\cos\theta_2} - \frac{L_1}{\cos\theta_1} \right), \quad (2.16)$$

где  $V_{\text{sep}}$  — скорость перемещения внешних границ фотосферного магнитного потока с учетом эффекта проекции, м/с;  $(t_2 - t_1)$  — рассматриваемый интервал времени, с;  $L_1$  и  $L_2$  — расстояния между внешними границами противоположных полярностей в плоскости изображения в моменты времени  $t_1$  и  $t_2$ , м;  $\theta_1$  и  $\theta_2$  — гелиоцентрические углы, соответствующие положению центра активной области в моменты времени  $t_1$  и  $t_2$ , градусы. Составляющая скорости перемещения внешних границ фотосферного магнитного потока  $V_{\text{sep}}$  в сигнале доплеровской скорости по лучу зрения определялась как

$$V_{\text{sep}}^l \lesssim V_{\text{sep}} \sin\theta. \quad (2.17)$$

По найденным физическим параметрам строились зависимости, для которых выполнялся регрессионный анализ. В качестве

аппроксимирующих функций использовались линейный или квадратичный полиномы. Степень аппроксимирующего полинома выбиралась по минимальной величине среднеквадратичных отклонений. Результаты представлены в виде полиномиальных уравнений, которые, согласно F-статистике, являются значимыми. Доверительные интервалы для средних значений рассчитывались с доверительной вероятностью 99 %. Кроме того, определялись коэффициенты корреляции для линейных связей и корреляционные отношения для нелинейных связей.

## 2.4 Объекты исследования

Рассмотрены 224 активные области, возникшие на видимой стороне солнечного диска с 1999 по 2008 г. (Таблица 14 в Приложении). Выбранные объекты имеют разные величины магнитных потоков и положение на диске Солнца (Рисунок 4). Активные области являлись изолированными от крупных концентраций существующих магнитных полей, и для них имеются достаточно полные ряды данных с временным разрешением 1 мин.

В Таблице 5 представлено разделение рассматриваемых активных областей в соответствии с максимальной величиной полного беззнакового магнитного потока  $\Phi_{\max}$ . Пределы полного беззнакового магнитного потока для эфемерных активных областей взяты из исследования Hagedaara (2001). Границей между малыми и большими активными областями принято считать магнитный поток одной полярности, равный  $5 \times 10^{21}$  Мкс (Garcia de La Rosa, 1984; Zwaan, 1987). В диссертационной работе границей между малыми и большими активными областями выбран полный магнитный поток обеих полярностей  $8 \times 10^{21}$  Мкс, поскольку все рассматриваемые активные области с полным магнитным потоком выше этого уровня содержат пятна и имеют пространственный размер больше размера супергранулы.

В соответствии с расстоянием от центра солнечного диска рассматриваемые активные области также были разделены на три группы (Таблица 6). В центральной части диска мы имеем дело с вертикальной составляющей протекающих процессов, вблизи лимба — с горизонтальной.

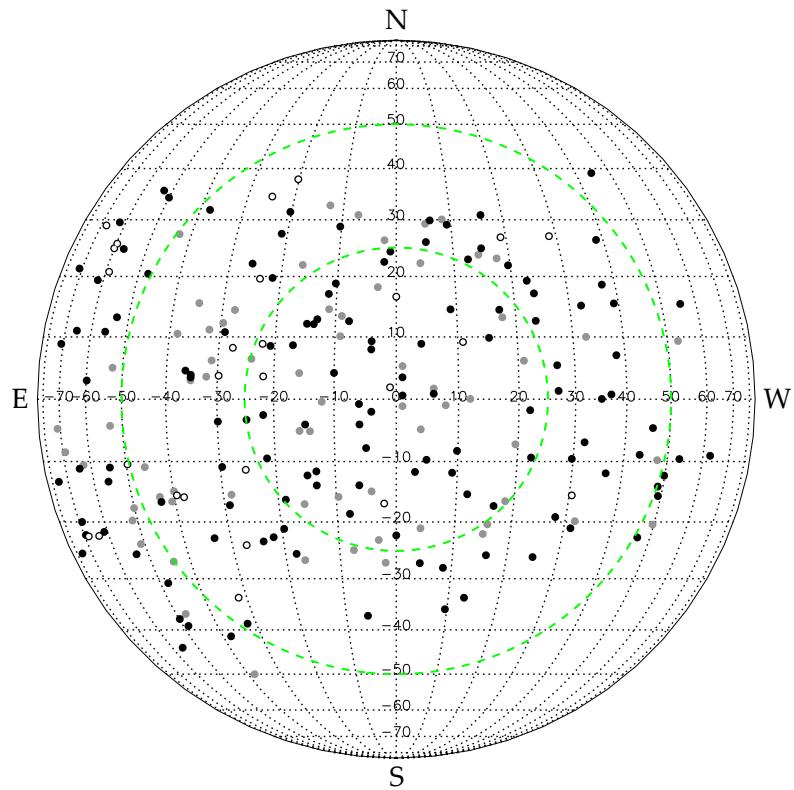


Рисунок 4. Положение активных областей на диске Солнца с учетом гелиографической широты центра видимого диска  $B_0$ . Серым, черным и белым цветом отмечены эфемерные, малые и большие активные области соответственно. Зеленые штриховые круги соответствуют гелиоцентрическим углам  $\theta = 25^\circ$  и  $\theta = 50^\circ$ .

Таблица 5. Пространственные масштабы рассматриваемых активных областей.

Пространственный масштаб	$\Phi_{\max}, M\kappa$	Число активных областей
Эфемерные	$3 \times 10^{19} < \Phi_{\max} \leq 4.07 \times 10^{20}$	68
Малые	$4.07 \times 10^{20} < \Phi_{\max} < 8 \times 10^{21}$	130
Большие	$\Phi_{\max} \geq 8 \times 10^{21}$	26

Таблица 6. Удаленность рассматриваемых активных областей от центра диска.

Положение на диске	$\theta$	Число активных областей
Вблизи центра диска	$\theta \leq 25^\circ$	72
В средней части диска	$25^\circ < \theta < 50^\circ$	98
Вблизи лимба	$\theta \geq 50^\circ$	54

## Глава 3. Фотосферные течения плазмы при появлении активных областей

### 3.1 Закономерности в скоростях течений плазмы и параметрах магнитного поля на начальной стадии развития активных областей

Раздел посвящен изучению закономерностей в скоростях течений плазмы и параметрах магнитного поля на начальной стадии появления активных областей. В малых и больших активных областях исследуемые параметры определялись в первые 12 ч развития, в эфемерных активных областях — на временном интервале от начала до максимума развития. Скорости течений плазмы, сопровождающие выход магнитных потоков активных областей, сравнивались со скоростями конвективных течений плазмы спокойного Солнца.

#### 3.1.1 Скорости конвективных течений плазмы спокойного Солнца

При исследовании скоростей конвективных течений спокойного Солнца по доплерограммам *SOHO/MDI* использовались данные с временным разрешением 1 мин, полученные с 18 по 23 апреля 2001 г. Обработка доплерограмм выполнялась по методу, описанному в Разделе 2.2. Из временной серии доплерограмм полного диска Солнца на широте экватора выделялся участок размером  $40'' \times 40''$ . Его смещение отслеживалось по закону вращения доплеровских структур в фотосфере (Snodgrass, Ulrich, 1990). В указанный период времени выделенный участок переместился в долготном диапазоне W00–W75.

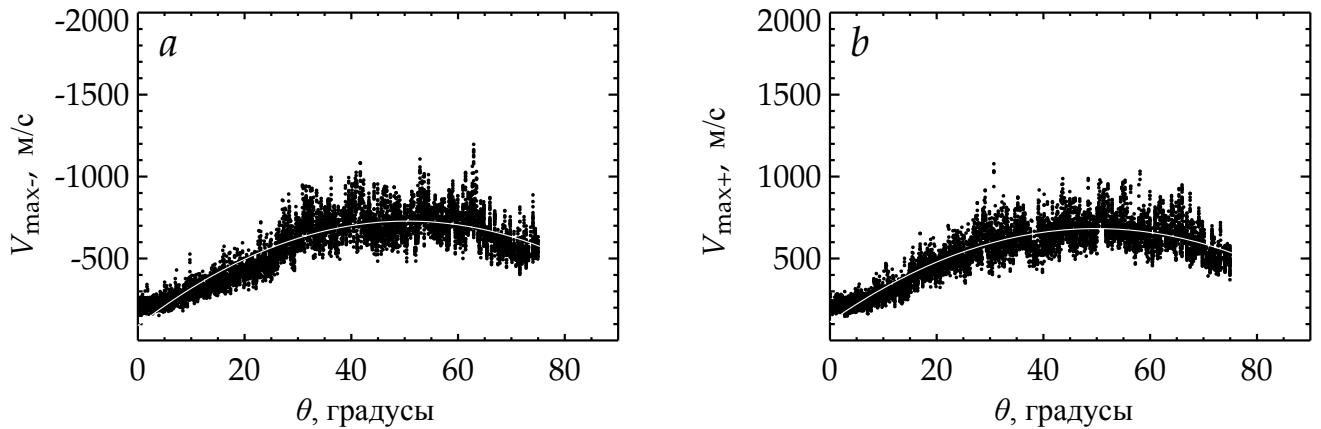


Рисунок 5. Зависимости наибольших доплеровских скоростей конвективных течений спокойного Солнца от гелиоцентрического угла  $\theta$ : *a* — для отрицательных значений  $V_{\max-}$ ; *b* — для положительных значений  $V_{\max+}$ . Сплошные белые линии соответствуют линиям регрессии.

Внутри выделенного участка в каждый момент времени определялись наибольшие значения отрицательной и положительной доплеровской скорости. Также находился гелиоцентрический угол  $\theta$ , характеризующий удаленность центра выделенного участка от центра диска Солнца. По полученным данным построены зависимости значений доплеровских скоростей от гелиоцентрического угла (Рисунок 5). Зависимости показывают, что скорости конвективных течений спокойного Солнца возрастают с увеличением расстояния от центра диска. Другими словами, горизонтальная составляющая скоростей конвективных течений плазмы превышает вертикальную.

На Рисунке 5 можно видеть, что при  $\theta > 50^\circ$  значения положительных и отрицательных доплеровских скоростей уменьшаются. Это связано с тем, что вблизи лимба оптическая толщина возрастает, поэтому сигнал доплеровской скорости измеряется в более высоком слое атмосферы Солнца, где среда становится устойчивой и конвективные течения затухают.

Полученные распределения доплеровских скоростей конвективных течений спокойного Солнца в зависимости от гелиоцентрического угла далее сравниваются со скоростями течений плазмы, сопровождающих появление активных областей.

### 3.1.2 Центролимбовая зависимость отрицательных доплеровских скоростей

Исследовались 224 возникающие активные области разных пространственных масштабов и с разным положением на диске Солнца. По максимальной величине полного беззнакового магнитного потока активные области были разделены на три группы: эфемерные, малые и большие. В качестве характеристики течений плазмы для каждой активной области на начальной стадии развития определялось наибольшее значение отрицательной доплеровской скорости (движение плазмы к наблюдателю). Анализировались только отрицательные доплеровские скорости, поскольку в вертикальных и горизонтальных течениях плазмы они соответствуют движению в направлении расширения магнитного потока.

Для каждой из трех групп активных областей были построены центролимбовые зависимости наибольших значений отрицательных доплеровских скоростей (Рисунок 6). На графиках гелиоцентрический угол  $\theta$  соответствует удаленности активной области от центра солнечного диска: при  $\theta < 25^\circ$  мы имеем дело с вертикальной составляющей течений плазмы, при  $\theta > 50^\circ$  — с горизонтальной. Зависимости показывают, что на начальной стадии формирования активных областей горизонтальные скорости растекания фотосферной плазмы в 2–3 раза превышают вертикальные скорости подъема.

Выполнен регрессионный анализ данных, и получены уравнения регрессии, соответствующие им линии нанесены на графики. Найдены корреляционные отношения  $-0.85$ ,  $-0.79$  и  $-0.79$  для эфемерных, малых и больших активных областей соответственно. Они показывают сильную связь между сопоставляемыми параметрами.

Из сравнения Рисунков 6 и 5а можно видеть, что скорости течений плазмы при появлении активных областей превосходят скорости конвективных течений спокойного Солнца. Отрицательные доплеровские скорости горизонтальных течений плазмы в малых активных областях существенно отклоняются от средних значений. Это может указывать на присутствие других факторов, влияющих на скорости горизонтальных течений при появлении активных областей.

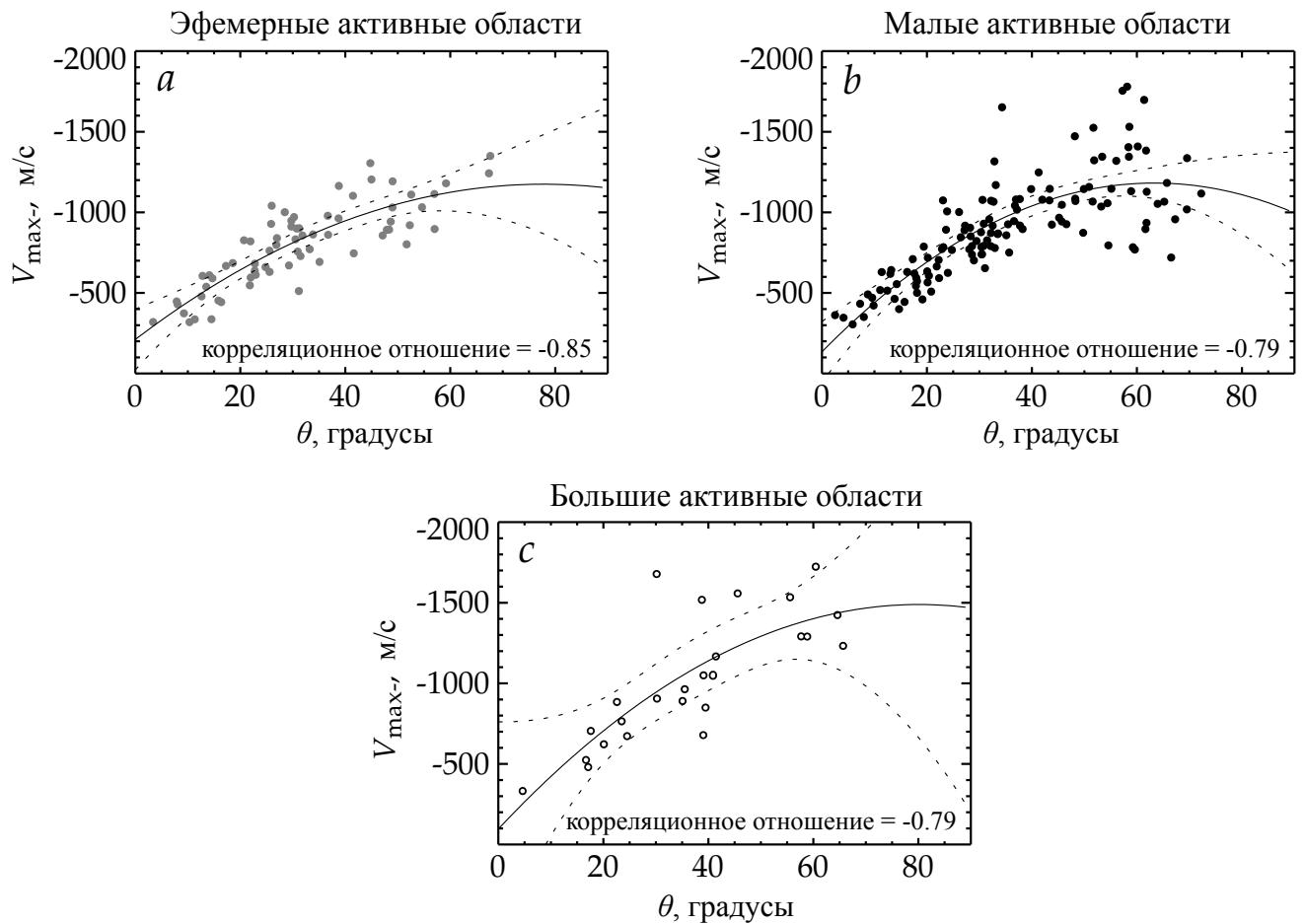


Рисунок 6. Зависимости наибольшей отрицательной доплеровской скорости  $V_{\max-}$  от гелиоцентрического угла  $\theta$  на начальной стадии развития активных областей: *a* — эфемерных; *b* — малых; *c* — больших. Сплошные линии соответствуют линиям регрессии; штриховые линии — уровню значимости 99 % для среднего значения. Серым, черным и белым цветом отмечены эфемерные, малые и большие активные области соответственно.

### 3.1.3 Горизонтальные течения плазмы

Как видно из Рисунка 6, на начальной стадии развития активных областей доплеровские скорости горизонтальных течений имеют большой диапазон. Чтобы понять, с чем это связано, в 54 активных областях, образующихся вблизи солнечного лимба  $\theta > 50^\circ$ , наибольшие значения положительных и отрицательных доплеровских скоростей были сопоставлены с параметрами выходящих магнитных потоков (Рисунок 7).

Регрессионный анализ данных показал, что в начале появления активных областей наибольшие положительные и отрицательные доплеровские скорости связаны квадратично со скоростью роста магнитного потока (Рисунок 7 a). Полученные корреляционные отношения 0.78 и  $-0.73$  показывают сильную связь между рассматриваемыми параметрами. Кроме того, положительные и отрицательные доплеровские скорости связаны линейно с максимальной плотностью выходящего магнитного потока (Рисунок 7 b): коэффициенты корреляции 0.58 и  $-0.56$  соответственно. Найденные связи характерны для активных областей всех пространственных масштабов: больших, малых и эфемерных.

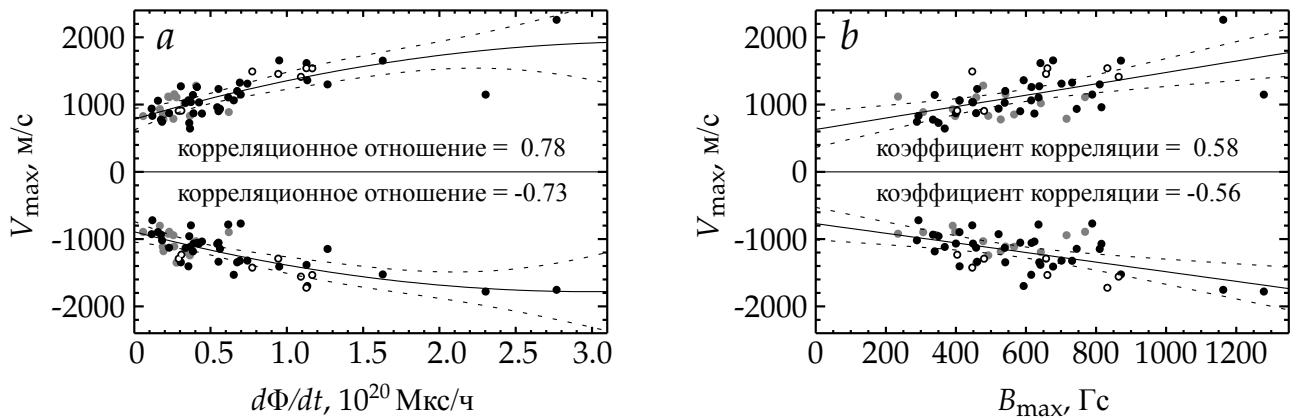


Рисунок 7. Зависимости наибольшей положительной и отрицательной доплеровской скорости  $V_{\max}$ : *a* — от скорости роста магнитного потока  $d\Phi/dt$ ; *b* — от максимальной плотности магнитного потока  $B_{\max}$  в активных областях, образующихся вблизи лимба. Обозначения такие же, как на Рисунке 6.

### 3.1.4 Связь скорости роста и плотности магнитного потока

Выполнено исследование связи скорости роста и плотности магнитного потока на начальной стадии развития активных областей. Рассмотрены 72 активные области, формирующиеся вблизи центра солнечного диска ( $\theta < 25^\circ$ ). В малых и больших активных областях скорости роста и максимальные плотности магнитного потока определялись в первые 12 ч развития, в эфемерных активных областях — за период от начала до максимума развития.

Найдена квадратичная зависимость между скоростью роста и максимальной плотностью магнитного потока с низким среднеквадратичным отклонением  $\sigma = 0.28 \times 10^{20}$  Мкс/ч и высоким корреляционным отношением 0.88 (Рисунок 8). Уравнение, полученное в результате регрессионного анализа, имеет вид

$$d\Phi/dt = 3.52 \times 10^{19} - 7.27 \times 10^{16} B_{\max} + 7.49 \times 10^{13} B_{\max}^2, \quad (3.1)$$

где  $d\Phi/dt$  — скорость роста магнитного потока на начальной стадии развития активных областей, Мкс/ч;  $B_{\max}$  — максимальная плотность магнитного потока, Гс.

Полученную зависимость можно интерпретировать следующим образом. В качестве механизмов транспортировки магнитных потоков внутри конвективной зоны рассматривают магнитную плавучесть и

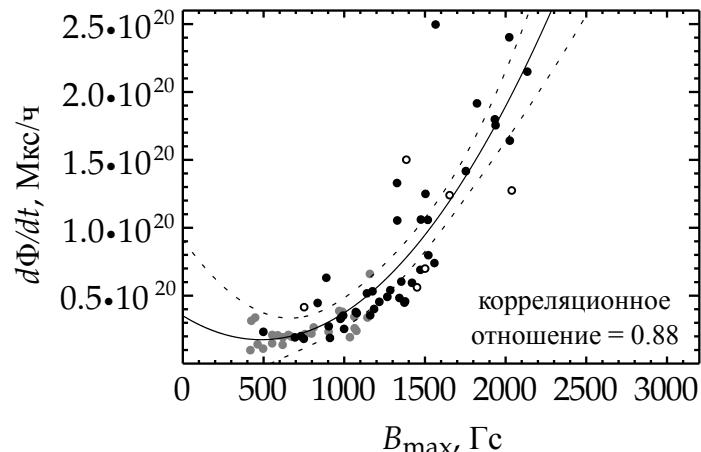


Рисунок 8. Зависимость скорости роста магнитного потока  $d\Phi/dt$  от максимальной плотности магнитного потока  $B_{\max}$ . Обозначения такие же, как на Рисунке 6.

восходящие конвективные течения плазмы. Магнитная плавучесть считается наиболее вероятным механизмом подъема магнитных потоков в солнечных недрах (Parker, 1955 и другие). Сила плавучести, действующая на магнитный поток, пропорциональна квадрату плотности магнитного поля  $B^2$ :

$$F_b = \frac{mg}{kT} \frac{B^2}{2\mu}, \quad (3.2)$$

где  $F_b$  — сила магнитной плавучести, действующая на единицу объема;  $m$  — масса единичной молекулы газа;  $g$  — ускорение свободного падения на Солнце;  $k$  — постоянная Больцмана;  $T$  — температура в единице объема;  $B$  — плотность магнитного поля;  $\mu$  — магнитная проницаемость среды.

Увеличение плотности магнитного поля  $B^2$  приводит к росту силы магнитной плавучести  $F_b$ . Как следствие, магнитный поток всплывает быстрее и выходит на поверхность с большей скоростью роста  $d\Phi/dt$ . Таким образом, полученная по данным наблюдений зависимость на Рисунке 8, где скорость роста магнитного потока  $d\Phi/dt$  пропорциональна квадрату плотности магнитного потока  $B^2$ , согласуется с тем, что магнитная плавучесть играет основную роль в выходе магнитных потоков активных областей на солнечную поверхность.

### 3.1.5 Выводы

Выполнено исследование скоростей течений плазмы и параметров магнитного поля в фотосфере Солнца на начальной стадии развития 224 активных областей. Рассматриваемые активные области имеют разное положение на диске Солнца и разные пространственные масштабы. Получены следующие результаты:

1. Найдена центролимбовая зависимость наибольших значений отрицательных доплеровских скоростей, которая показывает, что на начальном этапе образования активных областей горизонтальные скорости растекания фотосферной плазмы превосходят вертикальные скорости подъема.

2. В активных областях, формирующихся вблизи солнечного лимба, доплеровские скорости горизонтальных течений плазмы связаны квадратично со скоростью роста и линейно с плотностью выходящих магнитных потоков.
3. Обнаружена квадратичная связь между скоростью роста и плотностью магнитного потока возникающих активных областей с высоким корреляционным отношением и низкой дисперсией. Полученная зависимость объясняется действием силы магнитной плавучести, которая пропорциональна квадрату плотности магнитного потока.

### 3.2 Горизонтальные течения плазмы при формировании активных областей

В разделе представлены результаты исследования горизонтальных течений фотосферной плазмы по доплеровским измерениям скоростей в четырех активных областях NOAA 9037, NOAA 8536, NOAA 8635 и NOAA 9064, формирующихся вблизи солнечного лимба (Таблица 7 и Рисунок 9). Активные области располагаются в разных секторах солнечного диска примерно на одинаковом гелиоцентрическом расстоянии. В первые часы развития для них характерны высокая скорость роста магнитного потока, а также большие величины полных магнитных потоков.

Таблица 7. Дата и время образования, координаты и гелиоцентрический угол  $\theta$  активных областей на начальной стадии формирования; скорость роста полного беззнакового магнитного потока  $d\Phi/dt$  в первые 12 ч развития активных областей; полный беззнаковый магнитный поток  $\Phi_{\max}$  в максимуме развития активных областей.

Активная область	Дата и время образования	Координаты	$\theta$	$d\Phi/dt$ , $M\kappa c/\chi$	$\Phi_{\max}$ , $M\kappa c$
NOAA 9037	2000.06.10, 06:08 UT	N21E59 $B_0+0.4$	61°	$1.17 \times 10^{20}$	$1.39 \times 10^{22}$
NOAA 8536	1999.05.06, 00:51 UT	S24E65 $B_0-3.7$	66°	$1.13 \times 10^{20}$	$1.88 \times 10^{22}$
NOAA 8635	1999.07.14, 12:13 UT	N42W47 $B_0+4.2$	57°	$9.50 \times 10^{19}$	$> 2.97 \times 10^{21}$
NOAA 9064	2000.06.26, 11:16 UT	S21W46 $B_0+2.4$	51°	$1.63 \times 10^{20}$	$> 3.61 \times 10^{21}$

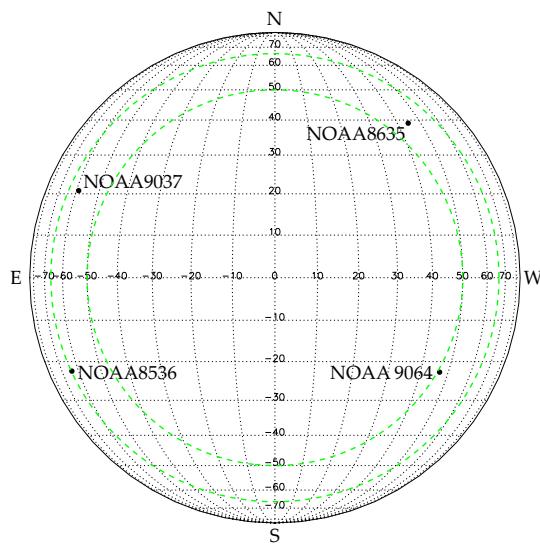


Рисунок 9. Положение активных областей на диске Солнца с учетом гелиографической широты центра видимого диска  $B_0$ . Зеленые штриховые круги соответствуют гелиоцентрическим углам  $\theta = 50^\circ$  и  $\theta = 66^\circ$

### 3.2.1 Динамика магнитного поля

Рассматриваемые активные области возникают вблизи края солнечного диска. Левые панели Рисунков 10, 11, 12, 13 показывают, что развитие активных областей начинается с появления магнитного поля одного знака, затем другого. Растущие полярности положительного и отрицательного магнитного поля имеют разные размеры. Рисунки показывают, что полярности, расположенные ближе к центру диска, намного меньше, чем полярности, расположенные ближе к лимбу. Видно, что наблюдаемая граница смены знака магнитного поля не является линией раздела полярностей, которая проходит между основаниями выходящей в атмосферу Солнца магнитной петли. Такое изменение магнитного поля на начальной стадии развития активных областей связано с эффектом проекции на луч зрения вектора магнитного поля в вершине выходящей  $\Omega$ -образной петли магнитного потока.

Положение линии раздела полярностей можно оценить с помощью пор. В исследуемых активных областях они возникают в обеих полярностях (правые панели Рисунков 10, 11, 12, 13). Линия раздела полярностей должна проходить между порами противоположных полярностей со смещением в сторону поры последующей полярности из-за геометрической асимметрии выходящего магнитного потока (Рисунок 4а в van Driel-Gesztelyi, Petrovay, 1990). Из сопоставления магнитограмм и изображений континуума на Рисунках 10, 11, 12, 13 можно видеть, что наблюдаемая граница смены знака магнитного поля примыкает вплотную к порам, расположенным ближе к центру диска. Отсюда следует вывод, что граница смены знака магнитного поля пространственно совпадает с полярностью, расположенной ближе к центру диска.

В рассматриваемых активных областях проявляется спиральность выходящих магнитных потоков. С ней связан разворот оси, соединяющей противоположные полярности активных областей, во время выхода магнитных потоков (левые панели Рисунков 10, 11, 12, 13).

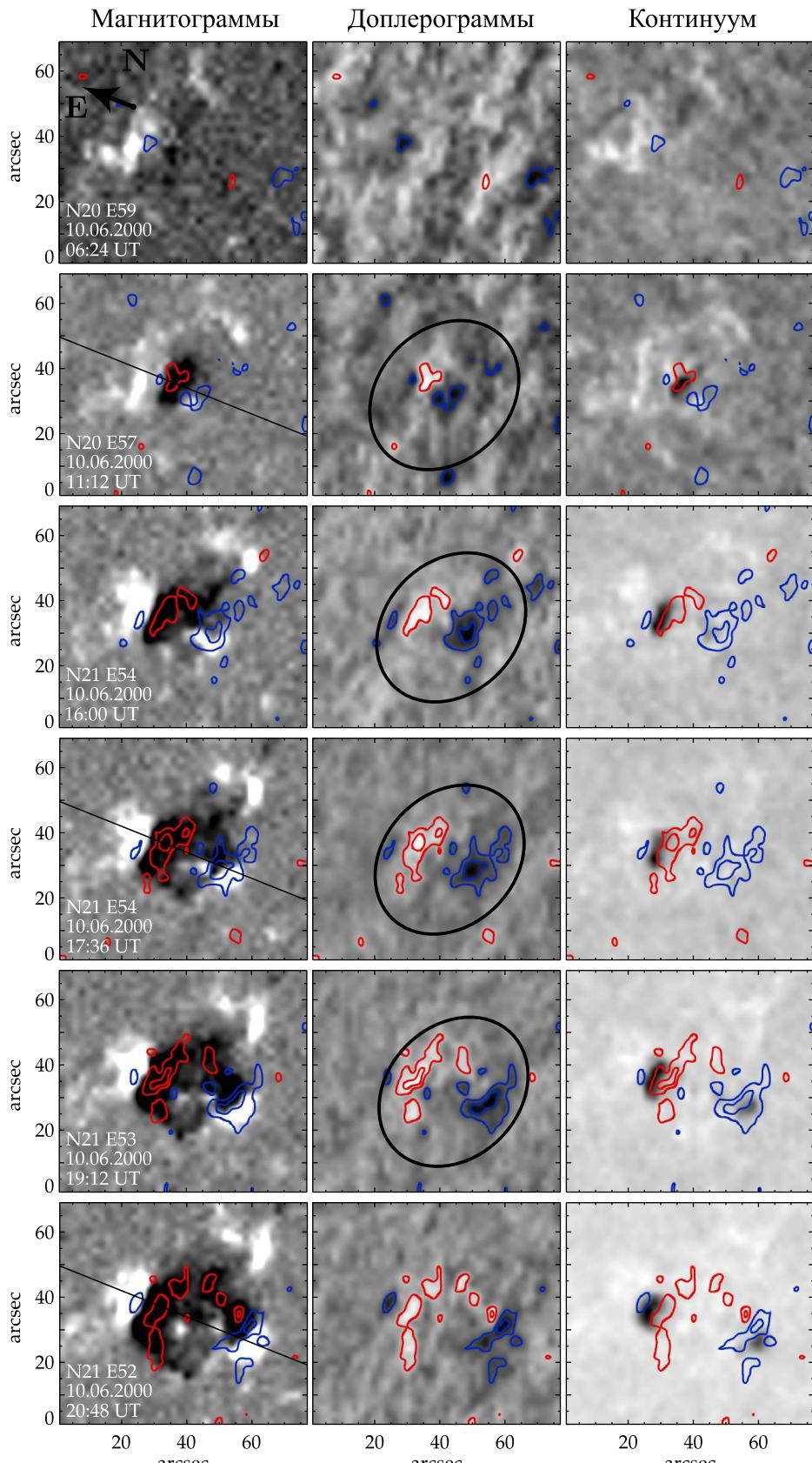


Рисунок 10. Развитие активной области NOAA 9037. На магнитограммы, доплерограммы и изображения в континууме наложены изолинии доплеровской скорости  $\pm 500, 1000$  м/с (синяя изолиния — отрицательная скорость, красная — положительная). Темные полутона — отрицательные магнитные поля и доплеровские скорости, светлые — положительные. На доплерограммах овалом обозначена формирующаяся скоростная структура. Слева вверху черная стрелка показывает направление от центра солнечного диска на выходящий магнитный поток. На магнитограммах черной прямой линией отмечено положение разреза пространственно-временных диаграмм.

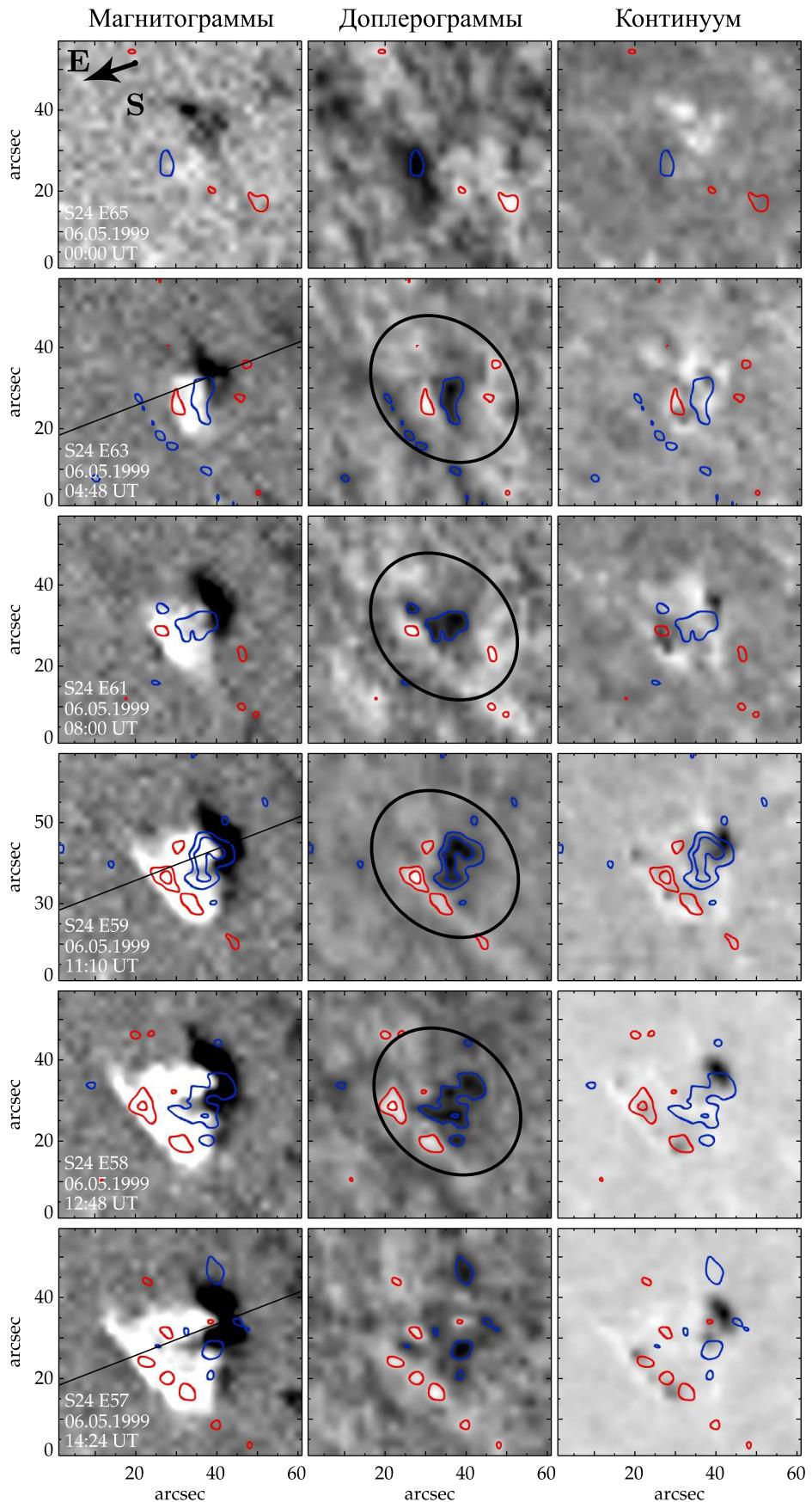


Рисунок 11. Развитие активной области NOAA 8536. Обозначения такие же, как на Рисунке 10.

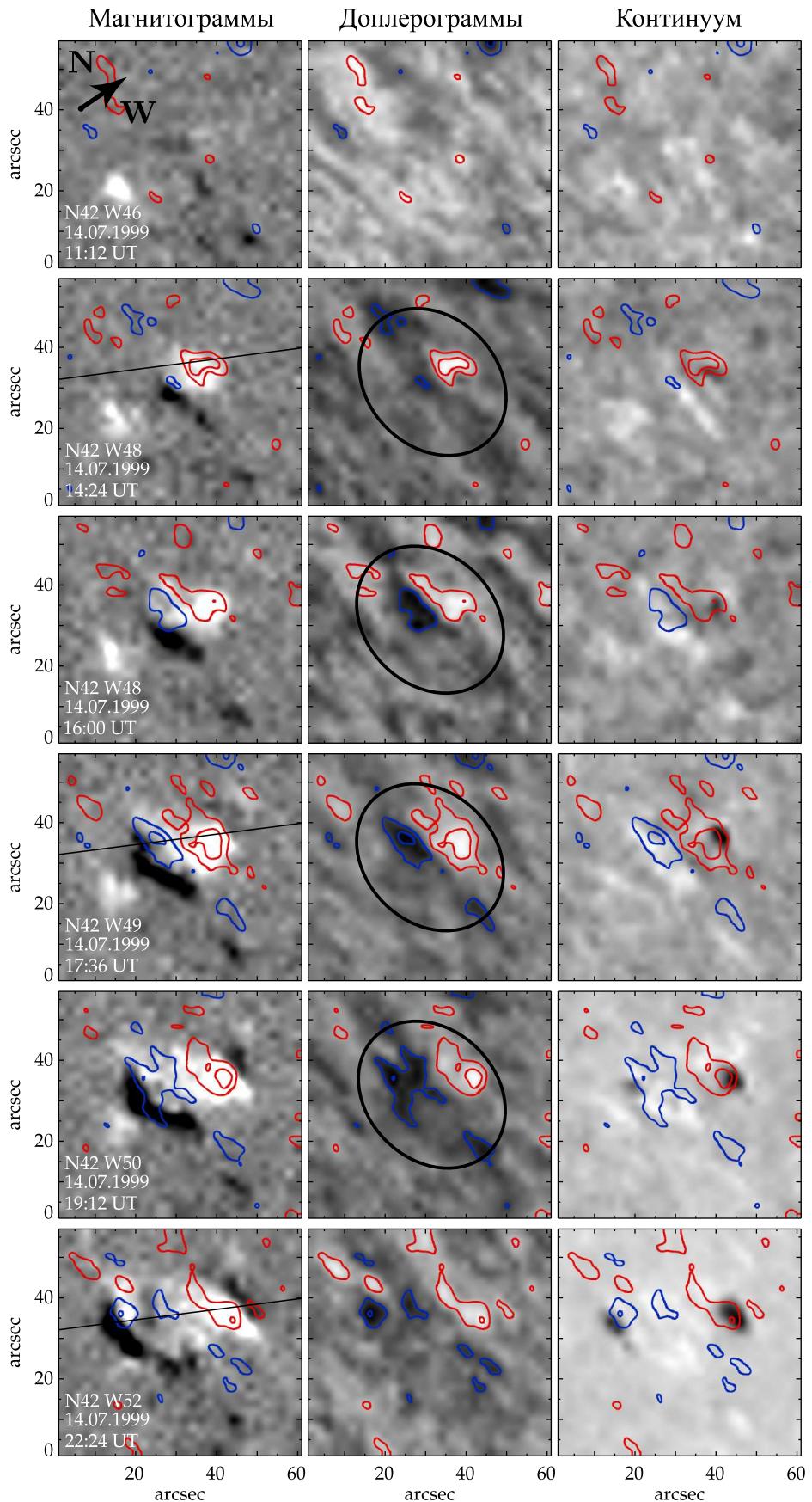


Рисунок 12. Развитие активной области NOAA 8635. Обозначения такие же, как на Рисунке 10.

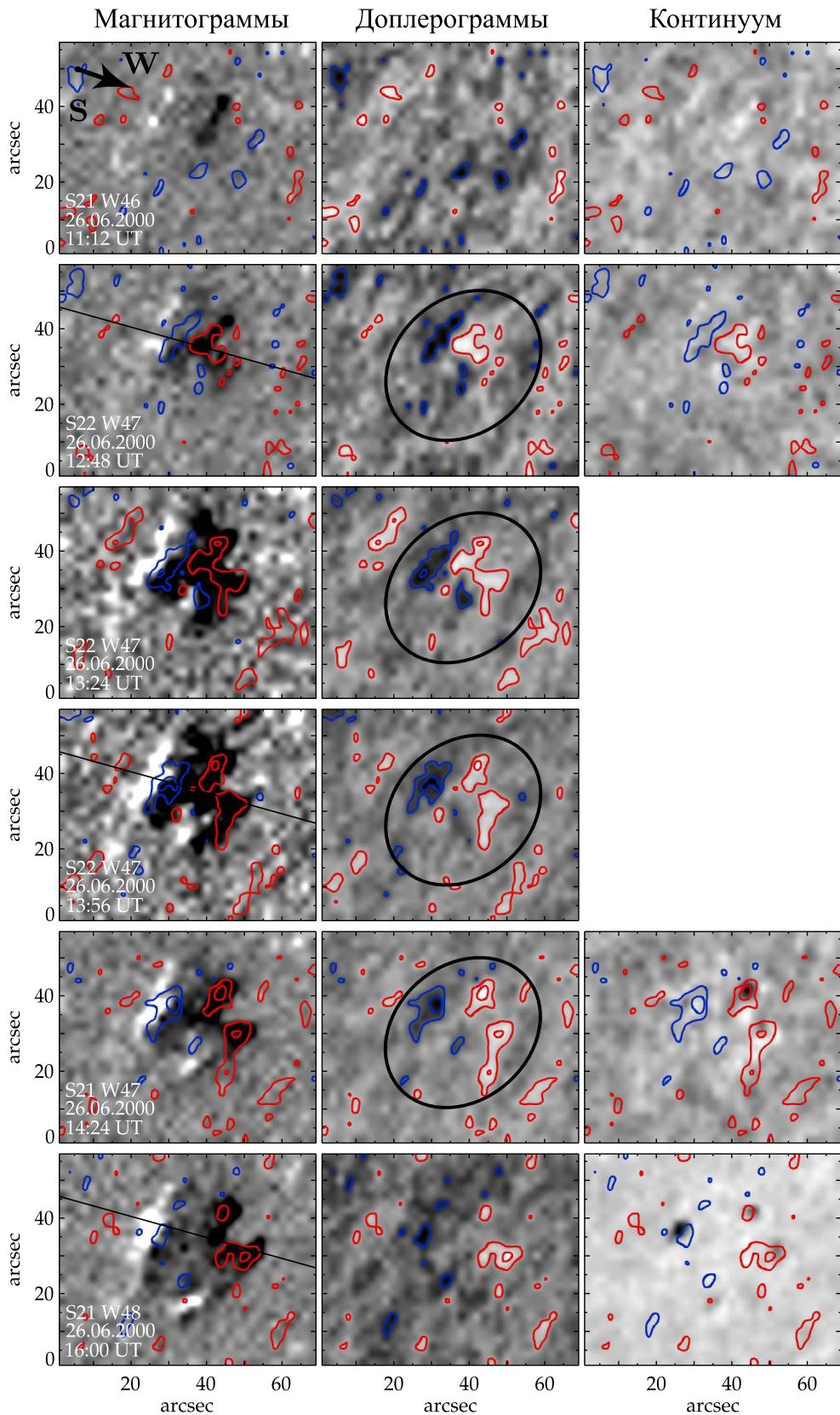


Рисунок 13. Развитие активной области NOAA 9064. Обозначения такие же, как на Рисунке 10.

### 3.2.2 Скоростные структуры

На начальной стадии развития исследуемых активных областей обнаружены сильные горизонтальные течения плазмы. Доплерограммы в первые часы выхода магнитного потока во всех четырех активных областях показывают обширные участки повышенных отрицательных и положительных доплеровских скоростей (Рисунки 10, 11, 12, 13). Участки высоких отрицательных доплеровских скоростей (движение плазмы к наблюдателю) возникают на границе, где магнитное поле меняет знак. Как было показано в предыдущем разделе, граница смены знака магнитного поля из-за эффекта проекции вектора выходящего магнитного поля на луч зрения локализуется в полярности, расположенной ближе к центру диска. Участки высоких положительных доплеровских скоростей (движение плазмы от наблюдателя) возникают в полярности, расположенной ближе к лимбу. Высокие доплеровские скорости больше  $\pm 1000$  м/с долгое время занимают протяженные области в центре скоростных структур рядом с образующимися порами (Рисунки 10, 11, 12, 13).

Построенные пространственно-временные диаграммы демонстрируют динамику скоростных структур во времени (панели *a* и *b* на Рисунках 14, 15, 16, 17). Разрезы диаграмм расположены вдоль оси выходящих биполярных магнитных пар, их положение отмечено на магнитограммах черной линией (Рисунки 10, 11, 12, 13). В самом начале выхода магнитного потока из-за разворота оси биполярных магнитных пар на разрезы диаграмм не всегда попадают обе полярности и доплеровские скоростные структуры. Диаграммы показывают, что в начале появления участки доплеровских скоростей разного знака примыкают друг к другу, но затем расходятся вместе с противоположными полярностями (панели *a* и *b* на Рисунках 14, 15, 16, 17). Усиленные течения плазмы располагаются внутри выходящих магнитных потоков и практически не захватывают окружающие области спокойного Солнца (Рисунки 14 *a*, 15 *a*, 16 *a*, 17 *a*). Возникающие течения устойчиво существуют до 15 ч (Рисунки 14 *b*, 15 *b*, 16 *b*, 17 *b* и Таблица 8).

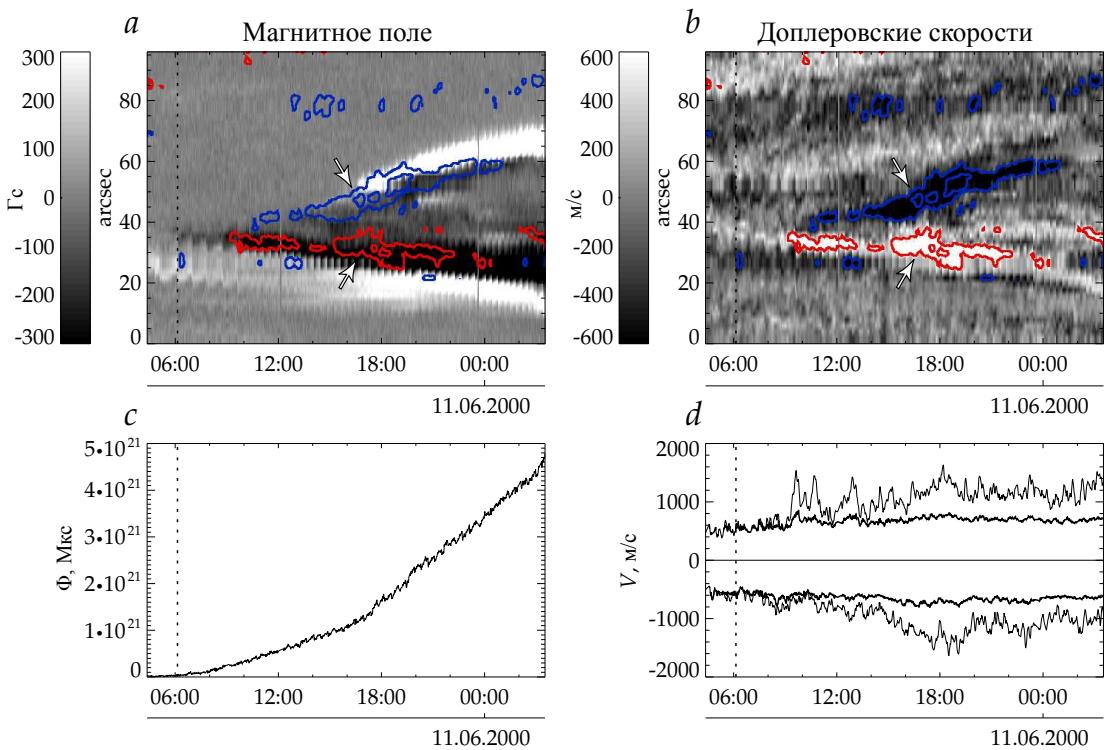


Рисунок 14. Активная область NOAA 9037. Пространственно-временные диаграммы: *a* — продольного магнитного поля; *b* — доплеровских скоростей; синяя и красная изолинии соответствуют  $-500$ ,  $-1000$  и  $+500$ ,  $+1000$  м/с; стрелками отмечены анализируемые скоростные структуры. Изменение во времени: *c* — полного беззнакового магнитного потока; *d* — средних (толстая линия) и максимальных (тонкая линия) значений отрицательных и положительных доплеровских скоростей в области выхода магнитного потока. Вертикальной штриховой линией отмечено время начала выхода магнитного потока активной области.

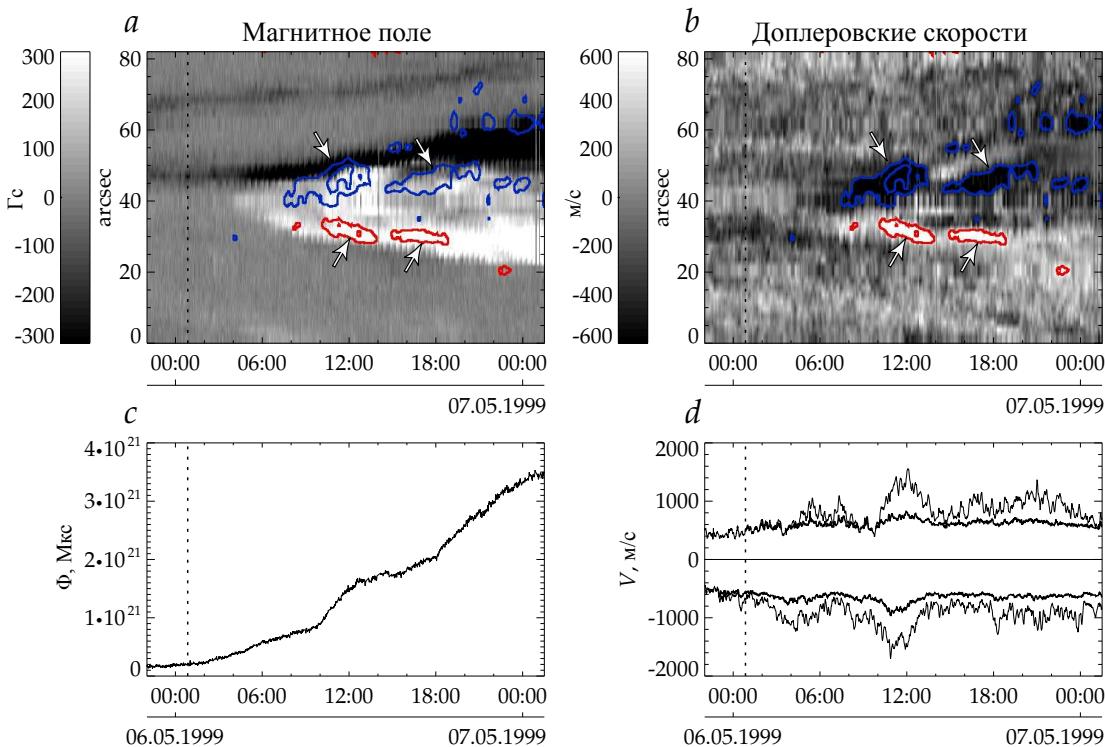


Рисунок 15. Активная область NOAA 8536. Обозначения такие же, как на Рисунке 14.

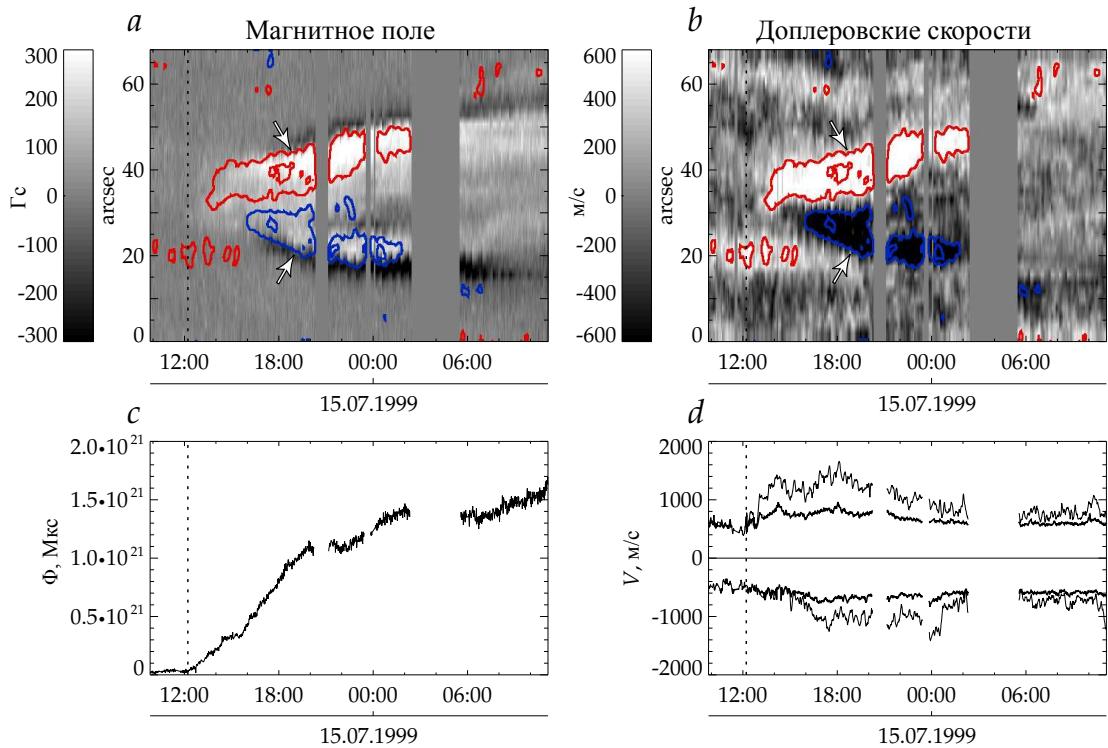


Рисунок 16. Активная область NOAA 8635. Обозначения такие же, как на Рисунке 14.

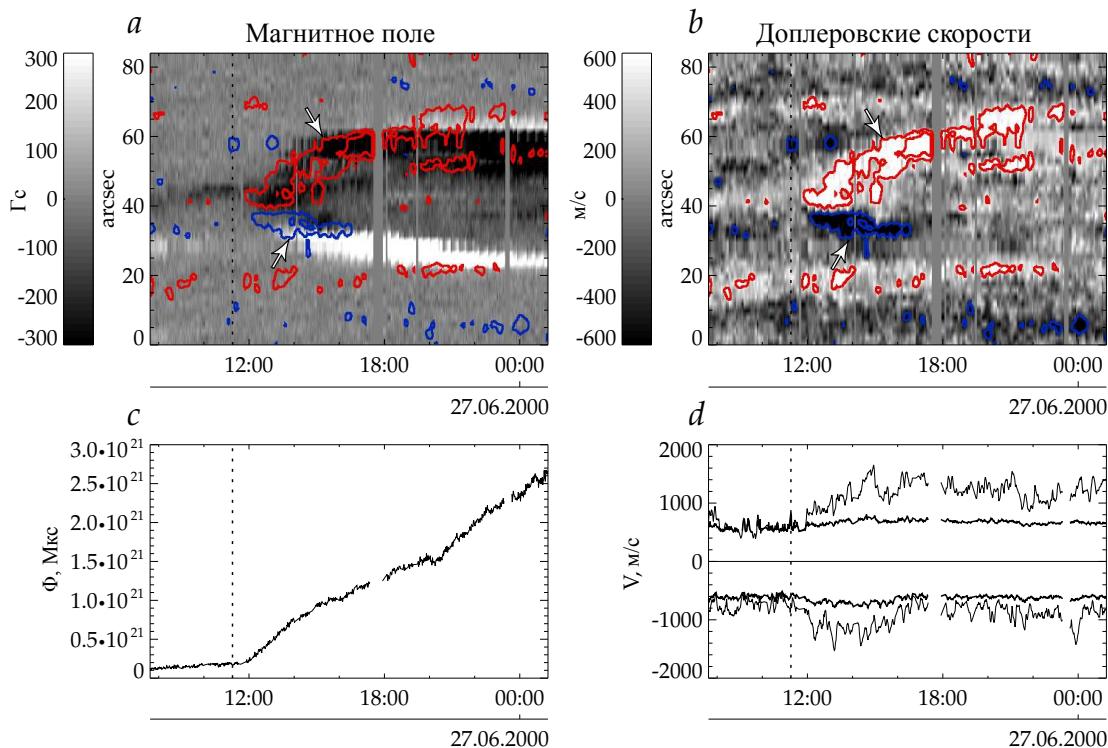


Рисунок 17. Активная область NOAA 9064. Обозначения такие же, как на Рисунке 14.

Таблица 8. Характеристики возникающих скоростных структур: наибольшие значения средних ( $V_{\text{mean}-}$ ,  $V_{\text{mean}+}$ ) и максимальных ( $V_{\text{max}-}$ ,  $V_{\text{max}+}$ ) доплеровских скоростей, размер ( $d$ ) и время существования ( $t$ ).

Активная область	Отрицательные доплеровские скорости				Положительные доплеровские скорости			
	$V_{\text{mean}-}$ , м/с	$V_{\text{max}-}$ , м/с	$d$ , Мм	$t$ , ч	$V_{\text{mean}+}$ , м/с	$V_{\text{max}+}$ , м/с	$d$ , Мм	$t$ , ч
NOAA 9037	-810	-1640	14	15	850	1630	15	13
NOAA 8536	-970	-1700	18	14	830	1560	10	9
NOAA 8635	-830	-1410	16.5	10	960	1660	15	13.5
NOAA 9064	-800	-1520	9	4.5	810	1650	16	10

<sup>1</sup>Размер скоростной структуры внутри изолинии  $\pm 500$  или  $\pm 500$  м/с вдоль разрезов на Рисунках 14 *b*, 15 *b*, 16 *b*, 17 *b* с учетом эффекта проекции

Таблица 9. Скорость горизонтального перемещения внешних границ фотосферного магнитного потока ( $V_{\text{sep}}$ ) и ее вклад в сигнал доплеровской скорости по лучу зрения ( $V_{\text{sep}}^l$ ) на промежутках времени ( $t_2 - t_1$ ).

Активная область	$(t_2 - t_1)$	$V_{\text{sep}}$ , м/с	$V_{\text{sep}}^l$ , м/с
NOAA 9037	2000.06.10, 17:10 – 19:10 UT	450	$\lesssim 370$
NOAA 8536	1999.05.06, 10:05 – 12:05 UT	150	$\lesssim 130$
NOAA 8635	1999.07.14, 17:00 – 19:00 UT	340	$\lesssim 290$
NOAA 9064	2000.06.26, 14:00 – 16:00 UT	820	$\lesssim 660$

Графики изменения максимальных отрицательных и положительных доплеровских скоростей во времени на Рисунках 14 *d*, 15 *d*, 16 *d*, 17 *d* показывают, что скорости возрастают постепенно и достигают наибольших значений примерно на половине времени существования скоростных структур. Средние значения доплеровских скоростей внутри изолиний  $\pm 500$  м/с достигают 800–970 м/с, наибольшие доплеровские скорости возрастают до 1410–1700 м/с (Таблица 8). Регистрируемые скорости горизонтальных течений плазмы существенно превосходят скорости конвективных течений спокойного Солнца (Рисунок 5 при  $\theta > 50^\circ$ ) и скорости горизонтального перемещения внешних границ фотосферного магнитного потока, которые соответствуют скоростям расхождения противоположных полярностей (Таблица 9).

Между доплеровскими скоростными структурами противоположных знаков наблюдается асимметрия. Скоростные структуры, локализующиеся в ведущей магнитной полярности, более мощные и существуют дольше, чем скоростные структуры, локализующиеся в последующей полярности (Рисунки 14 *a*, 15 *a*, 16 *a*, 17 *a*, на диаграммах вверху расположена ведущая полярность, внизу — последующая). На Рисунке 18 для исследуемых активных областей представлено изменение во времени разностей между средними и между максимальными значениями положительных и отрицательных доплеровских скоростей. На графиках указаны полярности, в которых локализуются положительные и отрицательные доплеровские скорости. В активной области NOAA 9037 асимметрия скорости меняет знак, в остальных активных областях наблюдается выраженное преобладание скоростей, локализующихся в ведущей полярности. Интервал наибольших значений асимметрии средних и максимальных доплеровских скоростей составляет 290–460 м/с и 710–940 м/с соответственно.

Наблюдаемая асимметрия доплеровских скоростей может быть обусловлена течениями плазмы внутри всплывающих магнитных трубок. Кроме того, она может быть связана с морфологической асимметрией противоположных полярностей активных областей или с различным наклоном магнитных полей, вдоль которых течет плазма, к лучу зрения в ведущей и последующей полярностях.

Наше исследование активных областей, возникающих вблизи лимба (см. Раздел 3.1.3), показало, что мощные горизонтальные расходящиеся течения плазмы на начальной стадии выхода магнитных полей образуются не всегда. Они формируются только при появлении активных областей с высокой плотностью и скоростью роста магнитного потока.

Параллельно с нами горизонтальные течения фотосферной плазмы по доплеровским измерениям скоростей в возникающих активных областях изучали японские ученые, используя данные *SDO/HMI* (Toriumi *et al.*, 2012, 2014). В их исследовании для магнитограмм (доплерограмм) рассчитывались остаточные гистограммы путем вычитания из гистограмм текущих данных гистограмм исходных данных спокойного Солнца. За начало появления магнитного потока (горизонтальных расходящихся течений плазмы) Toriumi *et al.* (2012, 2014) принимали время, когда

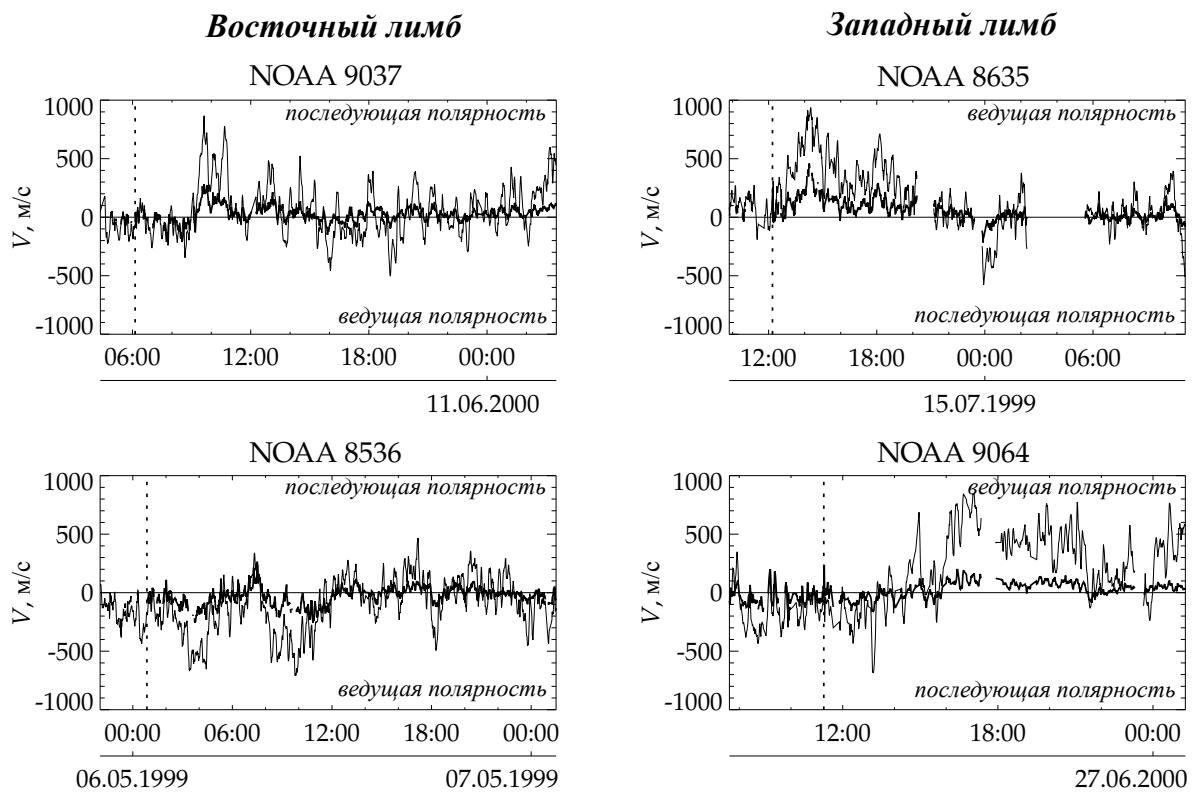


Рисунок 18. Изменение во времени разностей между средними (толстая линия) и между максимальными (тонкая линия) значениями положительных и отрицательных доплеровских скоростей в исследуемых активных областях. Вертикальной штриховой линией отмечено время начала выхода магнитного потока активных областей.

значения остаточных гистограмм в выбранном диапазоне значений магнитного поля [200 Гс, 300 Гс] (доплеровских скоростей [1 км/с, 1.5 км/с]) начинали превышать одно стандартное отклонение от профиля спокойного Солнца. Данный метод определения времени начала событий показал, что сильные горизонтальные расходящиеся течения появляются в среднем за час до начала выхода магнитного потока. По шести активным областям Toriumi *et al.* была установлена связь скорости роста магнитного потока со значениями доплеровских скоростей и временем существования горизонтальных расходящихся течений плазмы. В их исследовании время существования горизонтальных расходящихся течений соответствует разнице между временем появления горизонтальных расходящихся течений и началом выхода магнитного потока.

Исследуемые нами и Toriumi *et al.* (2012, 2014) горизонтальные расходящиеся течения плазмы при появлении активных областей в фотосфере Солнца являются одними и теми же течениями. По-видимому, в исследованиях японских коллег появление горизонтальных течений плазмы существенно опережает выход магнитного потока из-за методики определения начала появления магнитного потока и горизонтальных расходящихся течений по остаточным гистограммам в высоких диапазонах значений магнитного поля [200 Гс, 300 Гс] и доплеровской скорости [1 км/с, 1.5 км/с], а также из-за скользящего временного усреднения магнитограмм и доплерограмм на длительных временных промежутках.

### 3.2.3 Интерпретация горизонтальных течений плазмы

Обнаруженные нами и Toriumi *et al.* (2012, 2014) горизонтальные расходящиеся течения фотосферной плазмы на начальной стадии образования активных областей ранее были описаны в теоретическом исследовании Cheung *et al.* (2010). В их радиационной МГД-модели изучалось всплытие закрученного полутора с полным магнитным потоком  $7.6 \times 10^{21}$  Мкс в домене, состоящем из турбулентной конвективной зоны глубиной 7.5 Мм и фотосферы. На Рисунке 7 их статьи показано, что выходящая магнитная трубка создает в фотосфере избыток газового

давления. Пространственное и временное совпадение увеличения давления с началом горизонтальных расходящихся течений плазмы указывает на то, что возникающие течения вызваны горизонтальным градиентом газового давления.

Toriumi, Yokoyama (2013) в рамках идеализированной МГД-модели, содержащей адиабатически стратифицированную конвективную зону, холодную изотермическую фотосферу/хромосферу и горячую изотермическую корону, подтвердили, что горизонтальные расходящиеся течения плазмы перед появлением магнитного потока на солнечной поверхности вызваны горизонтальным градиентом газового давления. Их исследование показало положительную линейную корреляцию максимальной скорости горизонтальных расходящихся течений с начальной плотностью и закрученностью магнитного поля. Toriumi *et al.* (2012, 2014) из сопоставления наблюдательных данных с результатами моделирования Toriumi, Yokoyama (2013) сделали вывод, что горизонтальные расходящиеся течения возникают из-за увеличения плотности плазмы в вершине магнитной трубы во время ее подъема в конвективной зоне. В фотосфере скатая плазма выталкивается горизонтально и скоростные структуры разных знаков расходятся из-за оттока плазмы от выходящего магнитного потока.

Рассмотрим вклад других возможных течений в наблюдаемый сигнал доплеровской скорости при появлении активной области вблизи солнечного лимба, например, при гелиоцентрическом угле  $\theta = 60^\circ$ . Известно, что наблюдаемые значения скоростей зависят от пространственного разрешения данных. Рассмотрим возможные течения плазмы на основе данных с низким пространственным разрешением, таких как данные *SOHO/MDI*.

В фотосфере Солнца возникновение активной области начинается с выхода мелкомасштабных магнитных петель, основания которых постепенно объединяются в поры и пятна противоположных полярностей. На протяжении развития активной области противоположные полярности расходятся, между ними продолжается выход магнитного потока в виде волнообразных магнитных трубок. Если исходить из динамики магнитного поля, то сигнал доплеровской скорости в фотосфере Солнца должен

состоять из следующих составляющих (Рисунок 19):

$$V = V_{\text{up}} + V_{\text{down}} + V_{\text{hor}} + V_{\text{dir}}, \quad (3.3)$$

где  $V_{\text{up}}$  — скорость подъема магнитного потока;  $V_{\text{down}}$  — скорость стекания плазмы, выносимой в атмосферу Солнца выходящим магнитным потоком;  $V_{\text{hor}}$  — скорость горизонтального перемещения оснований магнитных петель;  $V_{\text{dir}}$  — скорость течений плазмы внутри магнитной структуры.

$V_{\text{up}}$  — *скорость подъема магнитного потока*. При выходе магнитного потока в атмосферу Солнца в вершинах поднимающихся петель наблюдаются отрицательные доплеровские скорости, соответствующие подъему плазмы (см. Раздел 1.5.3). На уровне фотосферы в условиях вмороженности магнитных полей в конвективную плазму наблюдаемые скорости подъема плазмы соответствуют скоростям, с которыми магнитный поток пересекает фотосферу. В данных *SOHO/MDI* на начальной стадии появления активных областей скорости подъема плазмы или скорости подъема магнитного потока на уровне фотосферы составляют  $V_{\text{up}} \lesssim 1000$  м/с (Рисунок 6 при  $\theta < 25^\circ$ ). Проекция этих скоростей на луч зрения при гелиоцентрическом угле  $\theta = 60^\circ$  будет  $V_{\text{up}}^l = V_{\text{up}} \cos \theta \lesssim 500$  м/с. Эта составляющая будет увеличивать скорости течений плазмы в полярности, расположенной ближе к центру диска, и уменьшать скорости течений в полярности, расположенной ближе к лимбу (Рисунок 19 *b*).

$V_{\text{down}}$  — *скорость стекания плазмы*. При формировании активных областей в основаниях магнитных петель и их окрестностях наблюдаются положительные доплеровские скорости, соответствующие опусканию плазмы (Раздел 1.5.3). Одной из причин этих течений считается стекание плазмы, выносимой в атмосферу Солнца расширяющимся магнитным потоком. Ранее пространственную связь хромосферного сверхзвукового и фотосферного дозвукового опускания плазмы отмечали Zwaan *et al.* (1985) и Xu *et al.* (2010). В их исследованиях участки с высокими скоростями опускания фотосферной плазмы располагались возле края развивающихся пор и пятен, ближайшего к центральной части активных областей. Lites *et al.* (1998) также наблюдали сильные течения фотосферной плазмы рядом с порами в трех развивающихся активных областях. Участки высоких положительных доплеровских скоростей протяженностью

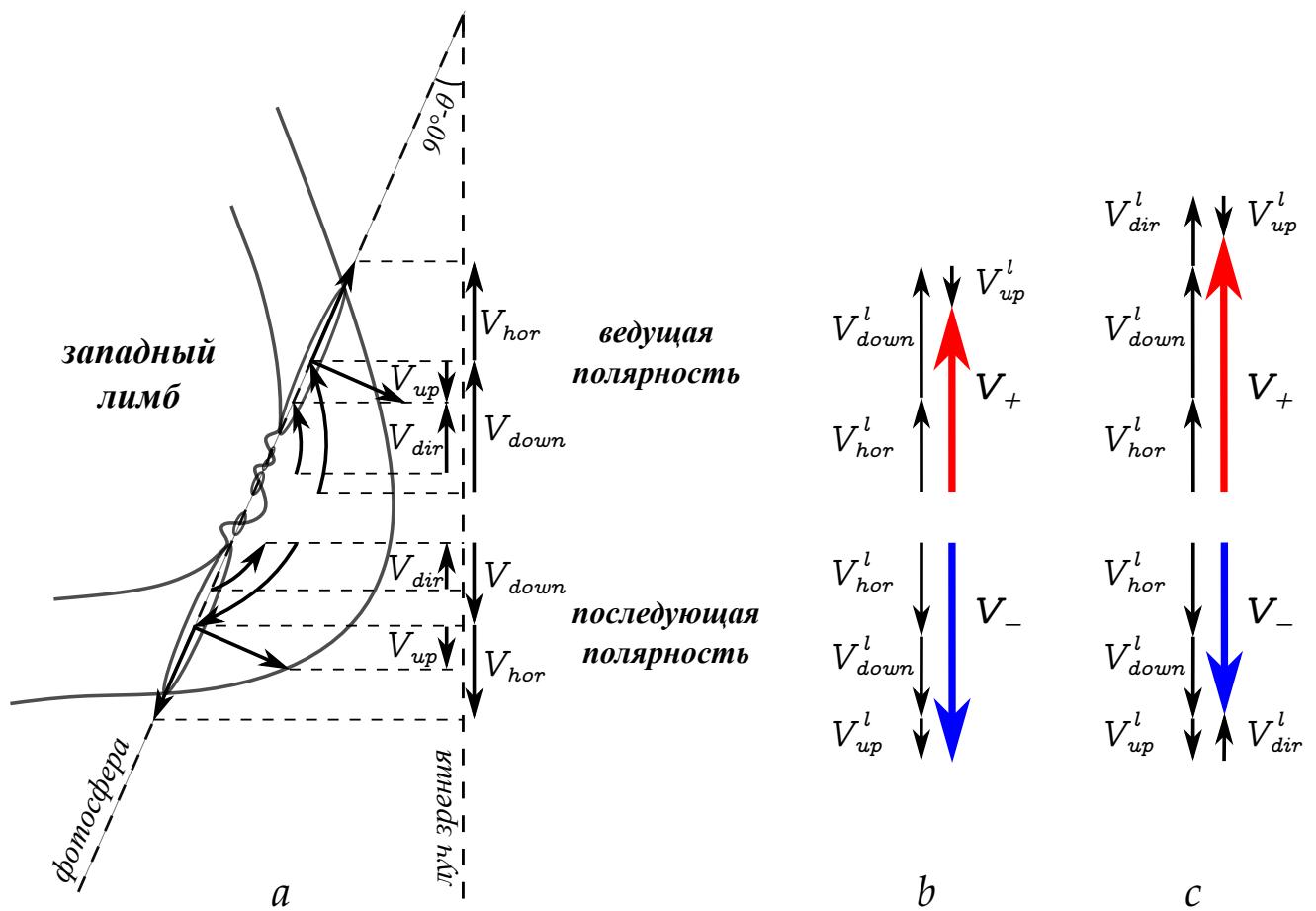


Рисунок 19. Панель *a* — схема течений плазмы, сопровождающих выход магнитного потока вблизи западного лимба солнечного диска. Стрелками обозначены векторы скоростей возможных течений и их проекции на луч зрения в ведущей и последующей полярностях:  $V_{up}$  — скорость подъема магнитного потока;  $V_{down}$  — скорость стекания плазмы, выносимой в атмосферу Солнца выходящим магнитным потоком;  $V_{hor}$  — скорость горизонтального перемещения оснований магнитных петель;  $V_{dir}$  — скорость течений плазмы внутри всплывающей магнитной структуры (в этом случае из последующей полярности в ведущую). Справа приведены результаты сложения составляющих скорости вдоль луча зрения: *b* — без учета; *c* — с учетом течений плазмы  $V_{dir}$ .

несколько угловых секунд располагались вблизи поры одной полярности со стороны центральной части активных областей, а отрицательных доплеровских скоростей — вблизи поры другой полярности. Авторы предположили, что такое распределение фотосферных доплеровских скоростей указывает на течения плазмы к порам, которые возникают из-за стекания плазмы, выносимой в атмосферу Солнца выходящим магнитным потоком. В рассматриваемых нами активных областях наибольшие положительные и отрицательные доплеровские скорости локализуются вблизи развивающихся пор со стороны центральной части активных областей (правые панели Рисунков 10, 11, 12, 13). На основании этого можно предположить, что наблюдаемые скоростные структуры могут содержать вклад скоростей стекания плазмы.

$V_{\text{hor}}$  — скорость горизонтального перемещения оснований магнитных петель. В развивающихся активных областях магнитные элементы разных пространственных масштабов имеют разные скорости горизонтального перемещения (см. Раздел 1.5.4). В данных с низким пространственным разрешением, таких как данные *SOHO/MDI*, параметр  $V_{\text{hor}}$  связан с перемещением основных магнитных полярностей или элементов магнитного потока внутри активной области. В исследуемых нами активных областях определялась скорость перемещения внешних границ фотосферного магнитного потока  $V_{\text{sep}}$  и находилась ее составляющая в сигнале доплеровской скорости по лучу зрения  $V_{\text{sep}}^l \lesssim 660$  м/с (Таблица 9). Для оценки скоростей перемещения элементов магнитного потока внутри активной области в данных *SOHO/MDI* можно использовать результаты работы Liu, Zhang (2006). В их исследовании скорости горизонтальных перемещений элементов магнитного потока  $V_{\text{knots}}$  внутри развивающейся активной области NOAA 10488 в основном были меньше 800 м/с. Проекция этих скоростей на луч зрения при гелиоцентрическом угле  $\theta = 60^\circ$  будет  $V_{\text{knots}}^l = V_{\text{knots}} \sin \theta \lesssim 700$  м/с. Таким образом, в данных *SOHO/MDI* вклад горизонтального перемещения магнитных полярностей и элементов магнитного потока развивающихся активных областей в сигнал доплеровской скорости по лучу зрения при  $\theta = 60^\circ$  не должен превышать  $V_{\text{hor}}^l \lesssim 700$  м/с.

$V_{\text{dir}}$  — скорость течений плазмы внутри всплывающей магнитной трубы. Теоретические модели показывают, что внутри всплывающей через конвективную зону магнитной трубы возможны течения плазмы в направлении вращения Солнца или против него (см. Раздел 1.4.2). Если во всплывающем магнитном потоке активной области присутствуют течения плазмы  $V_{\text{dir}}$ , они будут проявляться в асимметрии доплеровских скоростей между скоростными структурами противоположных знаков, локализующимися в ведущей и последующей полярностях (Рисунок 19 c). В рассматриваемых нами активных областях наибольшая асимметрия доплеровских скоростей между структурами противоположных полярностей наблюдается вскоре после начала выхода магнитного потока, затем постепенно уменьшается (Рисунок 18). Вместе с тем доплеровские скорости горизонтальных течений плазмы достигают наибольших значений существенно позже (Рисунки 14 d, 15 d, 16 d, 17 d), когда асимметрия скоростей между структурами противоположных знаков практически отсутствует. Отсюда следует, что вкладом течений плазмы внутри магнитных трубок  $V_{\text{dir}}$  в основное время существования горизонтальных расходящихся течений плазмы можно пренебречь.

Таким образом, горизонтальные расходящиеся течения плазмы на начальной стадии развития активных областей, вероятней всего, вызваны с горизонтальным градиентом газового давления, возникающим из-за увеличения плотности плазмы в вершине магнитной петли во время ее подъема в конвективной зоне. В фотосфере сжатая плазма выталкивается горизонтально, расходжение скоростных структур разных знаков объясняется оттоком плазмы от выходящего магнитного потока. Анализ других возможных течений показал, что горизонтальные расходящиеся течения плазмы при появлении активных областей также могут включать вклад скоростей горизонтального перемещения оснований магнитных петель и стекания плазмы, выносимой в атмосферу Солнца выходящим магнитным потоком.

### 3.2.4 Выводы

Исследованы горизонтальные течения фотосферной плазмы на начальной стадии развития четырех активных областей, возникших на краю солнечного диска. Обнаружено, что в начале выхода магнитного потока формируются и присутствуют в течение несколько часов обширные участки высоких доплеровских скоростей разного знака, локализующиеся в противоположных полярностях. При этом скоростные структуры, относящиеся к ведущей магнитной полярности, более мощные и существуют дольше, чем скоростные структуры относящиеся к последующей полярности.

Вероятно, что сильные горизонтальные расходящиеся течения фотосферной плазмы на начальном этапе выхода магнитного потока активных областей вызваны горизонтальным градиентом газового давления, возникающим в вершине выходящей магнитной петли. Расхождение скоростных структур разных знаков связано с оттоком плазмы от выходящего магнитного потока. Кроме того, наблюдаемые течения могут содержать вклад скоростей горизонтального перемещения оснований магнитных петель и стекания плазмы, выносимой в атмосферу Солнца выходящим магнитным потоком.

### 3.3 Усиленный подъем плазмы при появлении активных областей

В разделе представлены результаты исследования усиленного подъема фотосферной плазмы на начальной стадии образования одной большой (NOAA 10488) и двух малых (NOAA 9021, NOAA 10768) активных областей. В Таблице 10 приведены время появления и положение рассматриваемых объектов на диске Солнца. Активные области являются приэкваториальными и находятся примерно на одинаковом гелиоцентрическом расстоянии от центра солнечного диска (Рисунок 20), что позволяет проводить их сравнение, не учитывая эффект проекции.

Таблица 10. Дата и время образования, координаты и гелиоцентрический угол  $\theta$  активных областей на начальной стадии формирования.

Активная область	Дата и время образования	Координаты	$\theta$
NOAA 10488	2003.10.26, 09:07 UT	N08 E30 $B_0+4.9$	30°
NOAA 9021	2000.05.27, ~16:24 UT	N03 E35 $B_0-1.1$	36°
NOAA 10768	2005.05.25, 17:42 UT	S08 W32 $B_0-1.3$	33°

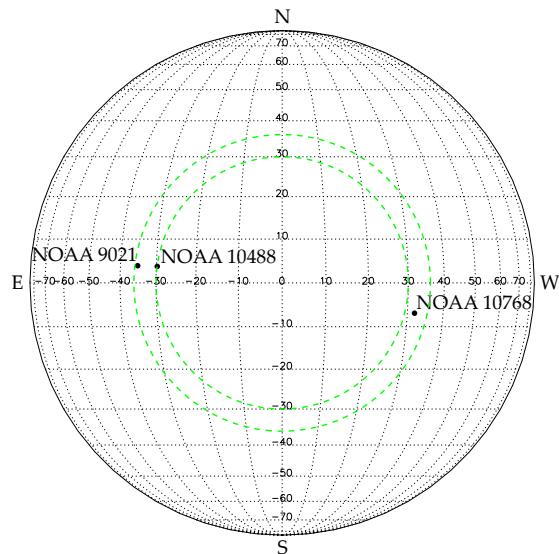


Рисунок 20. Положение активных областей на диске Солнца с учетом гелиографической широты центра видимого диска  $B_0$ . Зеленые штриховые круги соответствуют гелиоцентрическим углам  $\theta = 30^\circ$  и  $\theta = 36^\circ$ .

### 3.3.1 Большая активная область NOAA 10488

**Общее развитие.** Активная область NOAA 10488 начинает формироваться 26 октября 2003 г. в 09:07 UT на участке с гелиографическими координатами N08 E30 (Таблица 10 и Рисунок 20).

В процессе развития внутри активной области возникает множество мелкомасштабных магнитных элементов, связанных с выходом отдельных магнитных петель (Рисунок 21 *a*). Мелкомасштабные магнитные элементы одного знака сливаются, противоположных знаков — гасятся, выходящий магнитный поток постепенно объединяется в более крупные магнитные структуры противоположных полярностей. Магнитная ось, соединяющая противоположные полярности, в начале развития активной области ориентирована перпендикулярно экватору. В течение первых суток она разворачивается примерно на  $90^\circ$  по часовой стрелке и в дальнейшем остается ориентированной параллельно экватору.

Средняя скорость роста полного беззнакового магнитного потока в первые 12 ч формирования NOAA 10488 составляет около  $4 \times 10^{20}$  Мкс/ч, в следующие двое суток магнитный поток выходит примерно с постоянной скоростью около  $9.4 \times 10^{20}$  Мкс/ч, после чего постепенно замедляется. Максимального развития активная область достигает в течение примерно четырех дней. В максимуме развития полный беззнаковый магнитный поток в ней превысил  $5.9 \times 10^{22}$  Мкс (Рисунок 21 *c*). Через трое суток после появления исследуемой активной области NOAA 10488 с восточного края к ней вплотную подходит ведущая положительная полярность другой активной области NOAA 10493. Ее магнитный поток исключался при вычислении полного беззнакового магнитного потока NOAA 10488.

В континууме на начальном этапе образования NOAA 10488 возникает множество пор, некоторые из них образуют дорожки (Рисунок 21 *b*). Пятна начинают формироваться 27 октября. В максимуме развития суммарная площадь пятен и пор достигает 1725 МДП (Рисунок 21 *d*), в это время почти весь магнитный поток сосредоточен в двух основных пятнах ведущей и последующей полярностей.

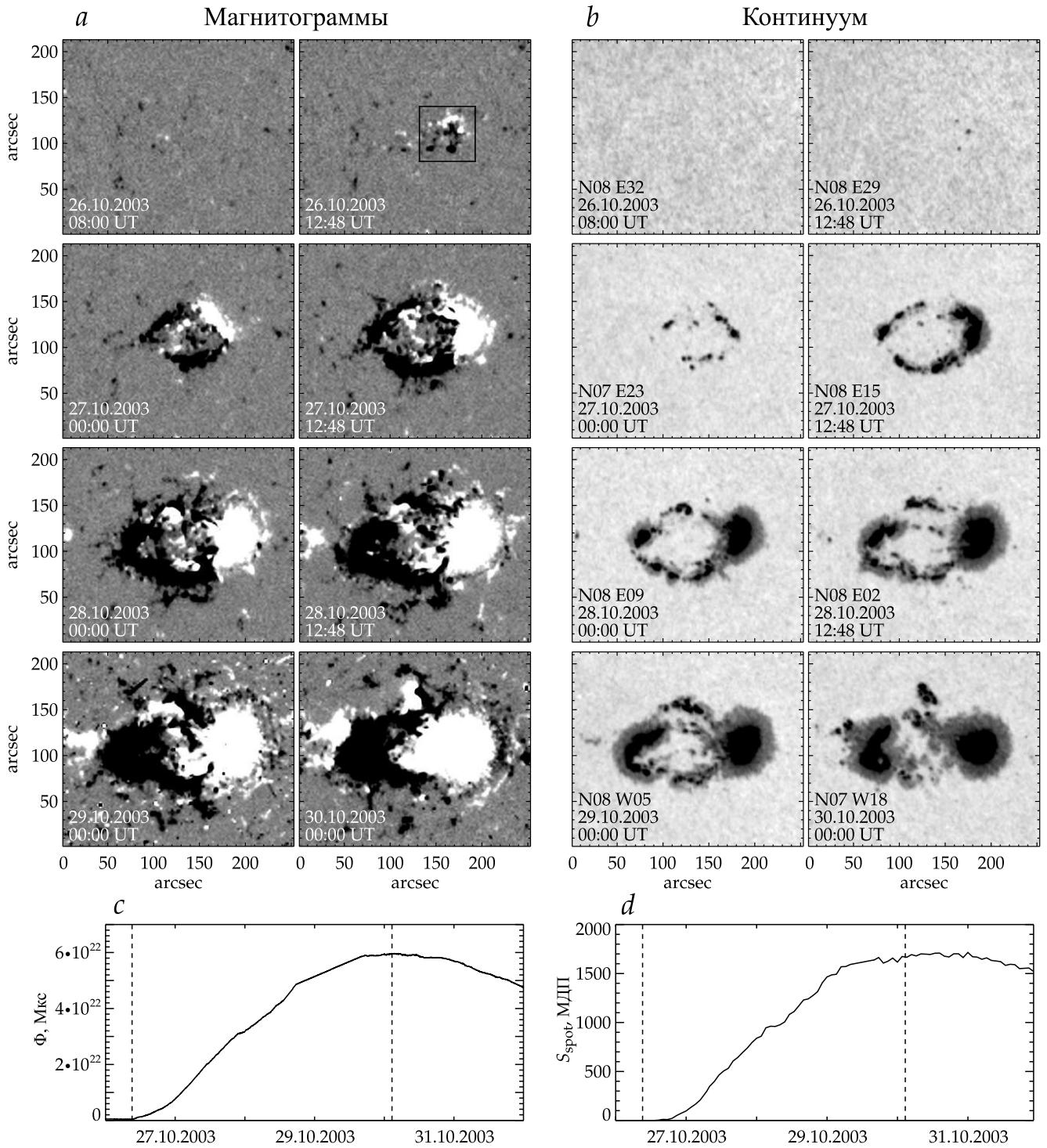


Рисунок 21. Развитие активной области NOAA 10488: *a* — фотосферные магнитограммы продольного поля с насыщением  $\pm 200$  Гс; *b* — изображения в континууме. Изменение во времени: *c* — полного беззнакового магнитного потока; *d* — площади пор и пятен, вертикальными штриховыми линиями отмечены начало и максимум развития активной области. Черным прямоугольником на магнитограмме выделен участок, показанный на Рисунке 22.

**Начальная стадия выхода магнитного потока.** Появление продольного магнитного поля NOAA 10488 в фотосфере Солнца начинается 26 октября 2003 г. в 09:07 и 09:12 UT (Рисунок 22, на магнитограммах отмечено черными стрелками). В 09:07 UT выходит небольшая магнитная петля. Справа от нее в 09:12 UT появляется крупная отрицательная полярность, соответствующая ей положительная полярность начинает развиваться с 09:29 UT. Задержка между появлением отрицательного и положительного магнитного поля указывает на преобладание в это время горизонтальных магнитных полей, связанных с прохождением вершины поднимающейся магнитной петли через уровень фотосферы. Следующие 2.5 ч распределение магнитного поля в активной области характеризуется высокой неоднородностью. Образуется множество тесно прилегающих друг к другу мелкомасштабных магнитных элементов обеих полярностей. Оси выходящих магнитных диполей ориентированы друг относительно друга под разными углами. Линия раздела полярностей имеет дугообразную форму, в области наиболее высоких градиентов поля она параллельна экватору.

В месте появления крупной структуры отрицательного магнитного поля обнаружен мощный подъем плазмы (Рисунок 22, на доплерограммах отмечен белыми стрелками). Для выделения скоростных структур мы использовали изолинии  $\pm 500$  м/с, поскольку фотосферные скорости конвективных течений плазмы, не связанные с выходом магнитного потока, в основном ниже этого уровня. Участок усиленных отрицательных доплеровских скоростей внутри изолинии  $-500$  м/с появляется в 09:00 UT, то есть за 12 мин до выхода отрицательного магнитного поля. В первые 20 мин развития NOAA 10488 течения плазмы с наибольшими отрицательными доплеровскими скоростями пространственно совпадают с крупной концентрацией отрицательного магнитного поля. Затем они смещаются в направлении линии раздела полярностей с появляющимся положительным магнитным полем и в дальнейшем локализуются преимущественно там. По мере выхода магнитного потока область подъема плазмы расширяется, вокруг нее образуются участки опускания плазмы со скоростями до 500 м/с. Примерно через 2 ч после появления область усиленного подъема начинает разрушаться.

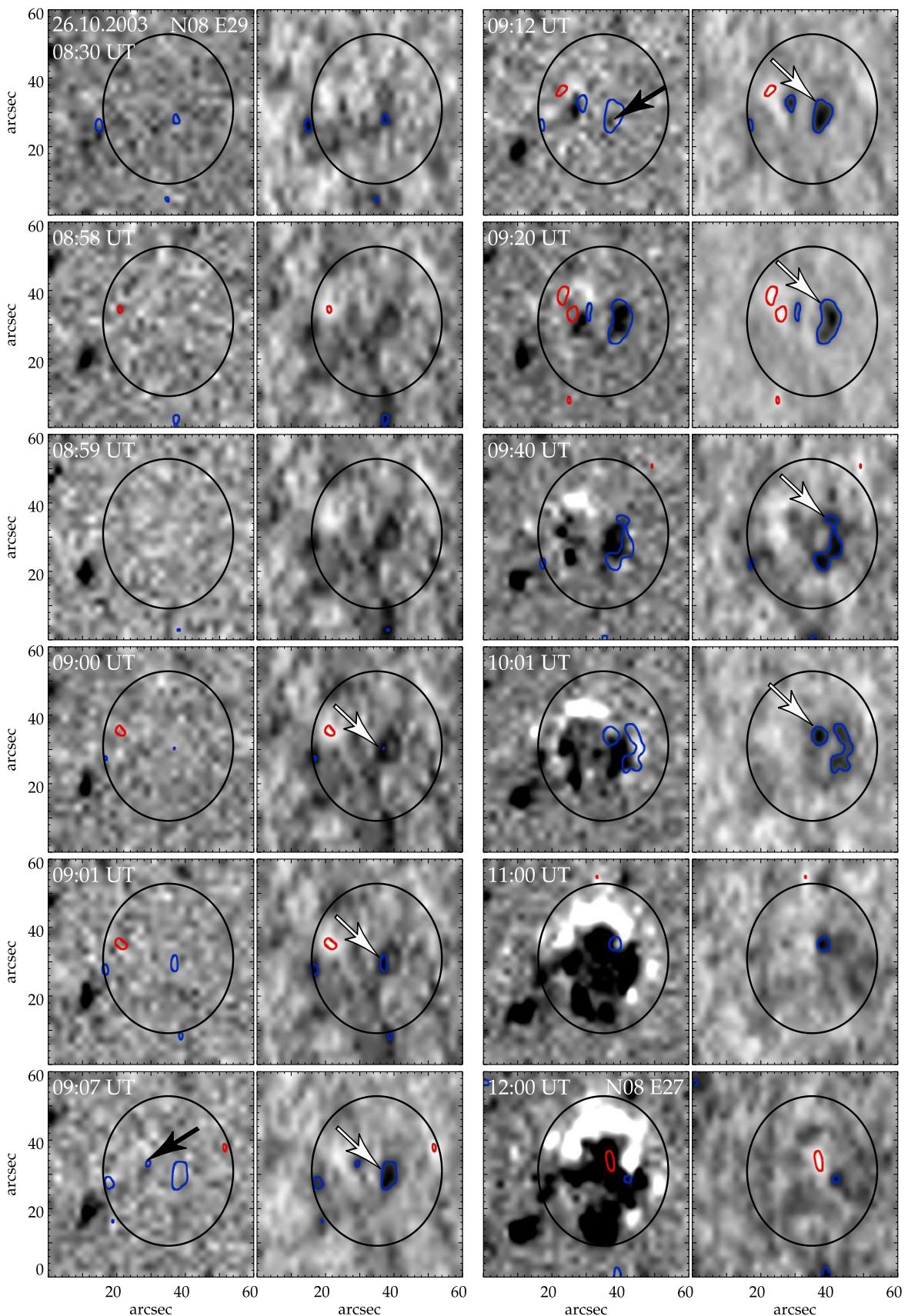


Рисунок 22. Появление NOAA 10488 26 октября 2003 г. Для каждого момента времени слева — магнитограммы с насыщением  $\pm 100$  Гс, справа — доплерограммы (темный цвет — отрицательные магнитные поля и доплеровские скорости, светлый цвет — положительные). Синяя изолиния соответствует отрицательной доплеровской скорости  $-500$  м/с, красная — положительной  $+500$  м/с. Область выхода магнитного потока обведена овалом. Комментарии к стрелкам приведены в тексте.

На Рисунке 23 представлены графики временного изменения параметров магнитного поля и течений плазмы в начале развития активной области NOAA 10488. Выход магнитного потока начинается в 09:07 UT (Рисунок 23 *a*). Усиление подъема фотосферной плазмы происходит чуть раньше, в 09:00 UT (Рисунок 23 *b*). Максимальная отрицательная доплеровская скорость  $V_{\max-}$  увеличивается в течение 20 мин и достигает  $-1680$  м/с, после чего начинает уменьшаться и примерно через 2 ч возвращается к уровню фоновых значений. Средняя отрицательная доплеровская скорость  $V_{\text{mean}-}$  в это время показывает устойчивое увеличение относительно исходных значений (Рисунок 23 *c*). Максимальная положительная доплеровская скорость  $V_{\max+}$ , соответствующая опусканию плазмы, в течение примерно 20 мин возрастает лишь до 840 м/с (Рисунок 23 *d*). Скоростная структура с отрицательными доплеровскими скоростями внутри изолинии  $-500$  м/с сохраняется около 2 ч, ее площадь  $S_{\text{vel}}$  достигает примерно  $5.4 \times 10^7$  км<sup>2</sup> (Рисунок 23 *e*).

Заметим, что в этой активной области примерно через 3 ч после начала выхода магнитного потока с восточной стороны аналогичным образом появляется новый магнитный поток. Однако при его выходе не наблюдается таких сильных течений плазмы.

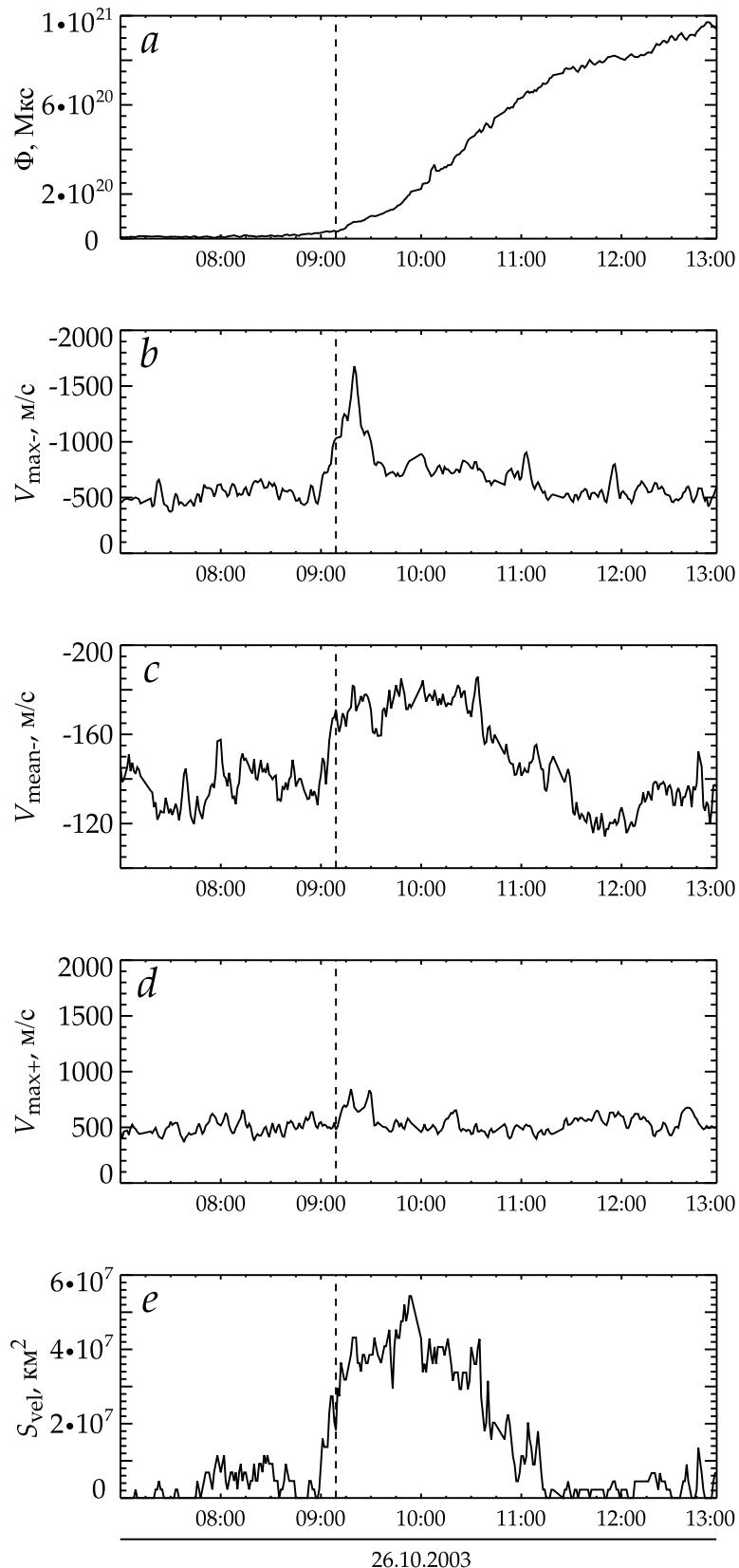


Рисунок 23. Активная область NOAA 10488. Изменение во времени: *a* — полного беззнакового магнитного потока; *b* — максимальной отрицательной доплеровской скорости; *c* — средней отрицательной доплеровской скорости; *d* — максимальной положительной доплеровской скорости; *e* — площади отрицательных доплеровских скоростей внутри изолинии  $-500 \text{ м/с}$ . Вертикальной штриховой линией отмечено время начала выхода магнитного потока.

### 3.3.2 Малая активная область NOAA 9021

**Общее развитие.** Начало формирования активной области NOAA 9021 27 мая 2000 г. совпадает по времени с пропуском в данных *SOHO/MDI* между 13:58 и 16:24 UT. Она возникает на участке с гелиографическими координатами N03 E35 (Таблица 10), почти в том же месте солнечного диска, что и активная область NOAA 10488 (Рисунок 20).

Развитие NOAA 9021 начинается с выхода двух магнитных диполей, которые позже сливаются и формируют одну биполярную область (Рисунок 24 *a*). Магнитная ось, соединяющая противоположные полярности, спустя 12 ч после начала образования активной области направлена параллельно экватору. Средняя скорость роста магнитного потока в первые 12 ч развития NOAA 9021 составила  $0.5 \times 10^{20}$  Мкс/ч, что в восемь раз меньше, чем в NOAA 10488. В следующие сутки скорость роста магнитного потока увеличилась почти в три раза и составила около  $1.4 \times 10^{20}$  Мкс/ч. Максимального развития с полным магнитным потоком  $2.9 \times 10^{21}$  Мкс NOAA 9021 достигает примерно в течение 1.5 сут (Рисунок 24 *c*). После этого активная область быстро разрушается.

На изображениях в континууме видно, что в NOAA 9021 формируются только поры (Рисунок 24 *b*). В максимуме развития исследуемой активной области в ведущей и последующей полярностях располагаются две поры примерно одинакового размера, их суммарная площадь достигает 19 МДП (Рисунок 24 *d*). Спустя сутки после этого поры практически разрушаются.

**Начальная стадия выхода магнитного потока.** Выход первого магнитного диполя в NOAA 9021 совпадает по времени с пропуском в данных *SOHO/MDI* между 13:58 и 16:24 UT 27 мая 2000 г. (Рисунок 25, выделен штриховым овалом). Появившиеся к 16:24 UT магнитные полярности имеют малые размеры, и максимальная плотность магнитного потока в них меньше 150 Гс. Наибольшие отрицательные и положительные доплеровские скорости в месте выхода этого магнитного потока не превышают  $-700$  м/с и 800 м/с соответственно.

Примерно через 2 ч после начала появления первого магнитного потока к западу от него выходит второй (основной) диполь (Рисунок 25,

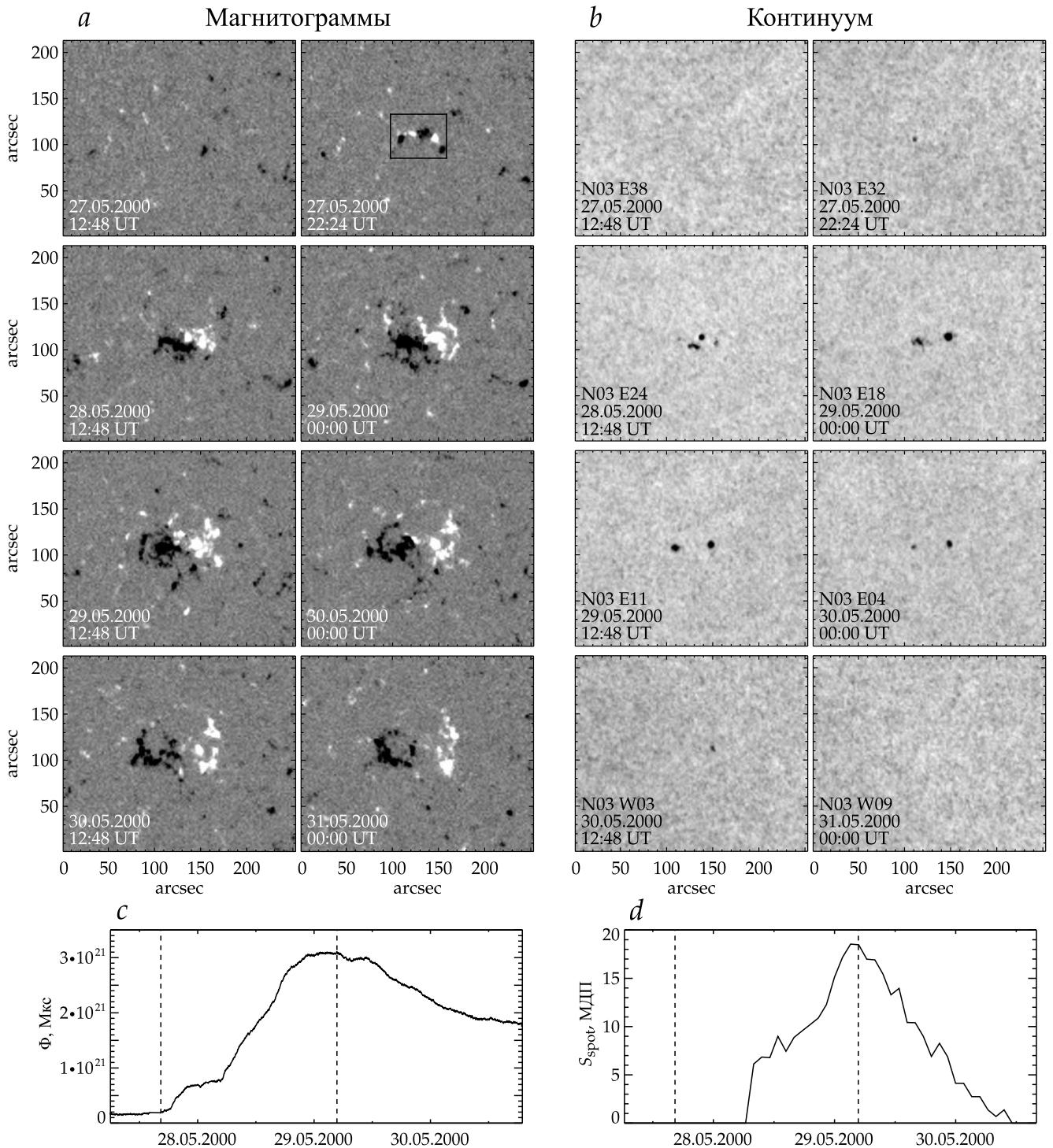


Рисунок 24. Развитие активной области NOAA 9021. Обозначения такие же, как на Рисунке 21. Черным прямоугольником на магнитограмме выделен участок, показанный на Рисунке 25.

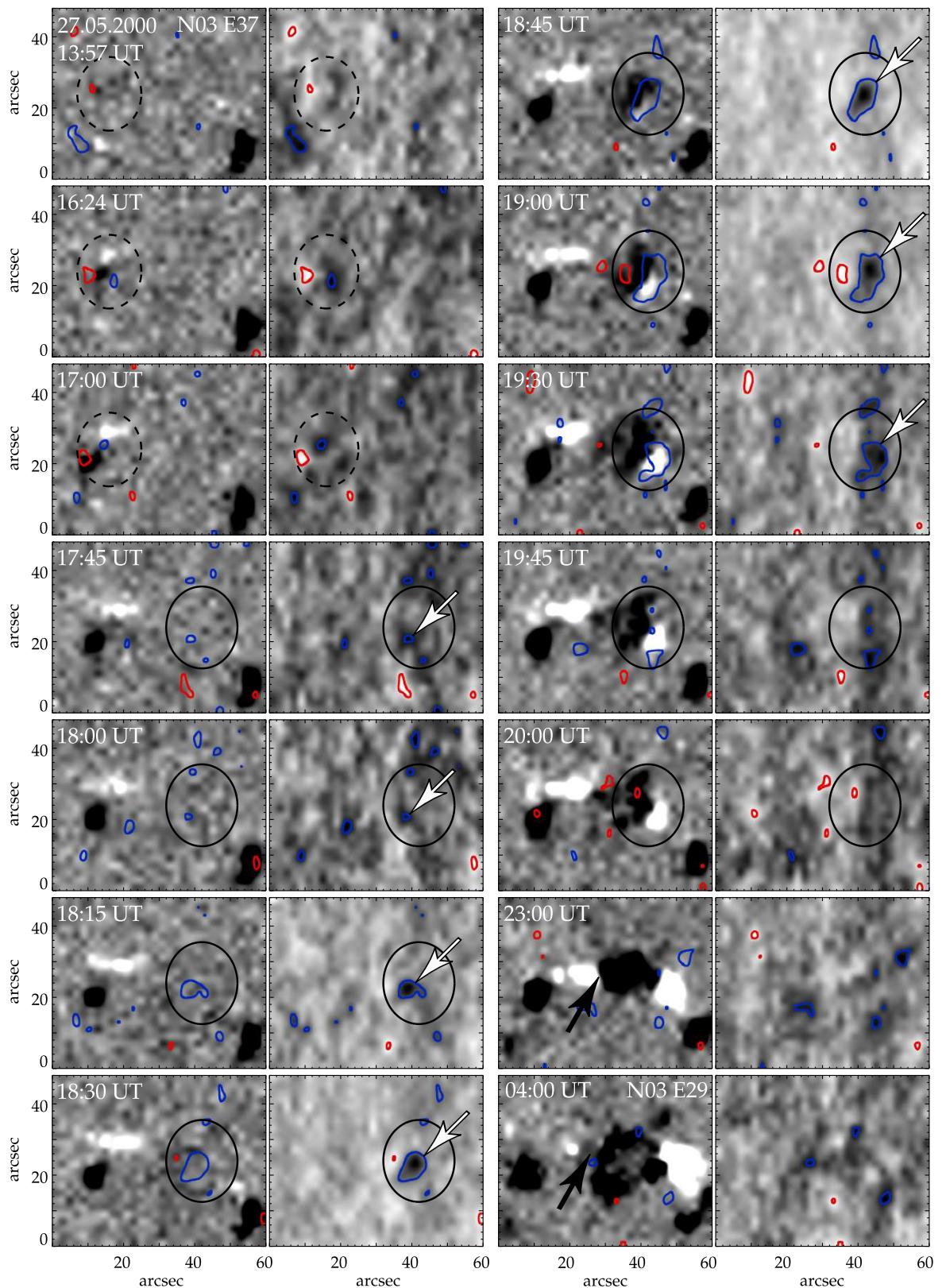


Рисунок 25. Появление NOAA 9021 27 мая 2000 г. Обозначения такие же, как на Рисунке 22. Место выхода первого магнитного потока отмечено штриховым овалом, второго (основного) магнитного потока — сплошным овалом.

обведен сплошным овалом). Отрицательная полярность внутри изолинии  $-60$  Гс появляется в 18:31 UT, в то время как положительная полярность начинает формироваться с 18:48 UT. Задержка между появлением противоположных полярностей может быть связана с преобладанием горизонтальных магнитных полей на начальной стадии выхода магнитного потока. Позднее между первым и вторым (основным) диполями происходит гашение магнитного потока (Рисунок 25, отмечено черными стрелками). Наблюдаемый процесс можно объяснить магнитным пересоединением двух  $\Omega$ -образных петель.

Выход второго (основного) магнитного потока сопровождается усиленным подъемом фотосферной плазмы (Рисунок 25, отмечен белыми стрелками). Участок восходящих течений внутри изолинии  $-500$  м/с появляется в 17:44 UT, однако скорости там не превышают  $-650$  м/с. Непрерывное увеличение отрицательной доплеровской скорости начинается в 18:04 UT, то есть за 27 мин до начала выхода магнитного потока. Подъем плазмы внутри изолинии  $-500$  м/с охватывает существенную часть выходящих магнитных элементов. Область сильных восходящих течений начинает дробиться в 19:32 UT и полностью разрушается к 19:50 UT. Малый участок положительных доплеровских скоростей внутри изолинии 500 м/с наблюдается в последующей отрицательной полярности с 18:51 по 19:10 UT, однако максимальная скорость там не превышает 720 м/с.

На Рисунке 26 представлены графики временного изменения полного магнитного потока, максимальных и средних значений отрицательной и положительной доплеровских скоростей, а также площади отрицательных доплеровских скоростей внутри изолинии  $-500$  м/с. Выход магнитного потока начинается в 18:31 UT (Рисунок 26 *a*). За 27 мин до этого, в 18:04 UT, резко увеличивается максимальная отрицательная доплеровская скорость (Рисунок 26 *b*). В 18:44 UT она достигает наибольшего значения  $-1650$  м/с, а затем начинает уменьшаться. Средняя отрицательная доплеровская скорость также возрастает приблизительно в два раза относительно исходных значений (Рисунок 26 *c*). Напротив, максимальная положительная доплеровская скорость не превышает 720 м/с (Рисунок 26 *d*). Скоростная структура внутри изолинии  $-500$  м/с существует около 2 ч и достигает площади примерно  $5.7 \times 10^7$  км<sup>2</sup> (Рисунок 26 *e*).

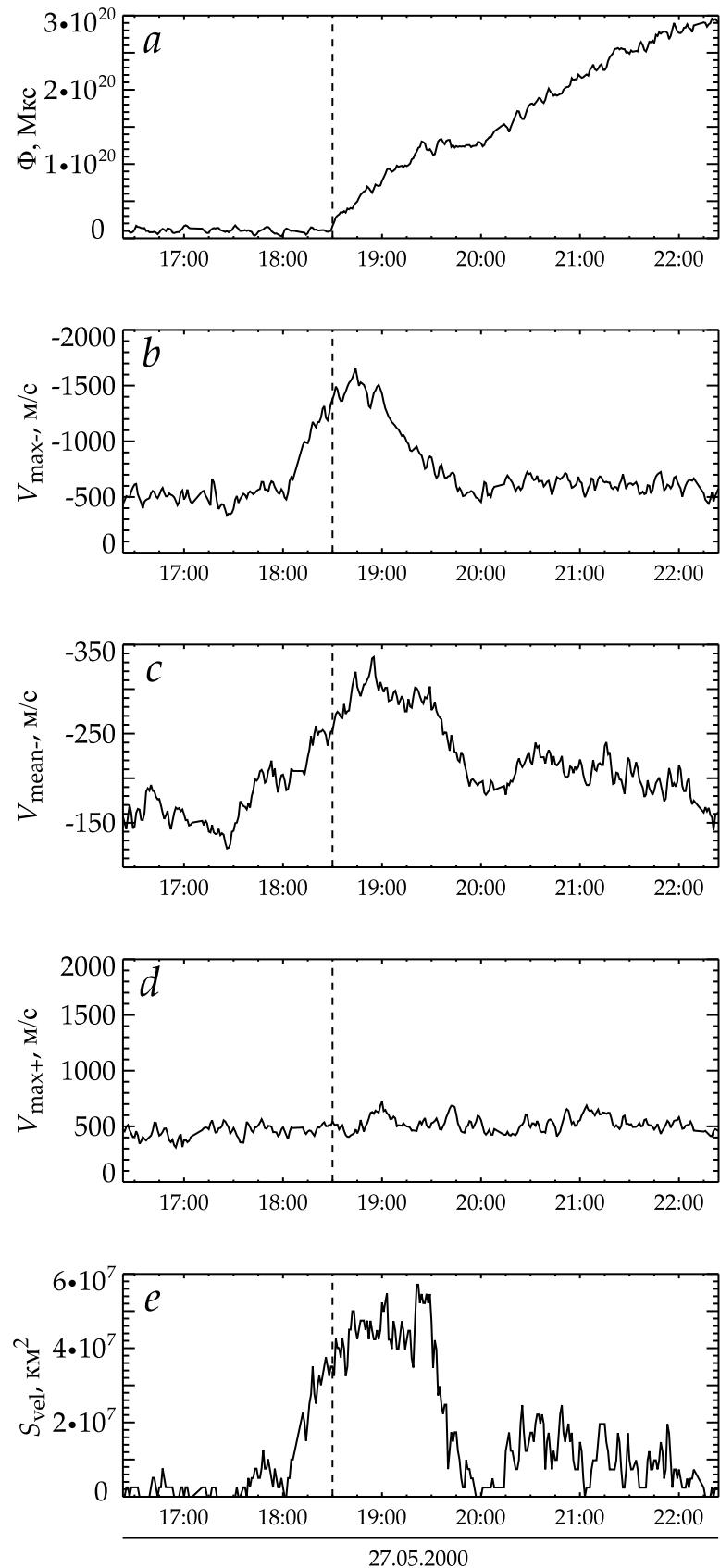


Рисунок 26. Активная область NOAA 9021. Выход второго (основного) магнитного потока. Обозначения такие же, как на Рисунке 23.

### 3.3.3 Малая активная область NOAA 10768

**Общее развитие.** NOAA 10768 начинает формироваться 25 мая 2005 г. в 17:42 UT на участке с гелиографическими координатами S08 W32 (Таблица 10), то есть вблизи экватора примерно на таком же угловом расстоянии от центра солнечного диска, как и активные области NOAA 10488 и NOAA 9021 (Рисунок 20).

Магнитный поток выходит компактно, между расходящимися магнитными полярностями возникает множество мелкомасштабных магнитных элементов положительной и отрицательной полярностей (Рисунок 27 *a*). Несмотря на то, что эта NOAA 10768 появляется вблизи экватора, ее магнитная ось имеет большой отрицательный угол наклона, который отклоняется от закона Джоя. По данным каталога DPD<sup>1</sup> в максимуме развития активной области угол наклона оси, соединяющей поры противоположных полярностей, относительно экватора составляет  $-24^\circ$ .

В первые 12 ч развития NOAA 10768 скорость роста магнитного потока составила около  $1 \times 10^{20}$  Мкс/ч, это примерно в четыре раза меньше, чем в NOAA 10488. На графике изменения во времени полного магнитного потока NOAA 10768 можно видеть несколько точек перегиба (Рисунок 27 *c*). Они указывают на то, что развитие активной области сопровождается выходом нескольких крупных магнитных потоков. Примерно через 1.5 сут активная область достигает максимума развития с полным беззнаковым магнитным потоком  $2.2 \times 10^{21}$  Мкс.

Изображения в континууме показывают появление пор в NOAA 10768 (Рисунок 27 *b*). Как и в NOAA 9021, в максимуме развития NOAA 10768 в ведущей и последующей полярностях остается две поры примерно одинакового размера. Наибольшая суммарная площадь пор составляет 14 МДП (Рисунок 27 *d*). 29 мая, спустя примерно 3.5 сут после появления, активная область ушла за западный край солнечного диска. По изменению во времени полного магнитного потока и площади пор (Рисунок 27 *c* и *d*) можно предположить, что эта активная область достигла максимума

<sup>1</sup><http://fenyi.solarobs.unideb.hu/DPD/index.html>

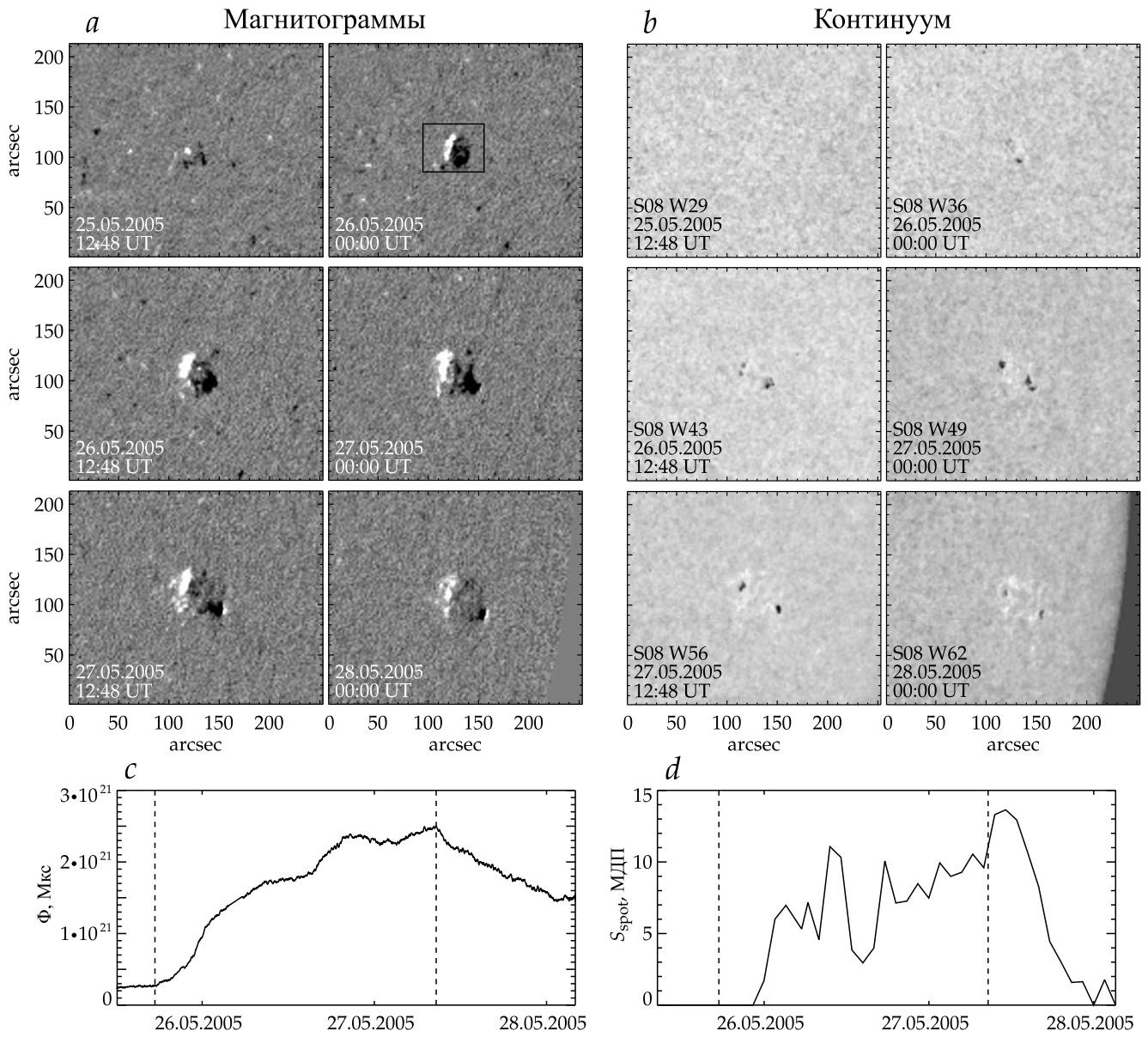


Рисунок 27. Развитие активной области NOAA 10768. Обозначения такие же, как на Рисунке 21. Черным прямоугольником на магнитограмме выделен участок, показанный на Рисунке 28.

развития в период нахождения на видимой стороне солнечного диска. На это также указывает то, что NOAA 10768 полностью разрушается к началу следующего оборота Солнца (то есть через 12 сут).

**Начальная стадия выхода магнитного потока.** Вблизи места выхода магнитного потока NOAA 10768 располагаются несколько магнитных элементов масштаба эфемерной активной области, которые появились 25 мая 2005 г. примерно в 02:00 UT (Рисунок 28, на магнитограмме в 16:45 UT отмечено черной стрелкой). Развитие NOAA 10768 начинается 25 мая 2005 г. в 17:42 UT с возникновения отрицательного магнитного поля (ведущая полярность). Форма и размер образующейся полярности внутри изолинии  $-60$  Гс сильно изменяются. Примерно через 16 мин появляется положительное магнитное поле (последующая полярность). Задержка между появлением и асимметрия размеров обеих полярностей, вероятно, связаны с выходом горизонтального магнитного поля, расположенного в вершине всплывающей  $\Omega$ -петли.

До появления в фотосфере продольного магнитного поля обнаружена область усиленных восходящих течений (Рисунок 28, отмечена белыми стрелками). Подъем плазмы внутри изолинии  $-500$  м/с возникает в 17:15 UT и прекращается примерно через 1 ч, во время пропуска в данных между 18:03 и 18:17 UT.

На Рисунке 29 представлено временное изменение параметров магнитного поля и течений плазмы на начальной стадии появления NOAA 10768. Рост полного магнитного потока начинается в 17:42 UT (Рисунок 29 a). Увеличение максимальной отрицательной доплеровской скорости начинается на 27 мин раньше, в 17:15 UT (Рисунок 29 b). Скорость подъема плазмы достигает наибольшего значения  $-1320$  м/с в 17:40 UT — через 25 мин после начала увеличения максимальной отрицательной доплеровской скорости и за 2 мин до появления магнитного потока в фотосфере. Средняя отрицательная доплеровская скорость возрастает примерно в 1.5 раза и достигает наибольшего значения приблизительно в одно время с максимальной отрицательной доплеровской скоростью (Рисунок 29 c). В этот период максимальная положительная доплеровская скорость не превышает 730 м/с (Рисунок 29 d).

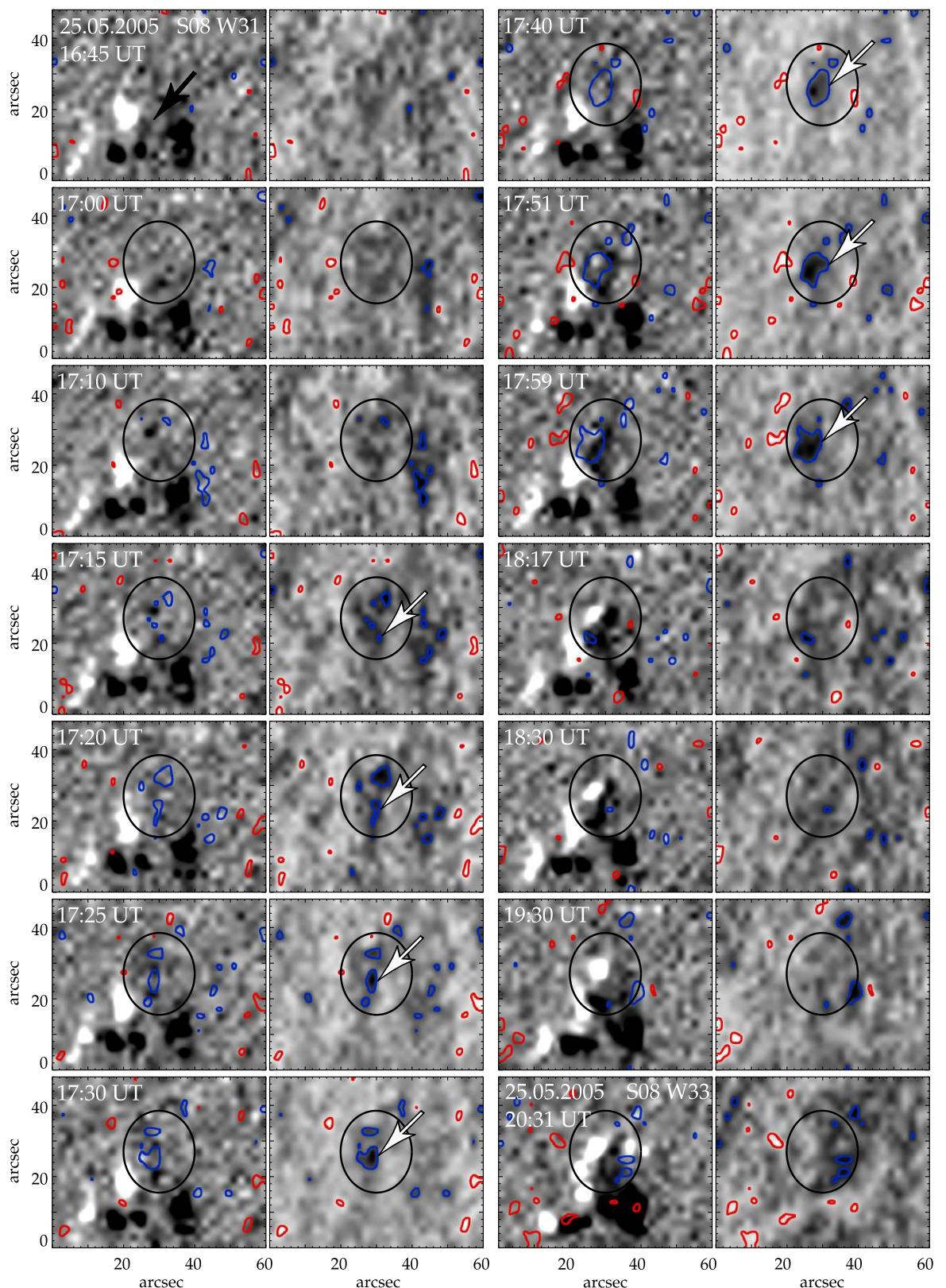


Рисунок 28. Появление NOAA 10768 25 мая 2005 г. Обозначения такие же, как на Рисунке 22.

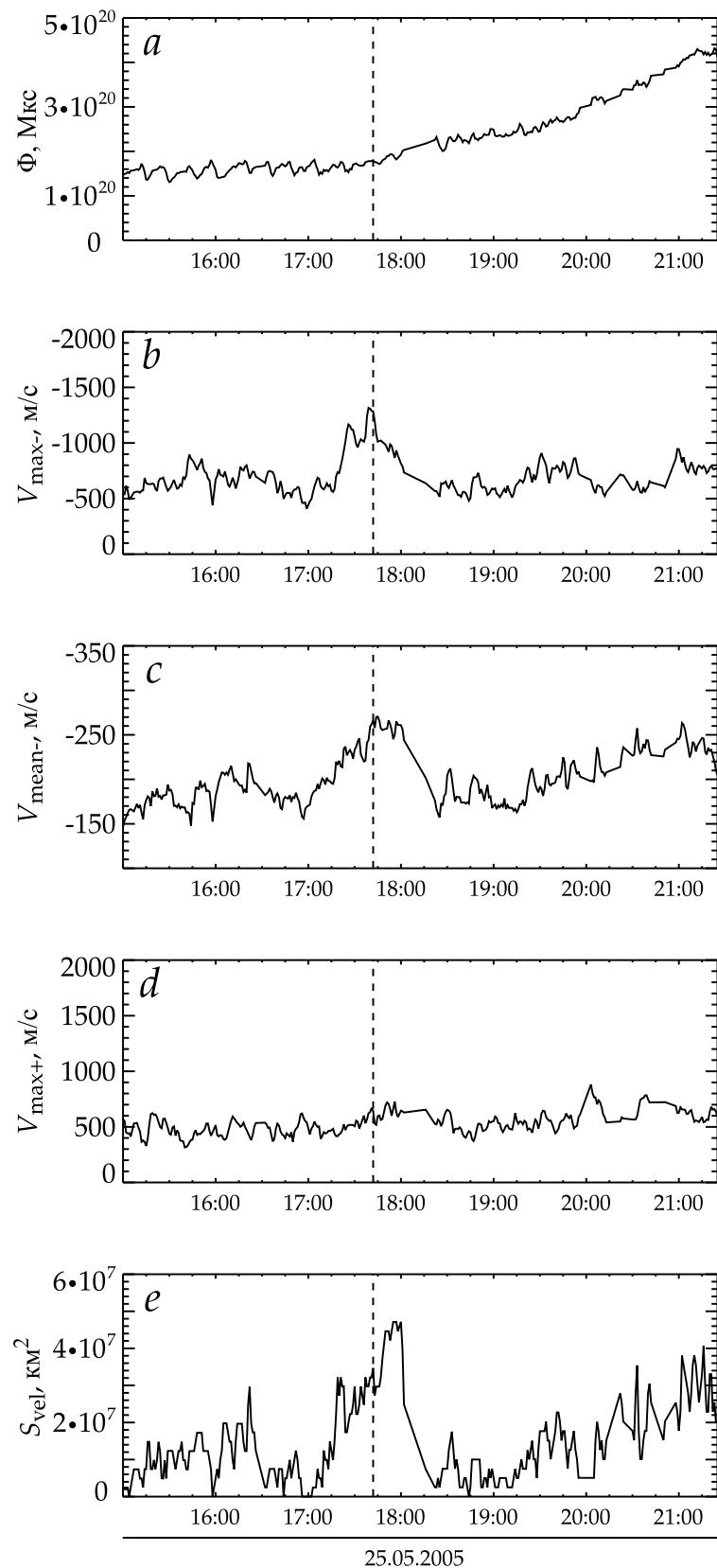


Рисунок 29. Активная область NOAA 10768. Обозначения такие же, как на Рисунке 23.

Область повышенных отрицательных доплеровских скоростей сохраняется около 1 ч, максимальная площадь, ограниченная изолинией  $-500$  м/с, достигает примерно  $4.7 \times 10^7$  км $^2$  (Рисунок 29 *e*).

### 3.3.4 Сравнение активных областей

В предыдущих параграфах детально рассмотрена динамика магнитного поля и течений плазмы в фотосфере Солнца при появлении большой (NOAA 10488) и двух малых (NOAA 9021, NOAA 10768) активных областей. Сопоставим полученные наблюдательные результаты.

В Таблице 11 представлены параметры, характеризующие рассматриваемые активные области. Суммарная площадь пор и пятен в NOAA 10488 составляет 1725 МДП. Это существенно больше, чем суммарная площадь пор в NOAA 9021 и NOAA 10768, которая составляет 19 и 14 МДП соответственно. Между сравниваемыми активными областями наблюдается также большая разница в максимальной плотности, скорости роста и полной величине магнитных потоков. В соответствии с величиной полного выходящего магнитного потока NOAA 10488 относится к большой активной области, а NOAA 9021 и NOAA 10768 — к малым активным областям (например, Zwaan, 1987).

Вместе с тем большинство параметров, которые описывают скоростные структуры на начальной стадии развития большой и малых активных областей в Таблице 12, не показывают существенных различий. Так, наибольшая скорость подъема плазмы в большой активной области NOAA 10488 достигает  $-1680$  м/с, в малых активных областях —  $-1650$  м/с и  $-1320$  м/с, в то время как скорость опускания плазмы во всех трех активных областях не превышает 850 м/с. Площадь усиленного подъема плазмы в большой активной области NOAA 10488 достигает примерно  $5.4 \times 10^7$  км $^2$ , что эквивалентно круговой области с диаметром 8 Мм, в малых активных областях — около  $5.7 \times 10^7$  км $^2$  и  $4.7 \times 10^7$  км $^2$ .

Временные задержки между началом и максимумом усиленного подъема плазмы, а также началом появления магнитного потока в фотосфере для рассматриваемых активных областей несколько различаются,

Таблица 11. Основные характеристики активных областей: площадь пор и пятен  $S_{\text{spot\_max}}$  и полный беззнаковый магнитный поток  $\Phi_{\text{max}}$  в максимуме развития; скорость роста полного беззнакового магнитного потока  $d\Phi/dt$  и максимальная плотность магнитного потока  $B_{\text{max}}$  в первые 12 ч развития активных областей.

Активная область	$S_{\text{spot\_max}}$ , $M\bar{D}\bar{P}$	$\Phi_{\text{max}}$ , $M\text{кс}$	$d\Phi/dt$ , $M\text{кс}/\text{ч}$	$B_{\text{max}}$ , $G$
NOAA 10488	1725	$> 5.9 \times 10^{22}$	$4 \times 10^{20}$	1630
NOAA 9021	19	$2.9 \times 10^{21}$	$0.5 \times 10^{20}$	990
NOAA 10768	14	$2.2 \times 10^{21}$	$1 \times 10^{20}$	1100

Таблица 12. Характеристики скоростных структур: наибольшие значения максимальных отрицательной  $V_{\text{max}-}$  и положительной  $V_{\text{max}+}$  доплеровских скоростей в первые 4 ч развития активных областей;  $S_{\text{vel\_max}}$  — наибольшая площадь скоростной структуры внутри изолинии  $-500 \text{ м/с}$ ;  $t_{\text{before}}$  — время между появлением усиленных восходящих течений и началом выхода магнитного потока;  $t_{\text{max}}$  — время между появлением усиленных восходящих течений и наибольшей скоростью восходящих течений;  $t_{\text{life}}$  — продолжительность существования структуры с усиленными восходящими течениями.

Активная область	$V_{\text{max}-}$ , $\text{м/с}$	$V_{\text{max}+}$ , $\text{м/с}$	$S_{\text{vel\_max}}$ , $\text{км}^2$	$t_{\text{before}}$ , $\text{мин}$	$t_{\text{max}}$ , $\text{мин}$	$t_{\text{life}}$ , $\text{ч}$
NOAA 10488	-1680	840	$\sim 5.4 \times 10^7$	12	20	$\sim 2$
NOAA 9021	-1650	720	$\sim 5.7 \times 10^7$	27	40	$\sim 2$
NOAA 10768	-1320	730	$\sim 4.7 \times 10^7$	27	25	$\sim 1$

однако во всех трех активных областях усиление подъема плазмы предшествует появлению магнитного потока в фотосфере. В двух активных областях (NOAA 9021, NOAA 10488) скорость подъема плазмы достигает максимального значения после начала выхода магнитного потока.

Таким образом, в динамике магнитного поля и течений плазмы на начальной стадии формирования активных областей наблюдаются следующие общие тенденции: 1) усиленные восходящие течения предшествуют появлению магнитного потока; 2) скорость восходящих течений достигает наибольшего значения вскоре после появления магнитного потока на поверхности; 3) площадь усиленных восходящих течений достигает максимума после начала выхода магнитного потока и достижения наибольшей скорости подъема плазмы.

### 3.3.5 Обсуждение причин наблюдаемых течений плазмы

На начальной стадии развития большой (NOAA 10488) и двух малых (NOAA 9021, NOAA 10768) активных областей в фотосфере Солнца обнаружены сильные восходящие течения плазмы, которые появляются до начала выхода магнитных потоков. Возникающие скоростные структуры имеют площадь до  $5 \times 10^7$  км<sup>2</sup> (или 8 Мм в диаметре) и существуют 1–2 ч. Максимальные значения отрицательных доплеровских скоростей в них возрастают до –1700 м/с. Такие течения плазмы легко отличить от обычных гранул и супергранул спокойного Солнца. Например, размер усиленных восходящих течений (8 Мм) намного больше, чем размер гранул (0.5–2 Мм), в то время как наблюдаемая скорость восходящих течений (до 1700 м/с) намного больше, чем типичная скорость восходящих течений в супергранулах (300 м/с) (параметры гранул и супергранул взяты из Rieutord, Rincon, 2010). Время существования скоростной структуры с усиленными восходящими течениями (1–2 ч) также не соответствует времени существования обычных гранул (10 мин) и супергранул (1–2 дня) спокойного Солнца. Кроме того, наблюдаемые восходящие течения не могут быть связаны с большими гранульными конвективными ячейками, расширенными выходящим магнитным потоком. Поскольку такие ячейки

могут появляться на протяжении всего времени выхода магнитного потока, в то время как обнаруженные восходящие течения наблюдаются только на начальной стадии развития активных областей.

Считается, что магнитная плавучесть является наиболее вероятным механизмом подъема магнитного потока в солнечных недрах (Parker, 1955 и другие). В то же время численные модели показывают, что конвективные течения существенно влияют на выход магнитных потоков внутри конвективной зоны (Fan *et al.*, 2003; Weber *et al.*, 2011, 2013; Jouve *et al.*, 2013) и вблизи солнечной поверхности (Cheung *et al.*, 2007, 2008; Martínez-Sykora *et al.*, 2008; Yelles Chaouche *et al.*, 2009; Tortosa-Andreu, Moreno-Insertis, 2009; Fang *et al.*, 2010; Stein *et al.*, 2011; Bushby, Archontis, 2012). Радиативные МГД-модели формирования активных областей Cheung *et al.* (2010) и Rempel, Cheung (2014) демонстрируют формирование волнообразной структуры магнитного поля через взаимодействие выходящего магнитного потока с мелкомасштабной гранулярной конвекцией. Модели Fang *et al.* (2012) и Stein, Nordlund (2012) показывают, что крупномасштабные конвективные течения концентрируют магнитные поля и имеют существенное значение при формировании пор и пятен. Поэтому возможно, что в обнаруженных нами усиленных восходящих течениях плазмы в области выходящих магнитных потоков присутствует некоторый вклад крупномасштабных конвективных течений.

В нашем исследовании активные области разных пространственных масштабов (более чем на один порядок величины магнитного потока) имеют схожие параметры усиленных восходящих течений плазмы, такие как максимальная скорость, площадь и время существования (см. Раздел 3.3.4). Это может указывать на выход элементарных магнитных трубок (из которых состоят магнитные потоки активных областей) со схожими первоначальными физическими параметрами, такими как размер, плотность магнитного потока, скорость подъема и другие. Разветвление первоначальной подповерхностной магнитной системы на элементарные трубы может происходить из-за локальной конвекции, и, таким образом, элементарные трубы могут иметь подобные свойства независимо от размера активных областей.

### 3.3.6 Физические механизмы, лежащие в основе возникающих течений

Мы использовали результаты идеализированной МГД-модели выхода магнитного потока из подфотосферных слоев в атмосферу Солнца Toriumi *et al.* (2011) для исследования причин усиленных восходящих течений фотосферной плазмы на начальной стадии формирования активных областей. Основные параметры модели представлены в Таблице 13.

Модель основана на решении трехмерных идеальных МГД-уравнений. Физические значения нормализуются на фотосферный масштаб высоты давления  $H_0=170$  км, скорость звука  $C_{s0}=6.8$  км/с, время прохождения звука  $\tau_0=H_0/C_{s0}=25$  с и плотность магнитного поля  $B_0=250$  Гс.

Вычисления выполняются в прямоугольном домене, который имеет размер  $(-120, -120, -20) \leq (x/H_0, y/H_0, z/H_0) \leq (120, 120, 150)$  или  $40.8 \text{ Мм} \times 40.8 \text{ Мм} \times 28.9 \text{ Мм}$  с числом узловых точек  $256 \times 256 \times 256$ . Стратификация домена включает четыре слоя: адиабатически стратифицированную конвективную зону ( $z/H_0 < 0$ ), низкотемпературную изотермическую фотосферу/хромосферу ( $0 \leq z/H_0 < 10$ ), переходный слой с высоким градиентом температуры ( $10 < z/H_0 < 20$ ) и высокотемпературную изотермическую корону ( $z/H_0 \geq 20$ ).

Горизонтальная магнитная трубка изначально расположена в конвективной зоне на глубине  $z=-10H_0=-1.7$  Мм. Она имеет радиус  $R_{\text{tube}}=2.5H_0=425$  км, плотность осевого магнитного поля  $B_{\text{tube}}=15B_0=3750$  Гс и закрученность  $q=0.2/H_0=1.1 \times 10^{-3}$  км<sup>-1</sup>. Магнитный поток трубы равен  $\Phi=2.1 \times 10^{19}$  Мкс. Он сопоставим с магнитными потоком элементарных петель, которые выходят в развивающихся активных областях. Таким образом, мы сравниваем результаты моделирования с характеристиками элементарных магнитных потоков в активных областях, рассмотренных в Разделах 3.3.1–3.3.3, но не с самими активными областями.

Таблица 13. Основные параметры модели Toriumi *et al.* (2011).

<b>Нормализация физических значений:</b>	
Фотосферный масштаб высоты давления	$H_0=170$ км
Скорость звука	$C_{s0} = 6.8$ км/с
Время прохождения звука	$\tau_0 = H_0/C_{s0}=25$ с
Напряженность магнитного поля	$B_0=250$ Гс
<b>Домен:</b>	
$(-120, -120, -20) \leq (x/H_0, y/H_0, z/H_0) \leq (120, 120, 150)$ или $40.8 \text{ Mm} \times 40.8 \text{ Mm} \times 28.9 \text{ Mm}$	
<b>Стратификация:</b>	
Адиабатически стратифицированная конвективная зона	$z/H_0 < 0$
Низкотемпературная изотермическая фотосфера/хромосфера	$0 \leq z/H_0 < 10$
Переходный слой с высоким градиентом температуры	$10 < z/H_0 < 20$
Высокотемпературная изотермическая корона	$z/H_0 \geq 20$
<b>Магнитная трубка:</b>	
Радиус	$R_{\text{tube}}=2.5H_0=425$ км
Напряженность осевого магнитного поля	$B_{\text{tube}}=15B_0=3750$ Гс
Закрученность	$q=0.2/H_0=1.1 \times 10^{-3}$ км <sup>-1</sup>
Магнитный поток	$\Phi=2.1 \times 10^{19}$ Мкс

По результатам модели построены графики временного изменения полного магнитного потока, максимальной скорости подъема плазмы и площади восходящих течений внутри изолинии  $V_z/C_{s0}=0.05$  на поверхности Солнца при  $z/H_0=0$  (Рисунок 30). Здесь положительная вертикальная скорость ( $V_z>0$ ) соответствует восходящим течениям плазмы, которые в наблюдениях соотносятся с отрицательной доплеровской скоростью. Выход магнитного потока на поверхности начинается в  $t/\tau_0 \approx 36$  (Рисунок 30 *a*). Однако сильные восходящие течения внутри изолинии  $V_z/C_{s0}=0.05$  возникают раньше, в  $t/\tau_0 \approx 25$  (Рисунок 30 *b*). Скорость подъема плазмы достигает максимального значения  $V_z \approx 0.45 \times C_{s0} \approx 3$  км/с к  $t/\tau_0 \approx 40$  и затем медленно уменьшается. Площадь восходящих течений возрастает до  $S \approx 660 \times H_0^2 \approx 1.9 \times 10^7$  км<sup>2</sup> в  $t/\tau_0 \approx 68$  (то есть после того как скорость подъема плазмы достигает максимума) и затем резко уменьшается (Рисунок 30 *c*). Полученное в модели временное изменение скорости и площади подъема плазмы на поверхности Солнца достаточно хорошо согласуется с наблюдательными результатами (см. Рисунки 30 и 23, 26, 29). Согласие результатов моделирования с наблюдениями позволяет предположить общую физическую основу усиленных восходящих течений плазмы.

Чтобы понять причины усиленных восходящих течений плазмы при выходе магнитного потока, были определены силы, которые действуют на плазму, и исследована их динамика. На Рисунке 31 для разных моментов времени показаны магнитограммы на солнечной поверхности с изолинией скорости подъема плазмы  $V_z/C_{s0}=0.1$  (левая колонка), распределение плотности магнитного поля и вертикальной скорости вдоль оси  $z$  при  $x/H_0=y/H_0=0$  (средняя колонка) и распределение вертикальной компоненты сил вдоль той же оси (правая колонка). Левая и средняя колонки Рисунка 31 в  $t/\tau_0=33$  показывают, что скорость подъема плазмы на поверхности Солнца увеличивается перед выходом магнитного потока. Правая колонка демонстрирует, что это происходит за счет увеличения градиента газового давления. Ранее Cheung *et al.* (2010) и Toriumi, Yokoyama (2013) обнаружили, что увеличение градиента газового давления в вершине выходящего магнитного потока вызывает появление горизонтальных расходящихся течений плазмы на солнечной поверхности.

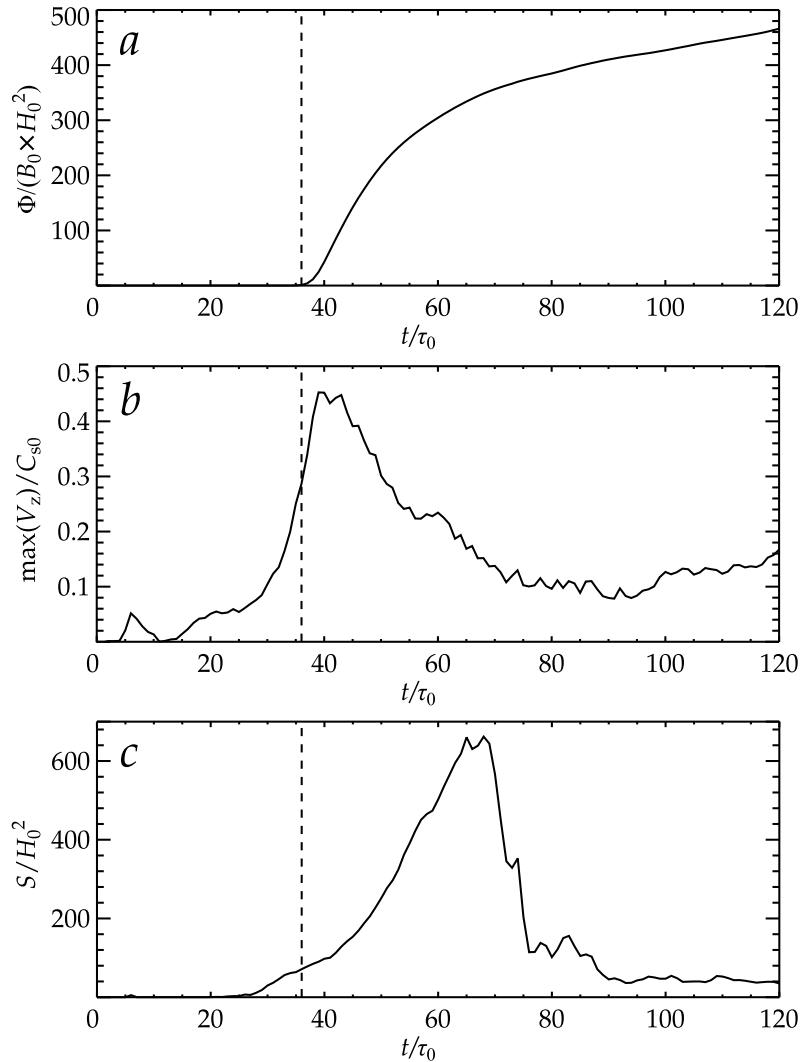


Рисунок 30. Изменение во времени: *a* — полного беззнакового магнитного потока; *b* — максимальной скорости подъема плазмы; *c* — площади восходящих течений плазмы внутри изолинии  $V_z/C_{s0}=0.05$  на поверхности Солнца при  $z/H_0=0$ . Вертикальной штриховой линией отмечено начало выхода магнитного потока.

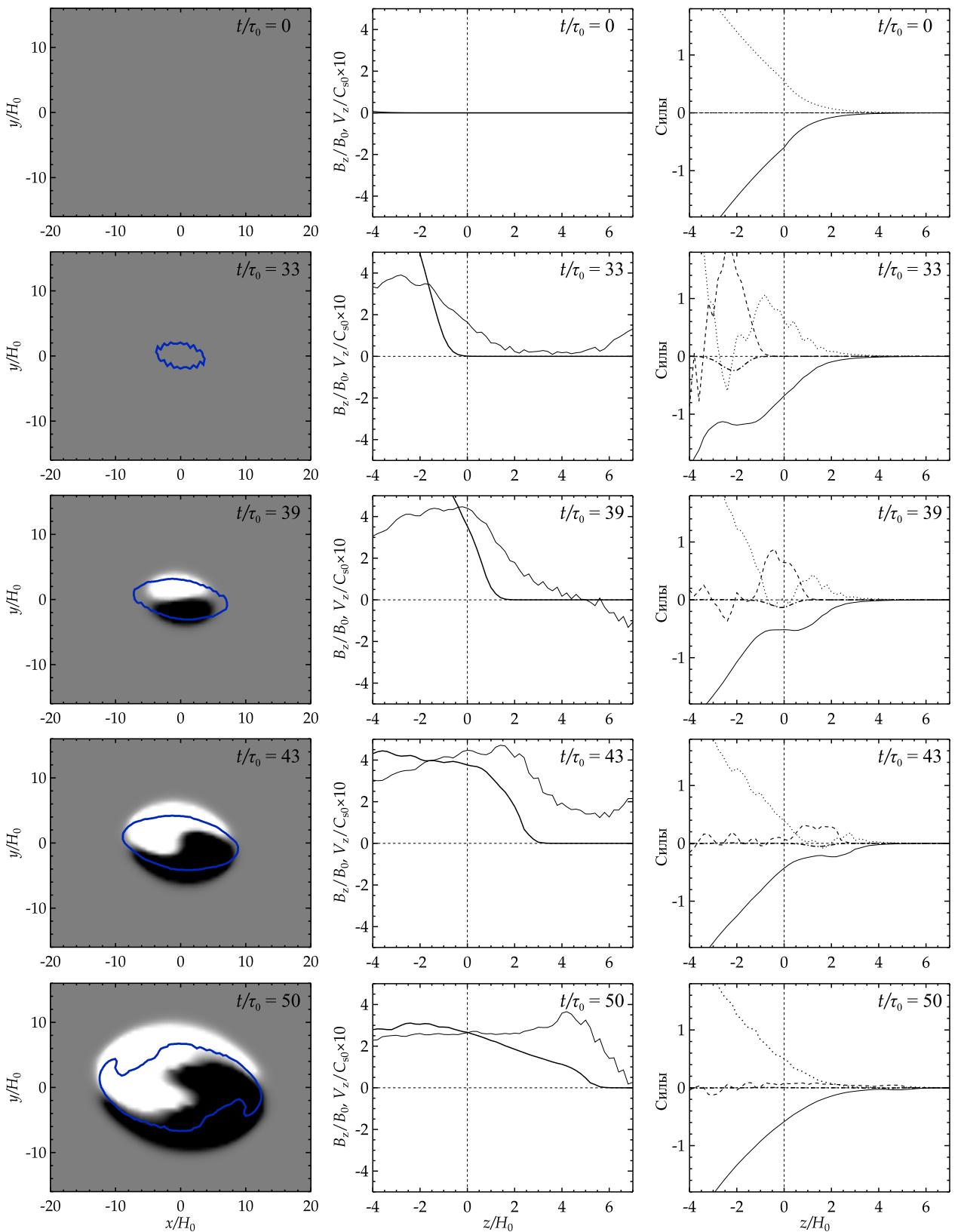


Рисунок 31. *Левая колонка* — магнитограммы на солнечной поверхности при  $z/H_0=0$  с наложенной изолинией скорости подъема плазмы  $V_z/C_{s0}=0.1$  в разные моменты времени. *Средняя колонка* — распределение плотности магнитного поля (толстая линия) и скорости (тонкая линия) вдоль вертикальной оси  $z$  при  $x/H_0=y/H_0=0$ . *Правая колонка* — распределение вертикальной компоненты сил вдоль оси  $z$  при  $x/H_0=y/H_0=0$ : градиент газового давления (пунктирная линия), градиент магнитного давления (штриховая линия), магнитное натяжение (штрихпунктирная линия) и гравитация (тонкая сплошная линия). Вертикальная штриховая линия на графиках обозначает солнечную поверхность при  $z/H_0=0$ .

Увеличение градиента газового давления происходит из-за сжатия плазмы всплывающим магнитным потоком. В  $t/\tau_0=39$ , когда магнитный поток достигает поверхности, градиент газового давления подавляется и градиент магнитного давления становится доминирующим. Поэтому на этой стадии основной силой, которая вызывает восходящие течения, является градиент магнитного давления вместо градиента газового давления. На следующей стадии скорость восходящих течений на поверхности Солнца уменьшается, потому что выходящий магнитный поток расширяется в атмосферу и градиент магнитного давления становится менее выраженным ( $t/\tau_0=43$  и 50).

Таким образом, можно сделать вывод, что существуют две разные движущие силы восходящих течений плазмы, которые зависят от стадии развития выходящего магнитного потока. Непосредственно перед тем, как магнитный поток достигает фотосферы, восходящие течения вызваны градиентом газового давления, в то время как после появления магнитного потока в фотосфере ключевую роль играет градиент магнитного давления.

### 3.3.7 Выводы

Представлены результаты исследования течений плазмы при появлении большой (NOAA 10488) и двух малых (NOAA 9021, NOAA 10768) активных областей в фотосфере Солнца. На начальной стадии формирования всех трех активных областей, обнаружены сильные восходящие течения плазмы, которые появляются до начала выхода магнитных потоков на солнечную поверхность. Возникающие скоростные структуры имеют площадь до  $5 \times 10^7$  км<sup>2</sup> (или 8 Мм в диаметре) и существуют 1–2 ч. Максимальные значения отрицательных доплеровских скоростей в них возрастают до  $-1700$  м/с. Такие течения плазмы отличаются от обычных гранул и супергранул спокойного Солнца по размеру, значениям скоростей и времени существования. Схожие параметры усиленных восходящих течений на ранней фазе формирования большой и малых активных областей могут указывать на выход элементарных магнитных потоков (из которых состоят магнитные

потоки активных областей) со схожими первоначальными физическими свойствами.

Для исследования причин усиления течений плазмы на начальной стадии развития активных областей использовалась идеализированная МГД-модель выхода магнитного потока в атмосферу Солнца. Сравнение наблюдательных данных с результатами моделирования показало, что существуют две разные движущие силы восходящих течений плазмы, которые зависят от стадии развития выходящего магнитного потока. Увеличение скорости подъема плазмы перед выходящим магнитным потоком происходит за счет увеличения градиента газового давления. Когда магнитный поток проникает в фотосферу Солнца, скорость подъема плазмы продолжает возрастать за счет увеличения градиента магнитного давления.

## Заключение

В диссертации представлены результаты исследования фотосферных течений плазмы при возникновении активных областей на Солнце по данным *SOHO/MDI*. На большом наблюдательном материале изучена динамика продольного магнитного поля и движений плазмы на начальной стадии развития активных областей. Рассмотрены 224 активные области, имеющие разные пространственные масштабы и возникающие на разном расстоянии от центра солнечного диска. Активные области, расположенные в центральной части диска, использовались для изучения вертикальных течений плазмы, а находящиеся вблизи лимба — для исследования горизонтальных течений плазмы. Основные результаты диссертационной работы состоят в следующем:

1. Получена центролимбовая зависимость наибольших значений отрицательных доплеровских скоростей, которая показывает, что на начальном этапе образования активных областей горизонтальные скорости растекания плазмы превосходят вертикальные скорости подъема.
2. Найдена квадратичная связь с низкой дисперсией и высоким корреляционным отношением между скоростью роста и плотностью магнитного потока на начальной стадии появления активных областей. Полученная зависимость объясняется действием силы магнитной плавучести, которая пропорциональна квадрату плотности магнитного потока.
3. Исследованы горизонтальные течения фотосферной плазмы в активных областях, возникающих на краю солнечного диска. Обнаружено, что в начале выхода магнитного потока формируются и присутствуют в течение нескольких часов обширные области высоких доплеровских скоростей разного знака, локализующиеся

в противоположных полярностях. Наибольшие значения горизонтальных доплеровских скоростей связаны квадратично со скоростью роста и линейно с плотностью выходящих магнитных потоков. Вероятно, что сильные горизонтальные расходящиеся течения фотосферной плазмы на начальном этапе выхода магнитного потока активных областей вызваны горизонтальным градиентом газового давления, возникающим в вершине выходящей магнитной петли. Кроме того, наблюдаемые течения могут содержать вклад скоростей горизонтального перемещения оснований магнитных петель и стекания плазмы, выносимой в атмосферу Солнца выходящим магнитным потоком.

4. Обнаружен мощный подъем плазмы в начале появления большой и малых активных областей в фотосфере Солнца. Схожие параметры усиленных восходящих течений при появлении активных областей разных пространственных масштабов могут быть связаны с выходом элементарных магнитных потоков со схожими первоначальными физическими свойствами. Сопоставление наблюдательных данных с результатами идеализированной МГД-модели показало хорошее согласие и позволило установить, что непосредственно перед тем как магнитный поток достигает фотосферы, усиленные восходящие течения вызваны градиентом газового давления, в то время как после появления магнитного потока в фотосфере ключевую роль играет градиент магнитного давления.

Полученные результаты расширяют наши знания о начальной стадии формирования активных областей и способствуют развитию реалистичных теоретических моделей выхода магнитных полей из конвективной зоны в атмосферу Солнца.

## Список сокращений

ИСЗФ СО РАН	Институт солнечно-земной физики Сибирского отделения Российской академии наук
МГД	магнитогидродинамика
МДП	миллионные доли полусферы
ПЗС	прибор с зарядовой связью
DPD	Debrecen Photoheliographic Data (каталог групп солнечных пятен)
FITS	Flexible Image Transport System (цифровой формат файлов)
IDL	Interactive Data Language (интерактивный язык для работы с данными)
Hinode/EIS	Hinode/EUV Imaging Spectrometer (солнечный телескоп на борту космической обсерватории)
NAOJ	National Astronomical Observatory of Japan (Национальная астрономическая обсерватория Японии)

NEMPI	Negative Effective Magnetic Pressure Instability (неустойчивость на основе отрицательного эффективного магнитного давления)
NOAA	National Oceanic and Atmospheric Administration (каталог групп солнечных пятен)
SDO/HMI	Solar Dynamics Observatory/Helioseismic and Magnetic Imager (солнечный телескоп на борту космической обсерватории)
SOHO/MDI	Solar and Heliospheric Observatory/Michelson Doppler Imager (солнечный телескоп на борту космической обсерватории)
TRACE	Transition Region and Coronal Explorer (солнечная космическая обсерватория)
UT	Universal Time (всемирное время)
Yohkoh/SXT	Yohkoh/Soft X-ray Telescope (солнечный телескоп на борту космической обсерватории)

## Список литературы

- Вальдмайер М.* Результаты и проблемы исследования Солнца / М. Вальдмайер. — М.: Издательство иностранной литературы, 1950. — 1950. — 240 с.
- Витинский Ю. И.* Статистика пятнообразовательной деятельности Солнца / Ю. И. Витинский, М. Копецкий, Г. В. Куклин. — М.: Наука, 1986. — 1986. — 296 с.
- Гопасюк С. И.* Поле скоростей в активной области на стадии появления пятен // Известия Крымской Астрофизической Обсерватории. — 1967. — Vol. 37. — P. 29–43.
- Тверской Б. А.* К теории гидродинамического самовозбуждения регулярных магнитных полей // Геомагнетизм и аэрономия. — 1966. — Vol. 6. — P. 11–18.
- Alissandrakis C. E., Tsirropoula G., Mein P.* Physical parameters of solar H-alpha absorption features derived with the cloud model // Astron. Astrophys. — 1990. — Vol. 230. — P. 200–212.
- Archontis V.* Magnetic flux emergence and associated dynamic phenomena in the Sun // Royal Society of London Philosophical Transactions Series A. — 2012. — Vol. 370. — P. 3088–3113.
- Archontis V., Hood A. W.* Formation of Ellerman bombs due to 3D flux emergence // Astron. Astrophys. — 2009. — Vol. 508. — P. 1469–1483.
- Archontis V., Moreno-Insertis F., Galsgaard K., Hood A., O’Shea E.* Emergence of magnetic flux from the convection zone into the corona // Astron. Astrophys. — 2004. — Vol. 426. — P. 1047–1063.
- Asensio Ramos A., Trujillo Bueno J.* On the 3D structure of the magnetic field in regions of emerging flux // Mem. Soc. Astron. Italiana. — 2010. — Vol. 81. — P. 625.

- Bappu M. K. V., Grigorjev V. M., Stepanov V. E.* On the Development of Magnetic Fields in Active Regions // *Solar Phys.* — 1968. — Vol. 4. — P. 409–421.
- Barnes G., Birch A. C., Leka K. D., Braun D. C.* Helioseismology of Pre-emerging Active Regions. III. Statistical Analysis // *Astrophys. J.* — 2014. — Vol. 786. — P. 19.
- Barth C. S., Livi S. H. B.* Magnetic Bipoles in Emerging Flux Regions on the Sun // *Rev. Mex. Astron. Astrofis.* — 1990. — Vol. 21. — P. 549–551.
- Beck J. G., Scherrer P. H., Bush R. I., Tarbell T. D.* Calibration and Stability of MDI Velocities // *Structure and Dynamics of the Interior of the Sun and Sun-like Stars.* Vol. 418 / ed. by S. Korzennik. — 1998. — P. 105. — (ESA Special Publication).
- Beckers J. M.* A Study of the Fine Structures in the Solar Chromosphere : PhD thesis / Beckers J. M. — Sacramento Peak Observatory, Air Force Cambridge Research Laboratories, Mass., USA, 1964.
- Bernasconi P. N., Rust D. M., Georgoulis M. K., Labonte B. J.* Moving Dipolar Features in an Emerging Flux Region // *Solar Phys.* — 2002. — Vol. 209. — P. 119–139.
- Birch A. C., Braun D. C., Leka K. D., Barnes G., Javornik B.* Helioseismology of Pre-emerging Active Regions. II. Average Emergence Properties // *Astrophys. J.* — 2013. — Vol. 762. — P. 131.
- Birch A. C., Schunker H., Braun D. C., Cameron R., Gizon L., Loptien B., Rempel M.* A low upper limit on the subsurface rise speed of solar active regions // *Science Advances.* — 2016. — Vol. 2. — e1600557–e1600557.
- Bonaccini D., Landi Degl'Innocenti E., Smaldone L. A., Tamblyn P.* High resolution spectropolarimetry of an active region // *Solar Polarimetry* / ed. by L. J. November. — 1991. — P. 251–256.
- Born R.* First phase of active regions and their relation to the chromospheric network // *Solar Phys.* — 1974. — Vol. 38. — P. 127–131.
- Brandenburg A., Rogachevskii I., Kleeorin N.* Magnetic concentrations in stratified turbulence: the negative effective magnetic pressure instability // *New Journal of Physics.* — 2016. — Vol. 18, no. 12. — P. 125011.

- Brants J. J.* High-resolution spectroscopy of active regions. II Line-profile interpretation, applied to an emerging flux region // *Solar Phys.* — 1985a. — Vol. 95. — P. 15–36.
- Brants J. J.* High-resolution spectroscopy of active regions. III - Relations between the intensity, velocity, and magnetic structure in an emerging flux region // *Solar Phys.* — 1985b. — Vol. 98. — P. 197–217.
- Brants J. J., Steenbeek J. C. M.* Morphological evolution of an emerging flux region // *Solar Phys.* — 1985. — Vol. 96. — P. 229–252.
- Braun D. C.* Sunspot Seismology: New Observations and Prospects // *GONG* 1994. Helio- and Astro-Seismology from the Earth and Space. Vol. 76 / ed. by R. K. Ulrich, E. J. Rhodes Jr., W. Dappen. — 1995. — P. 250. — (Astronomical Society of the Pacific Conference Series).
- Bruzek A.* On Arch-Filament Systems in Spotgroups // *Solar Phys.* — 1967. — Vol. 2. — P. 451–461.
- Bruzek A.* Motions in Arch Filament Systems // *Solar Phys.* — 1969. — Vol. 8. — P. 29–36.
- Bushby P. J., Archontis V.* Modelling magnetic flux emergence in the solar convection zone // *Astron. Astrophys.* — 2012. — Vol. 545. — A107.
- Caligari P., Moreno-Insertis F., Schussler M.* Emerging flux tubes in the solar convection zone. 1: Asymmetry, tilt, and emergence latitude // *Astrophys. J.* — 1995. — Vol. 441. — P. 886–902.
- Centeno R.* The Naked Emergence of Solar Active Regions Observed with SDO/HMI // *Astrophys. J.* — 2012. — Vol. 759. — P. 72.
- Charbonneau P.* Solar and Stellar Dynamos // *Solar and Stellar Dynamos: Saas-Fee Advanced Course 39* Swiss Society for Astrophysics and Astronomy, Saas-Fee Advanced Courses, Volume 39. ISBN 978-3-642-32092-7. Springer-Verlag Berlin Heidelberg, 2013. — 2013. — Vol. 39.
- Charbonneau P.* Solar Dynamo Theory // *Annual Review of Astron. and Astrophys.* — 2014. — Vol. 52. — P. 251–290.
- Chen F., Peter H., Bingert S., Cheung M. C. M.* A model for the formation of the active region corona driven by magnetic flux emergence // *Astron. Astrophys.* — 2014. — Vol. 564. — A12.
- Chen F., Rempel M., Fan Y.* Emergence of Magnetic Flux Generated in a Solar Convective Dynamo. I. The Formation of Sunspots and Active Regions, and

- The Origin of Their Asymmetries // *Astrophys. J.* — 2017. — Vol. 846. — P. 149.
- Cheung M. C. M., DeRosa M. L.* A Method for Data-driven Simulations of Evolving Solar Active Regions // *Astrophys. J.* — 2012. — Vol. 757. — P. 147.
- Cheung M. C. M., Isobe H.* Flux Emergence (Theory) // *Living Reviews in Solar Physics*. — 2014. — Vol. 11. — P. 3.
- Cheung M. C. M., Rempel M., Title A. M., Schüssler M.* Simulation of the Formation of a Solar Active Region // *Astrophys. J.* — 2010. — Vol. 720. — P. 233–244.
- Cheung M. C. M., Schüssler M., Moreno-Insertis F.* Magnetic flux emergence in granular convection: radiative MHD simulations and observational signatures // *Astron. Astrophys.* — 2007. — Vol. 467. — P. 703–719.
- Cheung M. C. M., Schüssler M., Tarbell T. D., Title A. M.* Solar Surface Emerging Flux Regions: A Comparative Study of Radiative MHD Modeling and Hinode SOT Observations // *Astrophys. J.* — 2008. — Vol. 687. — P. 1373–1387.
- Cho K.-S., Bong S.-C., Chae J., Kim Y.-H., Park Y.-D.* Tiny Pores Observed by Hinode/Solar Optical Telescope // *Astrophys. J.* — 2010. — Vol. 723. — P. 440–448.
- Cho K.-S., Bong S.-C., Chae J., Kim Y.-H., Park Y.-D., Katsukawa Y.* FISS Observations of Vertical Motion of Plasma in Tiny Pores // *Solar Phys.* — 2013. — Vol. 288. — P. 23–37.
- Chou D.-Y., Fisher G. H.* Dynamics of anchored flux tubes in the convection zone. I - Details of the model // *Astrophys. J.* — 1989. — Vol. 341. — P. 533–548.
- Chou D.-Y., Wang H.* The separation velocity of emerging magnetic flux // *Solar Phys.* — 1987. — Vol. 110. — P. 81–99.
- Chou D.-Y., Zirin H.* The vertical structure of arch filament systems in solar emerging flux regions // *Astrophys. J.* — 1988. — Vol. 333. — P. 420–426.
- Choudhary D. P.* Photospheric flows in the active regions (asymmetric and localized Doppler velocities) // *Advances in Space Research*. — 2012. — Vol. 49. — P. 416–431.

- Choudhuri A. R.* The evolution of loop structures in flux rings within the solar convection zone // *Solar Phys.* — 1989. — Vol. 123. — P. 217–239.
- Del Zanna G.* Flows in active region loops observed by Hinode EIS // *Astron. Astrophys.* — 2008. — Vol. 481. — P. L49–L52.
- Dobler W., Getling A. V.* Compressible magnetoconvection as the local producer of solar-type magnetic structures // *Multi-Wavelength Investigations of Solar Activity.* Vol. 223 / ed. by A. V. Stepanov, E. E. Benevolenskaya, A. G. Kosovichev. — 2004. — P. 239–240. — (IAU Symposium).
- D'Silva S., Choudhuri A. R.* A theoretical model for tilts of bipolar magnetic regions // *Astron. Astrophys.* — 1993. — Vol. 272. — P. 621.
- Ermakova L. V.* Evolution of magnetic flux distribution of solar bipolar active regions // *Solar Phys.* — 2000. — Vol. 191. — P. 161–169.
- Fan Y.* Nonlinear Growth of the Three-dimensional Undular Instability of a Horizontal Magnetic Layer and the Formation of Arching Flux Tubes // *Astrophys. J.* — 2001a. — Vol. 546. — P. 509–527.
- Fan Y.* The Emergence of a Twisted  $\Omega$ -Tube into the Solar Atmosphere // *Astrophys. J. Lett.* — 2001b. — Vol. 554. — P. L111–L114.
- Fan Y.* The Three-dimensional Evolution of Buoyant Magnetic Flux Tubes in a Model Solar Convective Envelope // *Astrophys. J.* — 2008. — Vol. 676. — P. 680–697.
- Fan Y.* Magnetic Fields in the Solar Convection Zone // *Living Reviews in Solar Physics.* — 2009a. — Vol. 6. — P. 4.
- Fan Y.* Modeling the Subsurface Evolution of Active-Region Flux Tubes // *Solar-Stellar Dynamos as Revealed by Helio- and Asteroseismology: GONG 2008/SOHO 21.* Vol. 416 / ed. by M. Dikpati, T. Arentoft, I. González Hernández, C. Lindsey, F. Hill. — 2009b. — P. 489. — (Astronomical Society of the Pacific Conference Series).
- Fan Y.* Modeling the Subsurface Evolution of Active-Region Flux Tubes // *Solar-Stellar Dynamos as Revealed by Helio- and Asteroseismology: GONG 2008/SOHO 21.* Vol. 416 / ed. by M. Dikpati, T. Arentoft, I. González Hernández, C. Lindsey, F. Hill. — 2009c. — P. 489. — (Astronomical Society of the Pacific Conference Series).

- Fan Y., Abbott W. P., Fisher G. H.* The Dynamic Evolution of Twisted Magnetic Flux Tubes in a Three-dimensional Convecting Flow. I. Uniformly Buoyant Horizontal Tubes // *Astrophys. J.* — 2003. — Vol. 582. — P. 1206–1219.
- Fan Y., Alexander D., Tian L.* On the Origin of the Asymmetric Helicity Injection in Emerging Active Regions // *Astrophys. J.* — 2009. — Vol. 707. — P. 604–611.
- Fan Y., Fang F.* A Simulation of Convective Dynamo in the Solar Convective Envelope: Maintenance of the Solar-like Differential Rotation and Emerging Flux // *Astrophys. J.* — 2014. — Vol. 789. — P. 35.
- Fan Y., Featherstone N., Fang F.* Three-Dimensional MHD Simulations of Emerging Active Region Flux in a Turbulent Rotating Solar Convective Envelope: the Numerical Model and Initial Results // ArXiv e-prints. — 2013.
- Fan Y., Fisher G. H.* Radiative Heating and the Buoyant Rise of Magnetic Flux Tubes in the Solar interior // *Solar Phys.* — 1996. — Vol. 166. — P. 17–41.
- Fan Y., Fisher G. H., Deluca E. E.* The origin of morphological asymmetries in bipolar active regions // *Astrophys. J.* — 1993. — Vol. 405. — P. 390–401.
- Fan Y., Fisher G. H., McClymont A. N.* Dynamics of emerging active region flux loops // *Astrophys. J.* — 1994. — Vol. 436. — P. 907–928.
- Fang F., Manchester IV W., Abbott W. P., van der Holst B.* Dynamic Coupling of Convective Flows and Magnetic Field during Flux Emergence // *Astrophys. J.* — 2012. — Vol. 745. — P. 37.
- Fang F., Manchester W., Abbott W. P., van der Holst B.* Simulation of Flux Emergence from the Convection Zone to the Corona // *Astrophys. J.* — 2010. — Vol. 714. — P. 1649–1657.
- Fanning D. J.* IDL programming techniques – 2nd ed. — IDL programming techniques – 2nd ed. David W. Fanning. Fort Collins, Co. Fanning Software Consulting, 2000, 2003, 2003.
- Fisher G. H., Fan Y., Longcope D. W., Linton M. G., Abbott W. P.* Magnetic flux tubes inside the sun // *Physics of Plasmas.* — 2000. — Vol. 7. — P. 2173–2179.
- Fleck B., Couvidat S., Straus T.* On the Formation Height of the SDO/HMI Fe 6173 Å Doppler Signal // *Solar Phys.* — 2011. — Vol. 271. — P. 27–40.
- Frazier E. N.* The Magnetic Structure of Arch Filament Systems // *Solar Phys.* — 1972. — Vol. 26. — P. 130–141.

- Freeland S. L., Handy B. N.* Data Analysis with the SolarSoft System // *Solar Phys.* — 1998. — Vol. 182. — P. 497–500.
- Garcia de La Rosa J. I.* The observation of intrinsically different emergences for large and small active regions // *Solar Phys.* — 1984. — Vol. 92. — P. 161–172.
- Georgakilas A. A., Zachariadis T. G., Alissandrakis C. E.* Evolution of an active region and associated H-alpha arch structures // *Solar Phys.* — 1993. — Vol. 146. — P. 241–258.
- Georgoulis M. K., Rust D. M., Bernasconi P. N., Schmieder B.* Statistics, Morphology, and Energetics of Ellerman Bombs // *Astrophys. J.* — 2002. — Vol. 575. — P. 506–528.
- Getling A. V.* Convective Mechanism for the Formation of Photospheric Magnetic Fields // *Astronomy Reports.* — 2001. — Vol. 45. — P. 569–576.
- Giordano S., Berrilli F., Del Moro D., Penza V.* The photospheric structure of a solar pore with light bridge // *Astron. Astrophys.* — 2008. — Vol. 489. — P. 747–754.
- Grechnev V. V., Altyntsev A. T., Konovalov S. K., Lesovoi S. V.* Joint Processing of Radio Data Produced by the SSRT Together With Data of OT HER Spectral Ranges // *Astronomical Data Analysis Software and Systems VIII.* Vol. 172 / ed. by D. M. Mehringer, R. L. Plante, & D. A. Roberts. — 1999. — P. 329–+. — (Astronomical Society of the Pacific Conference Series).
- Grigor'ev V. M., Ermakova L. V., Khlystova A. I.* Emergence of magnetic flux at the solar surface and the origin of active regions // *Astronomy Reports.* — 2009. — Vol. 53. — P. 869–878.
- Grigoryev V. M., Osak B. F., Selivanov V. L.* Magnetic field dynamics in the active region in the early stage of development // *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnate Pleso.* — 1986. — Vol. 15. — P. 55.
- Guglielmino S. L., Martínez Pillet V., Ruiz Cobo B., Zuccarello F., Lites B. W.* A Detailed Analysis of an Ephemeral Region // *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi.* — 2006. — Vol. 9. — P. 103–105.
- Hagenaar H. J.* Ephemeral Regions on a Sequence of Full-Disk Michelson Doppler Imager Magnetograms // *Astrophys. J.* — 2001. — Vol. 555. — P. 448–461.

- Hale G. E.* Nature of the Hydrogen Vortices Surrounding Sun-spots // PASP. — 1925. — Vol. 37. — P. 268.
- Hale G. E., Ellerman F., Nicholson S. B., Joy A. H.* The Magnetic Polarity of Sun-Spots // Astrophys. J. — 1919. — Vol. 49. — P. 153.
- Hapgood M. A.* Space physics coordinate transformations - A user guide // Planet. Space Sci. — 1992. — Vol. 40. — P. 711–717.
- Harra L. K., Archontis V., Pedram E., Hood A. W., Shelton D. L., van Driel-Gesztelyi L.* The Creation of Outflowing Plasma in the Corona at Emerging Flux Regions: Comparing Observations and Simulations // Solar Phys. — 2012. — Vol. 278. — P. 47–71.
- Harra L. K., Magara T., Hara H., Tsuneta S., Okamoto T. J., Wallace A. J.* Response of the Solar Atmosphere to the Emergence of ‘Serpentine’ Magnetic Field // Solar Phys. — 2010. — Vol. 263. — P. 105–119.
- Hartlep T., Kosovichev A. G., Zhao J., Mansour N. N.* Signatures of Emerging Subsurface Structures in Acoustic Power Maps of the Sun // Solar Phys. — 2011. — Vol. 268. — P. 321–327.
- Harvey K. L., Martin S. F.* Ephemeral Active Regions // Solar Phys. — 1973. — Vol. 32. — P. 389–402.
- Hirzberger J.* Imaging spectroscopy of solar pores // Astron. Astrophys. — 2003. — Vol. 405. — P. 331–340.
- Hood A. W., Archontis V., Galsgaard K., Moreno-Insertis F.* The emergence of toroidal flux tubes from beneath the solar photosphere // Astron. Astrophys. — 2009. — Vol. 503. — P. 999–1011.
- Hood A. W., Archontis V., MacTaggart D.* 3D MHD Flux Emergence Experiments: Idealised Models and Coronal Interactions // Solar Phys. — 2012. — Vol. 278. — P. 3–31.
- Hotta H., Rempel M., Yokoyama T.* Magnetic Field Intensification by the Three-dimensional “Explosion” Process // Astrophys. J. Lett. — 2012. — Vol. 759. — P. L24.
- Howe R., Jain K., Hill F., Komm R., González Hernández I., Bogart R.* Comparison of HMI Dopplergrams with GONG and MDI data // Journal of Physics Conference Series. — 2011. — Vol. 271, no. 1. — P. 012060.

- Ilonidis S., Zhao J., Hartlep T.* Helioseismic Investigation of Emerging Magnetic Flux in the Solar Convection Zone // *Astrophys. J.* — 2013. — Vol. 777. — P. 138.
- Ilonidis S., Zhao J., Kosovichev A.* Detection of Emerging Sunspot Regions in the Solar Interior // *Science*. — 2011. — Vol. 333. — P. 993–.
- Isobe H., Tripathi D., Archontis V.* Ellerman Bombs and Jets Associated with Resistive Flux Emergence // *Astrophys. J. Lett.* — 2007. — Vol. 657. — P. L53–L56.
- Jouve L., Brun A. S.* 3-D non-linear evolution of a magnetic flux tube in a spherical shell: The isentropic case // *Astronomische Nachrichten*. — 2007. — Vol. 328. — P. 1104.
- Jouve L., Brun A. S.* Three-Dimensional Nonlinear Evolution of a Magnetic Flux Tube in a Spherical Shell: Influence of Turbulent Convection and Associated Mean Flows // *Astrophys. J.* — 2009. — Vol. 701. — P. 1300–1322.
- Jouve L., Brun A. S., Aulanier G.* Global dynamics of subsurface solar active regions // *Astrophys. J.* — 2013. — Vol. 762. — P. 4.
- Kawai G., Kurokawa H., Tsuneta S., Shimizu T., Shibata K., Acton L. W., Strong K. T., Nitta N.* Comparison between H-alpha and YOHKOH soft X-ray images of emerging flux regions // *PASJ*. — 1992. — Vol. 44. — P. L193–L198.
- Keil S. L., Balasubramaniam K. S., Smaldone L. A., Reger B.* Velocities in Solar Pores // *Astrophys. J.* — 1999. — Vol. 510. — P. 422–443.
- Kholikov S.* A Search for Helioseismic Signature of Emerging Active Regions // *Solar Phys.* — 2013. — Vol. 287. — P. 229–237.
- Komm R., Morita S., Howe R., Hill F.* Emerging Active Regions Studied with Ring-Diagram Analysis // *Astrophys. J.* — 2008. — Vol. 672. — P. 1254–1265.
- Konovalov S. K., Altyntsev A. T., Grechnev V. V., Lisysian E. G., Rudenko G. V., Magun A.* IDL Library Developed in the Institute of Solar-Terrestrial Physics (Irkutsk, Russia) // *Astronomical Data Analysis Software and Systems VI*. Vol. 125 / ed. by G. Hunt & H. Payne. — 1997. — P. 447–+. — (Astronomical Society of the Pacific Conference Series).
- Kosovichev A. G., Duvall Jr. T. L.* Local Helioseismology and Magnetic Flux Emergence // *Subsurface and Atmospheric Influences on Solar Activity*.

- Vol. 383 / ed. by R. Howe, R. W. Komm, K. S. Balasubramaniam, & G. J. D. Petrie. — 2008. — P. 59. — (Astronomical Society of the Pacific Conference Series).
- Kosovichev A. G., Duvall Jr. T. L., Scherrer P. H.* Time-Distance Inversion Methods and Results - (Invited Review) // *Solar Phys.* — 2000. — Vol. 192. — P. 159–176.
- Kosovichev A. G., Zhao J., Ilonidis S.* Local Helioseismology of Emerging Active Regions: A Case Study // ArXiv e-prints. — 2016.
- Kozu H., Kitai R., Brooks D. H., Kurokawa H., Yoshimura K., Berger T. E.* Horizontal and Vertical Flow Structure in Emerging Flux Regions // *PASJ.* — 2006. — Vol. 58. — P. 407–421.
- Kozu H., Kitai R., Funakoshi Y.* Development of Real-Time Frame Selector 2 and the Characteristic Convective Structure in the Emerging Flux Region // *PASJ.* — 2005. — Vol. 57. — P. 221–234.
- Kubo M., Shimizu T., Lites B. W.* The Evolution of Vector Magnetic Fields in an Emerging Flux Region // *Astrophys. J.* — 2003. — Vol. 595. — P. 465–482.
- Lagg A., Woch J., Krupp N., Solanki S. K.* Retrieval of the full magnetic vector with the He I multiplet at 1083 nm. Maps of an emerging flux region // *Astron. Astrophys.* — 2004. — Vol. 414. — P. 1109–1120.
- Lagg A., Woch J., Solanki S. K., Krupp N.* Supersonic downflows in the vicinity of a growing pore. Evidence of unresolved magnetic fine structure at chromospheric heights // *Astron. Astrophys.* — 2007. — Vol. 462. — P. 1147–1155.
- Landsman W. B.* The IDL Astronomy User's Library // *Astronomical Data Analysis Software and Systems IV.* Vol. 77 / ed. by R. A. Shaw, H. E. Payne, & J. J. E. Hayes. — 1995. — P. 437–+. — (Astronomical Society of the Pacific Conference Series).
- Leka K. D., Skumanich A.* The Evolution of Pores and the Development of Penumbrae // *Astrophys. J.* — 1998. — Vol. 507. — P. 454–469.
- Leka K. D., Steiner O.* Understanding Small Solar Magnetic Structures: Comparing Numerical Simulations to Observations // *Astrophys. J.* — 2001. — Vol. 552. — P. 354–371.
- Lites B. W.* The Topology and Behavior of Magnetic Fields Emerging at the Solar Photosphere // *Space Sci. Rev.* — 2009a. — Vol. 144. — P. 197–212.

- Lites B. W.* The Topology and Behavior of Magnetic Fields Emerging at the Solar Photosphere // *Space Sci. Rev.* — 2009b. — Vol. 144. — P. 197–212.
- Lites B. W., Skumanich A., Martinez Pillet V.* Vector magnetic fields of emerging solar flux. I. Properties at the site of emergence // *Astron. Astrophys.* — 1998. — Vol. 333. — P. 1053–1068.
- Liu J., Zhang H.* The Magnetic Field, Horizontal Motion and Helicity in a Fast Emerging Flux Region which Eventually forms a Delta Spot // *Solar Phys.* — 2006. — Vol. 234. — P. 21–40.
- Liu Y., Norton A. A., Scherrer P. H.* A Note on Saturation Seen in the MDI/SOHO Magnetograms // *Solar Phys.* — 2007. — Vol. 241. — P. 185–193.
- Löhner-Böttcher J., Schlichenmaier R.* Correlations between sunspots and their moat flows // *Astron. Astrophys.* — 2013. — Vol. 551. — A105.
- Löhner-Böttcher J., Schmidt W., Stief F., Steinmetz T., Holzwarth R.* Convective blueshifts in the solar atmosphere. I. Absolute measurements with LARS of the spectral lines at 6302 Å // *Astron. Astrophys.* — 2018. — Vol. 611. — A4.
- Losada I. R., Warnecke J., Brandenburg A., Kleeorin N., Rogachevskii I.* Magnetic dipoles in rotating turbulence with coronal envelope // ArXiv e-prints. — 2018.
- Loughhead R. E., Bray R. J.* Phenomena Accompanying the Birth of Sunspot Pores // *Australian Journal of Physics.* — 1961. — Vol. 14. — P. 347.
- Ludmány A., Baranyi T., Mező G., Tóth L.* Clusters in Solar Active Regions // *Magnetic Fields and Solar Processes.* Vol. 448 / ed. by A. Wilson, et al. — 1999. — P. 613. — (ESA Special Publication).
- MacTaggart D., Hood A. W.* On the emergence of toroidal flux tubes: general dynamics and comparisons with the cylinder model // *Astron. Astrophys.* — 2009. — Vol. 507. — P. 995–1004.
- Magara T.* Dynamics of Emerging Flux Tubes in the Sun // *Astrophys. J.* — 2001. — Vol. 549. — P. 608–628.
- Magara T.* How Much does a Magnetic Flux Tube Emerge into the Solar Atmosphere? // *Astrophys. J.* — 2012. — Vol. 748. — P. 53.

- Manchester IV W.* The Role of Nonlinear Alfvén Waves in Shear Formation during Solar Magnetic Flux Emergence // *Astrophys. J.* — 2001. — Vol. 547. — P. 503–519.
- Manchester IV W.* Solar Atmospheric Dynamic Coupling Due to Shear Motions Driven by the Lorentz Force // *Astrophys. J.* — 2007. — Vol. 666. — P. 532–540.
- Manchester IV W., Gombosi T., DeZeeuw D., Fan Y.* Eruption of a Buoyantly Emerging Magnetic Flux Rope // *Astrophys. J.* — 2004. — Vol. 610. — P. 588–596.
- Martínez-Sykora J., Hansteen V., Carlsson M.* Twisted Flux Tube Emergence From the Convection Zone to the Corona // *Astrophys. J.* — 2008. — Vol. 679. — P. 871–888.
- Matsumoto R., Tajima T., Shibata K., Kaisig M.* Three-dimensional magneto-hydrodynamics of the emerging magnetic flux in the solar atmosphere // *Astrophys. J.* — 1993. — Vol. 414. — P. 357–371.
- Mein N., Mein P., Heinzel P., Vial J.-C., Malherbe J. M., Staiger J.* Cloud model with variable source function for solar H $\alpha$  structures // *Astron. Astrophys.* — 1996. — Vol. 309. — P. 275–283.
- Meunier N., Lagrange A.-M., Desort M.* Reconstructing the solar integrated radial velocity using MDI/SOHO // *Astron. Astrophys.* — 2010. — Vol. 519. — A66.
- Miller R. A.* Filamentary structure between sunspots photographed in integrated light // *J. Brit. Astron. Assoc.* — 1960. — Vol. 70. — P. 100.
- Moreno-Insertis F.* Nonlinear time-evolution of kink-unstable magnetic flux tubes in the convective zone of the Sun // *Astron. Astrophys.* — 1986. — Vol. 166. — P. 291–305.
- Moreno-Insertis F.* Emergence of magnetic flux from the solar interior // *Mem. Soc. Astron. Italiana.* — 1997. — Vol. 68. — P. 429.
- Moreno-Insertis F., Caligari P., Schuessler M.* Active region asymmetry as a result of the rise of magnetic flux tubes // *Solar Phys.* — 1994. — Vol. 153. — P. 449–452.
- Moreno-Insertis F., Caligari P., Schuessler M.* “Explosion” and Intensification of Magnetic Flux Tubes // *Astrophys. J.* — 1995. — Vol. 452. — P. 894.

- Morgan H., Jeska L., Leonard D.* The Expansion of Active Regions into the Extended Solar Corona // *Astrophys. J. Supplement.* — 2013. — Vol. 206. — P. 19.
- Morrison M., Tarbell T., Zayer I.* MDI Guide: Calibration Report. — 1994. — URL: [http://soi.stanford.edu/technotes/MDI\\_guide\\_calib.ps](http://soi.stanford.edu/technotes/MDI_guide_calib.ps).
- Muraközy J., Baranyi T., Ludmány A.* Development and morphology of leading-following parts of sunspot groups // *Central European Astrophysical Bulletin.* — 2012. — Vol. 36. — P. 1–8.
- Muraközy J., Baranyi T., Ludmány A.* Sunspot Group Development in High Temporal Resolution // *Solar Phys.* — 2014. — Vol. 289. — P. 563–577.
- Murray M. J., Hood A. W., Moreno-Insertis F., Galsgaard K., Archontis V.* 3D simulations identifying the effects of varying the twist and field strength of an emerging flux tube // *Astron. Astrophys.* — 2006. — Vol. 460. — P. 909–923.
- Narayan G., Scharmer G. B.* Small-scale convection signatures associated with a strong plage solar magnetic field // *Astron. Astrophys.* — 2010. — Vol. 524. — A3.
- Nelson N. J., Brown B. P., Brun A. S., Miesch M. S., Toomre J.* Buoyant Magnetic Loops in a Global Dynamo Simulation of a Young Sun // *Astrophys. J. Lett.* — 2011. — Vol. 739. — P. L38.
- Nelson N. J., Brown B. P., Brun A. S., Miesch M. S., Toomre J.* Buoyant Magnetic Loops Generated by Global Convective Dynamo Action // *Solar Phys.* — 2014. — Vol. 289. — P. 441–458.
- Nelson N. J., Miesch M. S.* Generating buoyant magnetic flux ropes in solar-like convective dynamos // *Plasma Physics and Controlled Fusion.* — 2014. — Vol. 56, no. 6. — P. 064004.
- Norton A. A., Graham J. P., Ulrich R. K., Schou J., Tomczyk S., Liu Y., Lites B. W., López Ariste A., Bush R. I., Socas-Navarro H., Scherrer P. H.* Spectral Line Selection for HMI: A Comparison of Fe I 6173 Å and Ni I 6768 Å // *Solar Phys.* — 2006. — Vol. 239. — P. 69–91.
- Nozawa S.* Three-Dimensional Magnetohydrodynamic Simulation of Nonlinear Magnetic Buoyancy Instability of Flux Sheets with Magnetic Shear // *PASJ.* — 2005. — Vol. 57. — P. 995–1007.

- Nozawa S., Shibata K., Matsumoto R., Sterling A. C., Tajima T., Uchida Y., Ferrari A., Rosner R.* Emergence of magnetic flux from the convection zone into the solar atmosphere. I - Linear and nonlinear adiabatic evolution of the convective-Parker instability // *Astrophys. J. Supplement.* — 1992. — Vol. 78. — P. 267–282.
- Otsuji K., Kitai R., Ichimoto K., Shibata K.* Statistical Study on the Nature of Solar-Flux Emergence // *PASJ.* — 2011. — Vol. 63. — P. 1047–1057.
- Pariat E., Aulanier G., Schmieder B., Georgoulis M. K., Rust D. M., Bernasconi P. N.* Resistive Emergence of Undulatory Flux Tubes // *Astrophys. J.* — 2004. — Vol. 614. — P. 1099–1112.
- Parker E. N.* The Formation of Sunspots from the Solar Toroidal Field // *Astrophys. J.* — 1955. — Vol. 121. — P. 491–507.
- Reiners A., Mrotzek N., Lemke U., Hinrichs J., Reinsch K.* The IAG solar flux atlas: Accurate wavelengths and absolute convective blueshift in standard solar spectra // *Astron. Astrophys.* — 2016. — Vol. 587. — A65.
- Rempel M.* Flux-Transport Dynamos with Lorentz Force Feedback on Differential Rotation and Meridional Flow: Saturation Mechanism and Torsional Oscillations // *Astrophys. J.* — 2006. — Vol. 647. — P. 662–675.
- Rempel M., Cheung M. C. M.* Numerical Simulations of Active Region Scale Flux Emergence: From Spot Formation to Decay // *Astrophys. J.* — 2014. — Vol. 785. — P. 90.
- Rempel M., Schüssler M.* Intensification of Magnetic Fields by Conversion of Potential Energy // *Astrophys. J. Lett.* — 2001. — Vol. 552. — P. L171–L174.
- Rieutord M., Rincon F.* The Sun’s Supergranulation // *Living Reviews in Solar Physics.* — 2010. — Vol. 7. — P. 2.
- Rutten R. J., Vissers G. J. M., Rouppe van der Voort L. H. M., Sütterlin P., Vitas N.* Ellerman bombs: fallacies, fads, usage // *Journal of Physics Conference Series.* Vol. 440. — 2013. — P. 012007. — (Journal of Physics Conference Series).
- Sankarasubramanian K., Rimmele T.* Properties of Magnetic and Velocity Fields in and around Solar Pores // *Astrophys. J.* — 2003. — Vol. 598. — P. 689–699.

- Scherrer P. H., Bogart R. S., Bush R. I., Hoeksema J. T., Kosovichev A. G., Schou J., Rosenberg W., Springer L., Tarbell T. D., Title A., Wolfson C. J., Zayer I., MDI Engineering Team.* The Solar Oscillations Investigation - Michelson Doppler Imager // *Solar Phys.* — 1995. — Vol. 162. — P. 129–188.
- Schmieder B., Archontis V., Pariat E.* Magnetic Flux Emergence Along the Solar Cycle // *Space Sci. Rev.* — 2014. — Vol. 186. — P. 227–250.
- Schmieder B., Malherbe J. M., Mein P., Mein N., van Driel-Gesztelyi L., Roudier T., Nitta N., Harra-Murnion L. K.* Signatures of New Emerging Flux in the Solar Atmosphere // *Magnetic Reconnection in the Solar Atmosphere.* Vol. 111 / ed. by R. D. Bentley, J. T. Mariska. — 1997. — P. 43. — (Astronomical Society of the Pacific Conference Series).
- Schoolman S. A.* Videomagnetograph Studies of Solar Magnetic Fields. II: Field Changes in an Active Region // *Solar Phys.* — 1973. — Vol. 32. — P. 379–388.
- Shibata K., Tajima T., Steinolfson R. S., Matsumoto R.* Two-dimensional magnetohydrodynamic model of emerging magnetic flux in the solar atmosphere // *Astrophys. J.* — 1989. — Vol. 345. — P. 584–596.
- Sigwarth M., Schmidt W., Schuessler M.* Upwelling in a young sunspot // *Astron. Astrophys.* — 1998. — Vol. 339. — P. L53–L56.
- Singh N. K., Raichur H., Brandenburg A.* High-wavenumber Solar f-mode Strengthening Prior to Active Region Formation // *Astrophys. J.* — 2016. — Vol. 832. — P. 120.
- Snodgrass H. B.* Magnetic rotation of the solar photosphere // *Astrophys. J.* — 1983. — Vol. 270. — P. 288–299.
- Snodgrass H. B., Ulrich R. K.* Rotation of Doppler features in the solar photosphere // *Astrophys. J.* — 1990. — Vol. 351. — P. 309–316.
- Sobotka M., Del Moro D., Jurčák J., Berrilli F.* Magnetic and velocity fields of a solar pore // *Astron. Astrophys.* — 2012. — Vol. 537. — A85.
- Solanki S. K., Lagg A., Woch J., Krupp N., Collados M.* Three-dimensional magnetic field topology in a region of solar coronal heating // *Nature.* — 2003. — Vol. 425. — P. 692–695.

- Spadaro D., Billotta S., Contarino L., Romano P., Zuccarello F.* AFS dynamic evolution during the emergence of an active region // *Astron. Astrophys.* — 2004. — Vol. 425. — P. 309–319.
- Spörer F. W. G.* Prof. Spoerer's researches on Sun-spots // *MNRAS*. — 1890. — Vol. 50. — P. 251.
- Spruit H. C., Title A. M., van Ballegooijen A. A.* Is there a weak mixed polarity background field? Theoretical arguments // *Solar Phys.* — 1987. — Vol. 110. — P. 115–128.
- Stein R. F., Lagerfjärd A., Nordlund Å., Georgobiani D.* Solar Flux Emergence Simulations // *Solar Phys.* — 2011. — Vol. 268. — P. 271–282.
- Stein R. F., Nordlund Å.* On the Formation of Active Regions // *Astrophys. J. Lett.* — 2012. — Vol. 753. — P. L13.
- Steiner O., Grossmann-Doerth U., Knoelker M., Schuessler M.* Dynamical Interaction of Solar Magnetic Elements and Granular Convection: Results of a Numerical Simulation // *Astrophys. J.* — 1998. — Vol. 495. — P. 468.
- Straus T., Fleck B., Jefferies S. M., Cauzzi G., McIntosh S. W., Reardon K., Severino G., Steffen M.* The Energy Flux of Internal Gravity Waves in the Lower Solar Atmosphere // *Astrophys. J. Lett.* — 2008. — Vol. 681. — P. L125–L128.
- Strous L. H., Zwaan C.* Phenomena in an Emerging Active Region. II. Properties of the Dynamic Small-Scale Structure // *Astrophys. J.* — 1999. — Vol. 527. — P. 435–444.
- Strous L., Scharmer G., Tarbell T. D., Title A. M., Zwaan C.* Phenomena in an emerging active region. I. Horizontal dynamics // *Astron. Astrophys.* — 1996. — Vol. 306. — P. 947–959.
- Takeda Y., Ueno S.* Detection of Gravitational Redshift on the Solar Disk by Using Iodine-Cell Technique // *Solar Phys.* — 2012. — Vol. 281. — P. 551–575.
- Tarbell T. D., Topka K., Ferguson S., Frank Z., Title A. M.* High - resolution observations of emerging magnetic flux // *High spatial resolution solar observations / ed. by O. von der Luehe.* — 1989. — P. 506–520.
- Tarbell T., Ferguson S., Frank Z., Shine R., Title A., Topka K., Scharmer G.* High-Resolution Observations of Emerging Magnetic Fields and Flux Tubes in Active Region Photosphere // *Solar Photosphere: Structure, Convection,*

- and Magnetic Fields. Vol. 138 / ed. by J. O. Stenflo. — 1990. — P. 147. — (IAU Symposium).
- Thompson W. T.* Coordinate systems for solar image data // *Astron. Astrophys.* — 2006. — Vol. 449. — P. 791–803.
- Title A.* Magnetic fields below, on and above the solar surface // *Astronomy, physics and chemistry of H<sup>+</sup><sub>3</sub>*. Vol. 358. — 2000. — P. 657–668. — (Royal Society of London Philosophical Transactions Series A).
- Toriumi S., Hayashi K., Yokoyama T.* Detection of the Horizontal Divergent Flow Prior to the Solar Flux Emergence // *Astrophys. J.* — 2012. — Vol. 751. — P. 154.
- Toriumi S., Hayashi K., Yokoyama T.* Statistical Analysis of the Horizontal Divergent Flow in Emerging Solar Active Regions // *Astrophys. J.* — 2014. — Vol. 794. — P. 19.
- Toriumi S., Ilonidis S., Sekii T., Yokoyama T.* Probing the Shallow Convection Zone: Rising Motion of Subsurface Magnetic Fields in the Solar Active Region // *Astrophys. J. Lett.* — 2013. — Vol. 770. — P. L11.
- Toriumi S., Miyagoshi T., Yokoyama T., Isobe H., Shibata K.* Dependence of the Magnetic Energy of Solar Active Regions on the Twist Intensity of the Initial Flux Tubes // *PASJ*. — 2011. — Vol. 63. — P. 407–415.
- Toriumi S., Yokoyama T.* Three-dimensional magnetohydrodynamic simulation of the solar magnetic flux emergence. Parametric study on the horizontal divergent flow // *Astron. Astrophys.* — 2013. — Vol. 553. — A55.
- Tortosa-Andreu A., Moreno-Insertis F.* Magnetic flux emergence into the solar photosphere and chromosphere // *Astron. Astrophys.* — 2009. — Vol. 507. — P. 949–967.
- Tsiropoula G., Georgakilas A. A., Alissandrakis C. E., Mein P.* Time evolution of arch filaments // *Astron. Astrophys.* — 1992. — Vol. 262. — P. 587–596.
- Uchida Y., McAllister A., Strong K. T., Ogawara Y., Shimizu T., Matsumoto R., Hudson H. S.* Continual expansion of the active-region corona observed by the YOHKOH Soft X-ray Telescope // *PASJ*. — 1992. — Vol. 44. — P. L155–L160.
- Ulrich R. K., Bertello L., Boyden J. E., Webster L.* Interpretation of Solar Magnetic Field Strength Observations // *Solar Phys.* — 2009. — Vol. 255. — P. 53–78.

- Valori G., Green L. M., Démoulin P., Vargas Domínguez S., van Driel-Gesztelyi L., Wallace A., Baker D., Fuhrmann M.* Nonlinear Force-Free Extrapolation of Emerging Flux with a Global Twist and Serpentine Fine Structures // *Solar Phys.* — 2012. — Vol. 278. — P. 73–97.
- van Driel-Gesztelyi L., Green L. M.* Evolution of Active Regions // *Living Reviews in Solar Physics.* — 2015. — Vol. 12.
- van Driel-Gesztelyi L., Petrovay K.* Asymmetric flux loops in active regions // *Solar Phys.* — 1990. — Vol. 126. — P. 285–298.
- Vargas Domínguez S., de Vicente A., Bonet J. A., Martínez Pillet V.* Characterization of horizontal flows around solar pores from high-resolution time series of images // *Astron. Astrophys.* — 2010. — Vol. 516. — A91.
- Vargas Domínguez S., van Driel-Gesztelyi L., Bellot Rubio L. R.* Granular-Scale Elementary Flux Emergence Episodes in a Solar Active Region // *Solar Phys.* — 2012. — Vol. 278. — P. 99–120.
- Vrabc D.* Magnetic Fields Spectroheliograms from the San Fernando Observatory // *Solar Magnetic Fields.* Vol. 43 / ed. by R. Howard. — 1971. — P. 329. — (IAU Symposium).
- Vrabc D.* Streaming Magnetic Features Near Sunspots // *Chromospheric Fine Structure.* Vol. 56 / ed. by R. G. Athay. — 1974. — P. 201. — (IAU Symposium).
- Wachter R.* Instrumental Response Function for Filtergraph Instruments // *Solar Phys.* — 2008. — Vol. 251. — P. 491–500.
- Wang H., Zirin H.* Flows around sunspots and pores // *Solar Phys.* — 1992. — Vol. 140. — P. 41–54.
- Wang J.* Processing of HSOS dopplergram // *Publications of the Beijing Astronomical Observatory.* — 1992. — Vol. 19. — P. 39–46.
- Warnecke J., Losada I. R., Brandenburg A., Kleeorin N., Rogachevskii I.* Bipolar Magnetic Structures Driven by Stratified Turbulence with a Coronal Envelope // *Astrophys. J. Lett.* — 2013. — Vol. 777. — P. L37.
- Warnecke J., Losada I. R., Brandenburg A., Kleeorin N., Rogachevskii I.* Bipolar region formation in stratified two-layer turbulence // *Astron. Astrophys.* — 2016. — Vol. 589. — A125.

- Weber M. A., Fan Y.* Effects of Radiative Diffusion on Thin Flux Tubes in Turbulent Solar-like Convection // *Solar Phys.* — 2015. — Vol. 290. — P. 1295–1321.
- Weber M. A., Fan Y., Miesch M. S.* The Rise of Active Region Flux Tubes in the Turbulent Solar Convective Envelope // *Astrophys. J.* — 2011. — Vol. 741. — P. 11.
- Weber M. A., Fan Y., Miesch M. S.* Comparing Simulations of Rising Flux Tubes Through the Solar Convection Zone with Observations of Solar Active Regions: Constraining the Dynamo Field Strength // *Solar Phys.* — 2013. — Vol. 287. — P. 239–263.
- Xu Z., Lagg A., Solanki S. K.* Magnetic structures of an emerging flux region in the solar photosphere and chromosphere // *Astron. Astrophys.* — 2010. — Vol. 520. — A77.
- Yamamoto T. T.* The area asymmetry in bipolar magnetic fields // *Astron. Astrophys.* — 2012. — Vol. 539. — A13.
- Yang S., Zhang J.* Properties of Solar Ephemeral Regions at the Emergence Stage // *Astrophys. J.* — 2014. — Vol. 781. — P. 7.
- Yashiro S., Shibata K.* An Emerging Flux Region Observed With TRACE // Last Total Solar Eclipse of the Millennium. Vol. 205 / ed. by W. Livingston, A. Ozguc. — 2000. — P. 133. — (Astronomical Society of the Pacific Conference Series).
- Yashiro S., Shibata K., Shimojo M.* Early Evolution of Coronal Active Regions Observed with the YOHKOH Soft X-Ray Telescope. I. Expansion Velocity // *Astrophys. J.* — 1998. — Vol. 493. — P. 970.
- Yelles Chaouche L., Cheung M. C. M., Solanki S. K., Schüssler M., Lagg A.* Simulation of a flux emergence event and comparison with observations by Hinode // *Astron. Astrophys.* — 2009. — Vol. 507. — P. L53–L56.
- Yoshimura K., Kurokawa H.* Causal Relations between H $\alpha$  Loop Emergences and Soft X-Ray Brightenings // *Astrophys. J.* — 1999. — Vol. 517. — P. 964–976.
- Yurchyshyn V. B., Wang H.* Magnetic Flux Cancellation Observed in the Sunspot Moat // *Solar Phys.* — 2001. — Vol. 202. — P. 309–318.

- Zhao J., Li H.* Statistical study of emerging flux regions and the response of the upper atmosphere // Research in Astronomy and Astrophysics. — 2012. — Vol. 12. — P. 1681–1692.
- Zharkov S., Thompson M. J.* Time Distance Analysis of the Emerging Active Region NOAA 10790 // Solar Phys. — 2008. — Vol. 251. — P. 369–380.
- Zuccarello F., Battiato V., Contarino L., Romano P., Spadaro D., Vlahos L.* AFS dynamics in a short-lived active region // Astron. Astrophys. — 2005. — Vol. 442. — P. 661–671.
- Zwaan C.* The emergence of magnetic flux // Solar Phys. — 1985. — Vol. 100. — P. 397–414.
- Zwaan C.* Elements and patterns in the solar magnetic field // Annual review of astronomy and astrophysics. — 1987. — Vol. 25. — P. 83–111.
- Zwaan C., Brants J. J., Cram L. E.* High-resolution spectroscopy of active regions. I - Observing procedures // Solar Phys. — 1985. — Vol. 95. — P. 3–14.

## Приложение

### Исследуемые активные области

Таблица 14. Дата и время образования, координаты и гелиоцентрический угол  $\theta$  активных областей на начальной стадии формирования, а также площадь пор и пятен и магнитный поток в максимуме развития рассматриваемых активных областей: 1 — нумерация рассматриваемых объектов; 2 — номер активной области в каталоге NOAA, активные области без номера NOAA пронумерованы отдельно и начинаются с “EFR\_”; 3 — дата и время начала выхода магнитного потока активной области; 4 — гелиографические координаты активной области в начале появления; 5 — гелиоцентрический угол активной области в начале появления; 6 — максимальная площадь пор и пятен; 7 — максимальная величина полного беззнакового магнитного потока активной области.

<i>№</i>	<i>Активная область</i>	<i>Дата и время образования</i>	<i>Координаты</i>	$\theta$	$S_{\text{spot max}}, M\bar{D}\bar{P}$	$\Phi_{\text{max}}, M\bar{c}s$
<i>1</i>	<i>2</i>	<i>3</i>	<i>4</i>	<i>5</i>	<i>6</i>	<i>7</i>
1	NOAA 8496	1999.03.19, 06:20 UT	S11 E06 $B_0-7.0$	7°	60	$7.85 \times 10^{21}$
2	NOAA 8505	1999.03.29, 11:13 UT	N11 W23 $B_0-6.7$	29°	5	$> 1.32 \times 10^{21}$
3	NOAA 8532	1999.05.04, 09:10 UT	S41 E06 $B_0-3.9$	37°	4	$1.04 \times 10^{21}$
4	NOAA 8536	1999.05.06, 00:51 UT	S24 E65 $B_0-3.7$	66°	93	$1.88 \times 10^{22}$
5	NOAA 8538	1999.05.06, 18:01 UT	N11 W17 $B_0-3.6$	22°	47	$5.12 \times 10^{21}$
6	NOAA 8549	1999.05.18, ~05:49 UT	N25 W28 $B_0-2.3$	38°	290	$> 1.15 \times 10^{22}$
7	NOAA 8635	1999.07.14, 12:13 UT	N42 W47 $B_0+4.2$	57°	21	$> 2.97 \times 10^{21}$
8	NOAA 8641	1999.07.19, 18:37 UT	N30 W40 $B_0+4.7$	46°	6	$7.42 \times 10^{20}$
9	NOAA 8722	1999.10.04, 08:45 UT	N14 E28 $B_0+6.5$	29°	90	$> 9.45 \times 10^{21}$
10	NOAA 8724	1999.10.04, 13:00 UT	N19 E08 $B_0+6.5$	15°	11	$> 1.65 \times 10^{21}$
11	NOAA 8715	1999.10.04, 10:34 UT	N10 W01 $B_0+6.5$	4°	1	$5.26 \times 10^{20}$
12	NOAA 8757	1999.11.04, 14:18 UT	N38 E26 $B_0+4.0$	42°	176	$> 9.60 \times 10^{21}$
13	NOAA 8782	1999.11.26, 17:23 UT	N10 E17 $B_0+1.4$	19°	14	$> 3.63 \times 10^{21}$
14	NOAA 8796	1999.12.12, 11:38 UT	S26 E18 $B_0-0.5$	31°	11	$1.38 \times 10^{21}$
15	NOAA 8797	1999.12.12, 11:43 UT	S34 E32 $B_0-0.5$	45°	106	$1.01 \times 10^{22}$
16	NOAA 8972	2000.04.20, 15:48 UT	N33 E19 $B_0-5.1$	42°	355	$1.71 \times 10^{22}$
17	NOAA 8974	2000.04.22, 18:01 UT	S22 W17 $B_0-4.9$	24°	8	$8.72 \times 10^{20}$
18	NOAA 8975	2000.04.23, 03:45 UT	S24 E63 $B_0-4.9$	64°	1	$> 9.76 \times 10^{20}$
19	NOAA 9003	2000.05.13, 22:42 UT	S18 W12 $B_0-2.7$	20°	26	$> 3.63 \times 10^{21}$
20	NOAA 9014a	2000.05.19, 16:03 UT	S43 E39 $B_0-2.1$	54°	2	$4.22 \times 10^{20}$
21	NOAA 9013	2000.05.19, 20:54 UT	S06 W46 $B_0-2.0$	46°	1	$9.20 \times 10^{20}$
22	NOAA 9021	2000.05.27, ~16:24 UT	N03 E35 $B_0-1.1$	36°	19	$2.90 \times 10^{21}$
23	NOAA 9023	2000.05.28, 21:56 UT	S03 E04 $B_0-1.0$	4°	34	$6.16 \times 10^{21}$
24	NOAA 9025	2000.05.31, 03:06 UT	N15 W55 $B_0-0.7$	56°	9	$> 1.38 \times 10^{21}$
25	NOAA 9035	2000.06.07, 23:22 UT	S17 E29 $B_0+0.2$	33°	61	$5.03 \times 10^{21}$
26	NOAA 9037	2000.06.10, 06:08 UT	N21 E59 $B_0+0.4$	61°	246	$1.39 \times 10^{22}$
27	NOAA 9038	2000.06.10, 10:54 UT	N15 W09 $B_0+0.5$	17°	37	$4.36 \times 10^{21}$

Таблица 14. (продолжение)

1	2	3	4	5	6	7
28	NOAA 9044	2000.06.15, 02:12 UT	S15 W49 B <sub>0</sub> +1.0	51°	60	$> 6.26 \times 10^{21}$
29	NOAA 9058	2000.06.22, 17:16 UT	S15 E02 B <sub>0</sub> +1.9	17°	468	$2.09 \times 10^{22}$
30	NOAA 9063	2000.06.25, 14:17 UT	N26 E61 B <sub>0</sub> +2.3	63°	77	$> 9.08 \times 10^{21}$
31	NOAA 9064	2000.06.26, 11:16 UT	S21 W46 B <sub>0</sub> +2.4	51°	28	$> 3.61 \times 10^{21}$
32	NOAA 9118	2000.08.04, 17:12 UT	N18 E14 B <sub>0</sub> +6.1	18°	6	$9.50 \times 10^{20}$
33	NOAA 9121	2000.08.05, 15:02 UT	S35 E45 B <sub>0</sub> +6.1	59°	124	$6.21 \times 10^{21}$
34	NOAA 9127	2000.08.09, 17:51 UT	S40 E51 B <sub>0</sub> +6.4	65°	20	$2.80 \times 10^{21}$
35	NOAA 9144	2000.08.25, 01:34 UT	N26 E25 B <sub>0</sub> +7.0	30°	253	$1.83 \times 10^{22}$
36	NOAA 9153	2000.08.30,~19:13 UT	S33 E46 B <sub>0</sub> +7.1	59°	18	$2.05 \times 10^{21}$
37	NOAA 9215	2000.10.28, 05:06 UT	N19 W33 B <sub>0</sub> +4.6	35°	19	$2.01 \times 10^{21}$
38	NOAA 9228	2000.11.07, 13:01 UT	N21 E63 B <sub>0</sub> +3.5	64°	5	$1.93 \times 10^{21}$
39	NOAA 9276	2000.12.16,~08:10 UT	S13 W50 B <sub>0</sub> -1.1	51°	171	$> 6.91 \times 10^{21}$
40	NOAA 9298	2001.01.04, 03:10 UT	S22 E08 B <sub>0</sub> -3.4	21°	3	$5.49 \times 10^{20}$
41	NOAA 9303	2001.01.05, 01:25 UT	S05 W22 B <sub>0</sub> -3.5	22°	95	$> 7.48 \times 10^{21}$
42	NOAA 9300	2001.01.05, 05:07 UT	S13 E55 B <sub>0</sub> -3.5	55°	25	$2.51 \times 10^{21}$
43	NOAA 9353b	2001.02.20, 16:14 UT	S27 W33 B <sub>0</sub> -7.0	37°	14	$1.40 \times 10^{21}$
44	NOAA 9366	2001.02.28, 12:59 UT	S25 E71 B <sub>0</sub> -7.2	70°	108	$1.25 \times 10^{22}$
45	NOAA 9368	2001.03.01, 20:27 UT	N26 E64 B <sub>0</sub> -7.2	70°	525	$> 2.85 \times 10^{22}$
46	NOAA 9371	2001.03.03, 12:02 UT	N20 W18 B <sub>0</sub> -7.2	32°	554	$> 1.87 \times 10^{22}$
47	NOAA 9375	2001.03.09, 08:02 UT	S16 W23 B <sub>0</sub> -7.2	25°	8	$2.61 \times 10^{21}$
48	NOAA 9379	2001.03.12, 02:42 UT	N31 E49 B <sub>0</sub> -7.2	60°	8	$9.01 \times 10^{20}$
49	NOAA 9388	2001.03.19, 23:52 UT	N13 W36 B <sub>0</sub> -7.0	41°	30	$2.29 \times 10^{21}$
50	NOAA 9392	2001.03.21, 02:15 UT	N19 W05 B <sub>0</sub> -7.0	27°	43	$> 4.52 \times 10^{21}$
51	NOAA 9399	2001.03.23, 13:27 UT	S29 E23 B <sub>0</sub> -6.9	31°	47	$6.38 \times 10^{21}$
52	NOAA 9400	2001.03.23, 16:27 UT	N09 E52 B <sub>0</sub> -6.9	54°	6	$1.05 \times 10^{21}$
53	NOAA 9398	2001.03.23, 16:07 UT	N21 E20 B <sub>0</sub> -6.9	34°	44	$3.79 \times 10^{21}$
54	NOAA 9413	2001.03.31, 17:41 UT	N10 W00 B <sub>0</sub> -6.6	16°	136	$8.14 \times 10^{21}$
55	NOAA 9416	2001.04.02, 07:52 UT	N16 E02 B <sub>0</sub> -6.5	23°	60	$4.87 \times 10^{21}$
56	NOAA 9428	2001.04.13, 17:42 UT	N14 W22 B <sub>0</sub> -5.7	30°	9	$1.22 \times 10^{21}$
57	NOAA 9434	2001.04.18, 05:26 UT	N19 E01 B <sub>0</sub> -5.3	24°	62	$3.88 \times 10^{21}$
58	NOAA 9435	2001.04.19, 03:16 UT	S20 E39 B <sub>0</sub> -5.3	41°	369	$1.86 \times 10^{22}$
59	NOAA 9455	2001.05.10, 07:55 UT	S18 E40 B <sub>0</sub> -3.2	41°	326	$> 2.20 \times 10^{22}$
60	NOAA 9456	2001.05.11, 00:32 UT	N06 E22 B <sub>0</sub> -3.1	23°	93	$9.74 \times 10^{21}$
61	NOAA 9457	2001.05.12, 18:51 UT	S19 E19 B <sub>0</sub> -2.9	25°	4	$5.59 \times 10^{20}$
62	NOAA 9459	2001.05.13, 14:16 UT	N26 E10 B <sub>0</sub> -2.8	31°	4	$1.69 \times 10^{21}$
63	NOAA 9458	2001.05.13, 19:33 UT	S12 W30 B <sub>0</sub> -2.8	31°	41	$3.57 \times 10^{21}$
64	NOAA 9594	2001.08.23, 15:57 UT	N38 E22 B <sub>0</sub> +7.0	37°	6	$1.61 \times 10^{21}$
65	NOAA 9602	2001.08.30, 12:19 UT	S08 E63 B <sub>0</sub> +7.1	65°	12	$2.78 \times 10^{21}$
66	NOAA 9604	2001.08.30, 22:49 UT	S21 W08 B <sub>0</sub> +7.1	30°	5	$6.39 \times 10^{20}$
67	NOAA 9646	2001.09.29, 17:13 UT	N11 E72 B <sub>0</sub> +6.7	71°	14	$4.18 \times 10^{21}$
68	NOAA 9645	2001.09.30, 05:48 UT	S18 E26 B <sub>0</sub> +6.7	35°	168	$1.32 \times 10^{22}$
69	NOAA 9790	2002.01.19, 00:27 UT	N28 E36 B <sub>0</sub> -4.8	48°	14	$1.90 \times 10^{21}$
70	NOAA 9791	2002.01.19, 10:34 UT	S03 E01 B <sub>0</sub> -4.9	2°	117	$8.15 \times 10^{21}$
71	NOAA 9796	2002.01.21, 04:09 UT	N08 E55 B <sub>0</sub> -5.0	56°	21	$> 2.96 \times 10^{21}$

Таблица 14. (продолжение)

1	2	3	4	5	6	7
72	NOAA 9803	2002.01.26, 17:37 UT	S24 W29 B <sub>0</sub> −5.5	34°	34	$> 3.45 \times 10^{21}$
73	NOAA 9843	2002.02.21, 12:30 UT	S27 E79 B <sub>0</sub> −7.0	77°	56	$1.59 \times 10^{21}$
74	NOAA 9844	2002.02.21, 21:08 UT	N22 E57 B <sub>0</sub> −7.0	63°	216	$1.68 \times 10^{22}$
75	NOAA 9857	2002.03.03, 13:33 UT	S05 W37 B <sub>0</sub> −7.2	37°	20	$> 2.89 \times 10^{21}$
76	NOAA 9862	2002.03.04, 11:52 UT	N06 W23 B <sub>0</sub> −7.2	27°	31	$6.55 \times 10^{21}$
77	NOAA 9877	2002.03.19, 16:49 UT	N16 W12 B <sub>0</sub> −7.1	26°	18	$1.40 \times 10^{21}$
78	NOAA 9880	2002.03.19, 20:13 UT	N08 E64 B <sub>0</sub> −7.0	65°	4	$> 2.10 \times 10^{21}$
79	NOAA 9897	2002.04.05, 21:52 UT	S02 E10 B <sub>0</sub> −6.3	11°	53	$5.67 \times 10^{21}$
80	NOAA 9900a	2002.04.06, 02:18 UT	S28 E35 B <sub>0</sub> −6.3	39°	53	$6.14 \times 10^{21}$
81	NOAA 9900b	2002.04.06, 08:38 UT	S29 E25 B <sub>0</sub> −6.2	33°	109	$> 6.94 \times 10^{21}$
82	NOAA 9908	2002.04.11, 09:01 UT	N03 W04 B <sub>0</sub> −5.9	10°	25	$3.79 \times 10^{21}$
83	NOAA 9923	2002.04.23, 01:14 UT	S04 W06 B <sub>0</sub> −4.9	6°	27	$5.16 \times 10^{21}$
84	NOAA 9924	2002.04.23, 08:15 UT	S17 E15 B <sub>0</sub> −4.9	19°	52	$7.30 \times 10^{21}$
85	NOAA 9922	2002.04.23, 22:52 UT	N22 E55 B <sub>0</sub> −4.9	60°	20	$2.36 \times 10^{21}$
86	NOAA 9925	2002.04.24, 04:18 UT	S13 W10 B <sub>0</sub> −4.8	13°	28	$4.14 \times 10^{21}$
87	NOAA 9953	2002.05.15, 00:17 UT	N05 W38 B <sub>0</sub> −2.6	39°	19	$2.67 \times 10^{21}$
88	NOAA 10053	2002.07.25, 22:51 UT	S18 E67 B <sub>0</sub> +5.3	70°	7	$3.76 \times 10^{21}$
89	NOAA 10050	2002.07.25, 23:50 UT	S07 E49 B <sub>0</sub> +5.3	51°	965	$> 4.73 \times 10^{22}$
90	NOAA 10060	2002.08.02, 16:01 UT	S30 W09 B <sub>0</sub> +5.9	37°	24	$> 2.49 \times 10^{21}$
91	NOAA 10133	2002.09.21, 22:07 UT	S26 E45 B <sub>0</sub> +7.0	55°	64	$> 5.33 \times 10^{21}$
92	NOAA 10210	2002.11.29, 10:56 UT	S09 W53 B <sub>0</sub> +1.0	54°	65	$3.04 \times 10^{21}$
93	NOAA 10488	2003.10.26, 09:07 UT	N08 E30 B <sub>0</sub> +4.9	30°	1725	$> 5.91 \times 10^{22}$
94	NOAA 10491	2003.10.26, 18:10 UT	S07 E25 B <sub>0</sub> +4.8	27°	112	$1.06 \times 10^{22}$
95	NOAA 10493	2003.10.27, 14:30 UT	N08 E22 B <sub>0</sub> +4.7	22°	394	$> 2.19 \times 10^{22}$
96	NOAA 10550	2004.01.31, 09:23 UT	S08 E22 B <sub>0</sub> −5.9	22°	18	$1.89 \times 10^{21}$
97	NOAA 10560	2004.02.13, 19:24 UT	S17 E57 B <sub>0</sub> −6.7	57°	12	$3.36 \times 10^{21}$
98	NOAA 10643	2004.07.08, 09:20 UT	S08 E13 B <sub>0</sub> +3.7	18°	33	$2.84 \times 10^{21}$
99	NOAA 10645	2004.07.09, 00:49 UT	N12 E21 B <sub>0</sub> +3.7	22°	10	$1.37 \times 10^{21}$
100	NOAA 10646	2004.07.10, 09:44 UT	N13 W11 B <sub>0</sub> +3.9	14°	226	$1.25 \times 10^{22}$
101	NOAA 10648	2004.07.11, 07:44 UT	N16 E15 B <sub>0</sub> +4.0	19°	24	$> 4.16 \times 10^{21}$
102	NOAA 10768	2005.05.25, 17:42 UT	S08 W32 B <sub>0</sub> −1.3	33°	14	$2.23 \times 10^{21}$
103	NOAA 10770	2005.05.28, 23:30 UT	N12 E13 B <sub>0</sub> −0.9	18°	33	$4.65 \times 10^{21}$
104	NOAA 10771	2005.05.29, 10:16 UT	N24 W15 B <sub>0</sub> −0.9	29°	16	$1.58 \times 10^{21}$
105	NOAA 10790a	2005.07.10, 21:51 UT	S10 E06 B <sub>0</sub> +3.9	16°	4	$2.46 \times 10^{21}$
106	NOAA 10790b	2005.07.13, 04:56 UT	S12 W30 B <sub>0</sub> +4.1	34°	135	$> 9.09 \times 10^{21}$
107	NOAA 10796	2005.08.06, 21:59 UT	S07 W36 B <sub>0</sub> +6.1	39°	68	$4.06 \times 10^{21}$
108	NOAA 10937	2007.01.07, 06:33 UT	S14 E30 B <sub>0</sub> −3.6	32°	16	$3.19 \times 10^{21}$
109	NOAA 10986	2008.03.14, 22:26 UT	S05 W27 B <sub>0</sub> −7.1	27°	6	$9.31 \times 10^{20}$
110	NOAA 10992	2008.04.22, 00:38 UT	N14 E10 B <sub>0</sub> −4.9	21°	34	$2.36 \times 10^{21}$
111	EFR_001	1999.03.20, 03:13 UT	N10 W38 B <sub>0</sub> −7.0	41°	1	$4.90 \times 10^{20}$
112	EFR_002	1999.03.21, 02:39 UT	S16 E22 B <sub>0</sub> −7.0	23°	10	$1.09 \times 10^{21}$
113	EFR_003	1999.03.22, 03:37 UT	S22 E52 B <sub>0</sub> −6.9	52°	2	$3.20 \times 10^{20}$
114	EFR_004	1999.03.30, 19:59 UT	S02 E32 B <sub>0</sub> −6.6	32°	2	$2.86 \times 10^{20}$
115	EFR_005	1999.04.01, 22:18 UT	N16 E46 B <sub>0</sub> −6.5	51°	0	$4.94 \times 10^{20}$

Таблица 14. (*продолжение*)

1	2	3	4	5	6	7
116	EFR_006	1999.04.02, 23:39 UT	N17 W17 B <sub>0</sub> −6.4	28°	0	$8.19 \times 10^{19}$
117	EFR_007	1999.04.04, 18:11 UT	S22 E10 B <sub>0</sub> −6.3	19°	0	$3.64 \times 10^{20}$
118	EFR_008	1999.04.04, 21:51 UT	N20 E02 B <sub>0</sub> −6.3	26°	0	$2.43 \times 10^{20}$
119	EFR_009	1999.04.05, 04:56 UT	N16 W04 B <sub>0</sub> −6.3	23°	0	$7.33 \times 10^{19}$
120	EFR_010	1999.04.05, 07:44 UT	N23 W05 B <sub>0</sub> −6.3	30°	0	$2.84 \times 10^{20}$
121	EFR_011	1999.04.05, 03:06 UT	N30 E47 B <sub>0</sub> −6.3	58°	0	$4.88 \times 10^{20}$
122	EFR_012	1999.05.19, 15:39 UT	S23 E70 B <sub>0</sub> −2.2	71°	0	$8.19 \times 10^{20}$
123	EFR_013	1999.09.05, 03:56 UT	S20 W04 B <sub>0</sub> +7.2	27°	0	$5.28 \times 10^{20}$
124	EFR_014	1999.10.18, 09:15 UT	S21 W24 B <sub>0</sub> +5.6	36°	5	$4.39 \times 10^{20}$
125	EFR_015	1999.11.05, 02:36 UT	S12 E28 B <sub>0</sub> +3.9	32°	1	$3.99 \times 10^{20}$
126	EFR_016	1999.11.06, 03:50 UT	S23 E16 B <sub>0</sub> +3.8	31°	0	$2.63 \times 10^{20}$
127	EFR_017	1999.12.12, 13:23 UT	S00 W01 B <sub>0</sub> −0.6	1°	0	$7.78 \times 10^{20}$
128	EFR_018	1999.12.13, 02:14 UT	S01 E12 B <sub>0</sub> −0.6	12°	0	$1.70 \times 10^{20}$
129	EFR_019	2000.04.08, 01:10 UT	N25 W15 B <sub>0</sub> −6.1	35°	0	$4.57 \times 10^{20}$
130	EFR_020	2000.04.19, 17:49 UT	N17 W19 B <sub>0</sub> −5.2	29°	2	$5.85 \times 10^{20}$
131	EFR_021	2000.04.20, 03:59 UT	S22 E16 B <sub>0</sub> −5.2	23°	0	$2.27 \times 10^{20}$
132	EFR_022	2000.04.20, 04:25 UT	S27 E53 B <sub>0</sub> −5.2	55°	0	$3.01 \times 10^{20}$
133	EFR_023	2000.04.23, 07:36 UT	N02 E31 B <sub>0</sub> −4.9	32°	0	$3.79 \times 10^{19}$
134	EFR_024	2000.04.23, 10:53 UT	S24 W33 B <sub>0</sub> −4.9	38°	0	$3.20 \times 10^{20}$
135	EFR_025	2000.04.23, 12:04 UT	S01 E35 B <sub>0</sub> −4.9	35°	0	$6.04 \times 10^{19}$
136	EFR_026	2000.05.28, 01:09 UT	N21 E71 B <sub>0</sub> −1.1	72°	8	$> 2.22 \times 10^{21}$
137	EFR_027	2000.05.29, 19:12 UT	N30 E07 B <sub>0</sub> −0.9	31°	0	$8.11 \times 10^{19}$
138	EFR_028	2000.05.29, 18:50 UT	N10 E29 B <sub>0</sub> −0.9	31°	1	$6.93 \times 10^{20}$
139	EFR_029	2000.06.11, 02:30 UT	N07 E24 B <sub>0</sub> +0.6	25°	0	$4.06 \times 10^{19}$
140	EFR_030	2000.06.11, 07:21 UT	S33 W13 B <sub>0</sub> +0.6	36°	0	$5.00 \times 10^{20}$
141	EFR_031	2000.06.11, 17:11 UT	N14 E09 B <sub>0</sub> +0.6	16°	0	$3.44 \times 10^{20}$
142	EFR_032	2000.06.11, 23:15 UT	N10 E04 B <sub>0</sub> +0.7	10°	1	$6.62 \times 10^{20}$
143	EFR_033	2000.06.12, 17:00 UT	N06 W01 B <sub>0</sub> +0.7	5°	0	$3.38 \times 10^{20}$
144	EFR_034	2000.06.13, 03:58 UT	S25 W16 B <sub>0</sub> +0.8	30°	1	$6.65 \times 10^{20}$
145	EFR_035	2000.06.13, 15:20 UT	N07 W21 B <sub>0</sub> +0.9	22°	0	$4.11 \times 10^{19}$
146	EFR_036	2000.06.14, 22:15 UT	S25 E53 B <sub>0</sub> +1.0	58°	0	$> 9.39 \times 10^{20}$
147	EFR_037	2000.06.15, 08:41 UT	S15 E43 B <sub>0</sub> +1.1	45°	0	$3.48 \times 10^{20}$
148	EFR_038	2000.06.22, 20:33 UT	N24 E26 B <sub>0</sub> +2.0	33°	2	$1.60 \times 10^{21}$
149	EFR_039	2000.06.23, 14:41 UT	S03 E53 B <sub>0</sub> +2.1	53°	0	$1.16 \times 10^{20}$
150	EFR_040	2000.06.23, 20:45 UT	S21 E03 B <sub>0</sub> +2.1	23°	1	$3.42 \times 10^{20}$
151	EFR_041	2000.08.05, 12:55 UT	S15 W04 B <sub>0</sub> +6.1	21°	0	$1.01 \times 10^{20}$
152	EFR_042	2000.08.07, 18:41 UT	S12 E42 B <sub>0</sub> +6.3	46°	2	$5.67 \times 10^{20}$
153	EFR_043	2000.08.07, 20:53 UT	S10 E39 B <sub>0</sub> +6.3	42°	0	$2.02 \times 10^{20}$
154	EFR_044	2000.08.24, 11:21 UT	N36 W10 B <sub>0</sub> +7.0	30°	4	$7.95 \times 10^{20}$
155	EFR_045	2000.11.26, 12:58 UT	N03 W06 B <sub>0</sub> +1.3	6°	0	$3.51 \times 10^{20}$
156	EFR_046	2000.11.26, 15:52 UT	S49 E37 B <sub>0</sub> +1.3	60°	0	$2.55 \times 10^{20}$
157	EFR_047	2001.01.04, 01:18 UT	S12 W48 B <sub>0</sub> −3.3	48°	0	$3.84 \times 10^{20}$
158	EFR_048	2001.01.06, 14:06 UT	N11 E11 B <sub>0</sub> −3.6	19°	0	$3.57 \times 10^{20}$
159	EFR_049	2001.03.04, 14:36 UT	N26 E59 B <sub>0</sub> −7.2	66°	0	$5.96 \times 10^{20}$

Таблица 14. (*продолжение*)

1	2	3	4	5	6	7
160	EFR_050	2001.03.04, 15:30 UT	S12 W04 B <sub>0</sub> −7.2	6°	1	$2.72 \times 10^{20}$
161	EFR_051	2001.03.05, 02:09 UT	S12 E16 B <sub>0</sub> −7.2	17°	0	$1.92 \times 10^{20}$
162	EFR_052	2001.03.06, 06:43 UT	S14 W20 B <sub>0</sub> −7.2	20°	0	$3.88 \times 10^{20}$
163	EFR_053	2001.03.07, 01:05 UT	N06 E29 B <sub>0</sub> −7.2	31°	0	$1.79 \times 10^{20}$
164	EFR_054	2001.03.07, 07:27 UT	N08 E27 B <sub>0</sub> −7.2	31°	1	$2.40 \times 10^{20}$
165	EFR_055	2001.03.07, 00:37 UT	S15 E05 B <sub>0</sub> −7.2	10°	1	$7.62 \times 10^{20}$
166	EFR_056	2001.03.10, 22:08 UT	S11 E15 B <sub>0</sub> −7.2	15°	4	$1.14 \times 10^{21}$
167	EFR_057	2001.03.11, 04:51 UT	S25 W52 B <sub>0</sub> −7.2	52°	0	$8.23 \times 10^{19}$
168	EFR_058	2001.03.24, 03:16 UT	S08 W01 B <sub>0</sub> −6.9	1°	0	$1.66 \times 10^{20}$
169	EFR_059	2001.03.25, 01:25 UT	S01 E36 B <sub>0</sub> −6.9	36°	0	$4.78 \times 10^{20}$
170	EFR_060	2001.04.18, 22:45 UT	S23 E53 B <sub>0</sub> −5.3	54°	0	$2.10 \times 10^{20}$
171	EFR_061	2001.04.19, 05:23 UT	S15 W05 B <sub>0</sub> −5.3	11°	1	$6.65 \times 10^{20}$
172	EFR_062	2001.05.10, 06:12 UT	N08 E38 B <sub>0</sub> −3.2	39°	0	$2.12 \times 10^{20}$
173	EFR_063	2001.05.10, 13:21 UT	N19 E16 B <sub>0</sub> −3.1	27°	0	$8.56 \times 10^{19}$
174	EFR_064	2001.05.10, 16:49 UT	S12 E63 B <sub>0</sub> −3.1	63°	0	$2.52 \times 10^{20}$
175	EFR_065	2001.05.11, 22:18 UT	S13 E46 B <sub>0</sub> −3.0	47°	0	$3.33 \times 10^{20}$
176	EFR_066	2001.05.12, 17:27 UT	N27 W06 B <sub>0</sub> −2.9	31°	0	$7.88 \times 10^{20}$
177	EFR_067	2001.08.27, 10:19 UT	N11 E16 B <sub>0</sub> +7.1	16°	0	$3.34 \times 10^{20}$
178	EFR_068	2001.09.29, 22:54 UT	S22 E42 B <sub>0</sub> +6.7	50°	0	$3.27 \times 10^{20}$
179	EFR_069	2001.09.30, 05:17 UT	S05 W03 B <sub>0</sub> +6.7	12°	8	$9.14 \times 10^{20}$
180	EFR_070	2001.10.12, 04:40 UT	N36 W09 B <sub>0</sub> +6.0	31°	0	$2.08 \times 10^{20}$
181	EFR_071	2001.10.12, 23:10 UT	S09 E04 B <sub>0</sub> +5.9	15°	0	$1.10 \times 10^{20}$
182	EFR_072	2001.10.13, 00:30 UT	S06 W09 B <sub>0</sub> +5.9	15°	0	$4.28 \times 10^{20}$
183	EFR_073	2001.10.13, 23:06 UT	S11 W18 B <sub>0</sub> +5.8	25°	0	$2.39 \times 10^{20}$
184	EFR_074	2002.01.19, 21:02 UT	S40 E50 B <sub>0</sub> −4.9	57°	0	$1.36 \times 10^{20}$
185	EFR_075	2002.01.26, 01:47 UT	N11 E34 B <sub>0</sub> −5.5	37°	0	$3.43 \times 10^{20}$
186	EFR_076	2002.02.20, 15:37 UT	N01 E04 B <sub>0</sub> −7.0	9°	1	$4.07 \times 10^{20}$
187	EFR_077	2002.02.24, 19:05 UT	N04 W32 B <sub>0</sub> −7.1	34°	0	$1.18 \times 10^{20}$
188	EFR_078	2002.02.25, 18:39 UT	N03 W15 B <sub>0</sub> −7.1	18°	0	$6.29 \times 10^{20}$
189	EFR_079	2002.02.25, 21:17 UT	S11 E70 B <sub>0</sub> −7.1	69°	0	$3.47 \times 10^{20}$
190	EFR_080	2002.02.26, 05:20 UT	N05 W52 B <sub>0</sub> −7.1	53°	0	$2.29 \times 10^{20}$
191	EFR_081	2002.02.27, 20:59 UT	N11 E03 B <sub>0</sub> −7.2	19°	0	$1.81 \times 10^{20}$
192	EFR_082	2002.04.05, 16:40 UT	S09 E25 B <sub>0</sub> −6.3	25°	1	$4.52 \times 10^{20}$
193	EFR_083	2002.05.12, 07:18 UT	S24 E20 B <sub>0</sub> −3.0	28°	2	$7.72 \times 10^{20}$
194	EFR_084	2002.05.14, 01:07 UT	S06 E30 B <sub>0</sub> −2.8	30°	1	$4.50 \times 10^{20}$
195	EFR_085	2002.05.14, 02:10 UT	S25 E00 B <sub>0</sub> −2.7	22°	0	$9.04 \times 10^{20}$
196	EFR_086	2002.05.14, 22:35 UT	S23 W16 B <sub>0</sub> −2.7	26°	0	$4.02 \times 10^{20}$
197	EFR_087	2002.07.29, 08:40 UT	S34 E30 B <sub>0</sub> +5.5	49°	1	$4.58 \times 10^{20}$
198	EFR_088	2002.08.01, 06:45 UT	N05 E06 B <sub>0</sub> +5.8	6°	1	$5.05 \times 10^{20}$
199	EFR_089	2002.09.23, 23:38 UT	N17 E33 B <sub>0</sub> +6.9	34°	0	$3.79 \times 10^{20}$
200	EFR_090	2003.10.25, 11:04 UT	S12 E74 B <sub>0</sub> +4.9	76°	2	$8.76 \times 10^{20}$
201	EFR_091	2003.10.26, 05:00 UT	N08 E53 B <sub>0</sub> +4.9	52°	2	$3.81 \times 10^{20}$
202	EFR_092	2003.11.09, 06:10 UT	N23 E22 B <sub>0</sub> +3.5	29°	0	$5.71 \times 10^{20}$
203	EFR_093	2004.01.31, 12:01 UT	N23 E41 B <sub>0</sub> −5.9	50°	0	$3.14 \times 10^{20}$

Таблица 14. (*продолжение*)

1	2	3	4	5	6	7
204	EFR_094	2004.02.01, 06:57 UT	S21 E42 B <sub>0</sub> –5.9	43°	0	$2.08 \times 10^{20}$
205	EFR_095	2004.02.01, 19:03 UT	S18 W50 B <sub>0</sub> –6.0	50°	0	$8.39 \times 10^{20}$
206	EFR_096	2004.02.14, 17:59 UT	S02 E35 B <sub>0</sub> –6.7	35°	0	$5.07 \times 10^{20}$
207	EFR_097	2004.02.23, 21:55 UT	S08 W08 B <sub>0</sub> –7.1	8°	0	$1.43 \times 10^{20}$
208	EFR_098	2004.04.30,~07:14 UT	S11 W63 B <sub>0</sub> –4.2	63°	0	$> 7.07 \times 10^{20}$
209	EFR_099	2004.07.08, 00:06 UT	N03 W35 B <sub>0</sub> +3.6	35°	0	$5.40 \times 10^{20}$
210	EFR_100	2004.07.11, 04:53 UT	S10 E13 B <sub>0</sub> +4.0	19°	2	$4.14 \times 10^{20}$
211	EFR_101	2004.07.11, 08:57 UT	S06 W43 B <sub>0</sub> +4.0	44°	0	$9.08 \times 10^{20}$
212	EFR_102	2004.07.11, 19:04 UT	N17 W18 B <sub>0</sub> +4.0	22°	0	$1.46 \times 10^{20}$
213	EFR_103	2004.07.11, 18:20 UT	N09 W27 B <sub>0</sub> +4.0	27°	0	$6.77 \times 10^{20}$
214	EFR_104	2005.05.28, 21:53 UT	S06 E14 B <sub>0</sub> –0.9	15°	1	$2.75 \times 10^{20}$
215	EFR_105	2005.07.12, 14:11 UT	N05 E60 B <sub>0</sub> +4.0	59°	2	$1.24 \times 10^{21}$
216	EFR_106	2008.03.07, 05:01 UT	S07 W12 B <sub>0</sub> –7.2	12°	0	$1.77 \times 10^{20}$
217	EFR_107	2008.03.07, 17:41 UT	S29 W16 B <sub>0</sub> –7.2	26°	0	$2.07 \times 10^{20}$
218	EFR_108	2008.03.09, 09:25 UT	N03 E09 B <sub>0</sub> –7.2	13°	0	$3.01 \times 10^{20}$
219	EFR_109	2008.03.09, 15:12 UT	S07 E72 B <sub>0</sub> –7.2	71°	0	$4.05 \times 10^{20}$
220	EFR_110	2008.03.13, 02:02 UT	N10 E11 B <sub>0</sub> –7.2	20°	0	$4.20 \times 10^{20}$
221	EFR_111	2008.03.14, 03:14 UT	S32 E08 B <sub>0</sub> –7.2	26°	0	$1.66 \times 10^{20}$
222	EFR_112	2008.04.21, 16:55 UT	S32 E02 B <sub>0</sub> –4.9	27°	0	$2.38 \times 10^{20}$
223	EFR_113	2008.04.22, 10:30 UT	N19 W14 B <sub>0</sub> –4.9	27°	0	$1.30 \times 10^{20}$
224	EFR_114	2008.04.23, 07:47 UT	N28 E12 B <sub>0</sub> –4.8	35°	0	$> 1.98 \times 10^{20}$