

## ОБРАЗОВАНИЕ КОРОНАЛЬНЫХ ВЫБРОСОВ МАССЫ В СОЛНЕЧНОЙ КОРОНЕ И РАСПРОСТРАНЕНИЕ В ГЕЛИОСФЕРЕ ПОРОЖДАЕМЫХ ИМИ ПЛАЗМЕННЫХ ПОТОКОВ

© 2019 г. В. А. Слемзин<sup>a,\*</sup>, Ф. Ф. Горяев<sup>a</sup>, Д. Г. Родькин<sup>a</sup>, Ю. С. Шугай<sup>b</sup>, С. В. Кузин<sup>a</sup>

<sup>a</sup> Физический институт им. П.Н. Лебедева РАН (ФИАН), Москва, Россия

<sup>b</sup> МГУ им. М.В. Ломоносова, Научно-исследовательский институт ядерной физики им. Д.В. Скобельцына (НИИЯФ МГУ), Москва, Россия

\*e-mail: [slemzinva@lebedev.ru](mailto:slemzinva@lebedev.ru)

Поступила в редакцию 05.12.2018 г.

После доработки 20.03.2019 г.

Принята к публикации 25.03.2019 г.

Представлен обзор исследований корональных выбросов массы (КВМ) и распространения в гелиосфере производных от них транзитных потоков межпланетных корональных выбросов массы (МКВМ) в солнечном ветре. Рассматриваются основные параметры МКВМ, их отличия от других типов потоков солнечного ветра, корреляция частоты выбросов со вспышками и состоянием солнечной активности. Особое внимание уделяется формированию и моделированию ионного состава плазмы КВМ/МКВМ, который является одним из ключевых факторов идентификации типов потоков и их источников, особенно в сложных комплексных структурах, образующихся в гелиосфере при взаимодействии потоков. Рассматриваются модели прогнозирования параметров потоков солнечного ветра по данным наблюдений. Обзор содержит перечни источников данных о корональных выбросах и баз данных о параметрах потоков солнечного ветра, а также многочисленные ссылки на работы по исследованиям рассматриваемых явлений.

DOI: 10.1134/S0367292119100081

### 1. ВВЕДЕНИЕ. ТИПЫ ПОТОКОВ СОЛНЕЧНОГО ВЕТРА

В введущихся более 50 лет измерениях параметров солнечного ветра (СВ) в околоземном и межпланетном пространстве наблюдаются как долговременные вариации, связанные с циклами солнечной активности, так и кратковременные периодические и непериодические изменения, обусловленные переменностью солнечных источников СВ.

Крупномасштабные потоки солнечного ветра разделяются на медленные и быстрые в зависимости от скорости, регистрируемой приборами на космических аппаратах (КА) “*in-situ*”, т.е. с помощью зондов непосредственно в потоке солнечного ветра. Солнечный ветер со скоростью менее 400–450 км/с (см., например, [1]) рассматривается как медленный, со скоростями более 450–500 км/с – как быстрый. Иногда при скорости более 725 км/с солнечный ветер называется сверхбыстрым [2]. Средние величины скорости, плотности и температуры протонов изменяются от цикла к циклу и связаны с уровнем солнечной активности. В качестве примера, в табл. 1 приведены средние значения скорости, плотности и тем-

пературы протонов солнечного ветра для фазы роста 22-го (1986–1989 гг.), 23-го (1996–2000 гг.) и 24-го (2009–2014 гг.) солнечных циклов [3]. Величина потока протонов солнечного ветра на расстоянии 1 а.е. от Солнца, усредненная за длительный период времени, изменяется от  $2 \times 10^8 \text{ см}^{-2} \cdot \text{с}^{-1}$  для высокоскоростной части СВ до  $4 \times 10^8 \text{ см}^{-2} \cdot \text{с}^{-1}$  в потоке медленного ветра [4].

В солнечном ветре выделяют следующие типы крупномасштабных потоков, ассоциирующихся с основными источниками в солнечной короне: квазистационарные высокоскоростные потоки (ВСП) из корональных дыр (КД) (далее, ВСП КД), гелиосферный токовый слой, транзитные потоки солнечного ветра: межпланетные корональные выбросы массы (МКВМ), связанные с корональными выбросами массы (КВМ), и потоки медленного солнечного ветра из стримеров и других локальных и нелокальных источников. Кроме крупномасштабных потоков в солнечном ветре могут возникать возмущения вследствие взаимодействия перечисленных потоков: ударные волны, области сжатия и их комбинации с основными потоками, тангенциальные и враща-

**Таблица 1.** Средние параметры СВ для периодов фазы роста 22-го (1986–1989), 23-го (1996–2000) и 24-го (2009–2014) солнечных циклов [3]

Цикл (годы)/параметры СВ	22 (1986–1989)	23 (1996–2000)	24 (2009–2014)
Скорость, км/с	443.4 ± 99.9	420.2 ± 82.7	398.8 ± 81.4
Плотность, см <sup>-3</sup>	8.3 ± 5.1	7.2 ± 4.2	5.8 ± 3.4
Температура (10 <sup>3</sup> К)	112.6 ± 85.2	89.6 ± 66.5	75.6 ± 58.9
Магнитное поле, нТл	4.7 ± 2.6	4.1 ± 2.1	3.2 ± 1.8

тельные разрывы. Более подробно классификация возмущений солнечного ветра, связанных с крупномасштабными потоками, их признаки и геоэффективность рассматриваются в статьях [5, 6].

По данным [5] как средние параметры солнечного ветра, так и соотношения между различными типами потоков зависят от фазы цикла солнечной активности. В период 23-го солнечного цикла (1998–2008 гг.) ВСП КД составлял от 16 до 80% с максимумами на фазах роста и спада активности, транзиентные потоки составляли от 5 до 30% от всего потока солнечного ветра с максимумом, совпадающим с максимумом солнечной активности, медленный ветер из пояса стримеров составлял от 16 до 40% с максимумами в промежутках между максимумами первых двух типов.

Согласно статистическим данным [7–10], из трех типов потоков наиболее геоэффективными (т.е. с большей вероятностью вызывающими сильные магнитные бури) являются МКВМ в комбинации с предшествующими им ударными волнами и областями сжатия. При этом МКВМ возникают вследствие спонтанных явлений в солнечной короне, в то время как другие типы потоков связаны с долговременными изменениями в структуре солнечной атмосферы, по которым можно заранее предсказать появление этих потоков с достаточно высокой вероятностью. В случае МКВМ более-менее надежного прогноза характеристик солнечного ветра можно достичь только при непрерывном мониторинге состояния солнечной активности с высоким (минутным) временным разрешением и моделировании характеристик потока по совокупности данных наблюдений возможных источников в различных диапазонах спектра.

Целью настоящего обзора является рассмотрение основных свойств МКВМ, их источников, процессов формирования, распространения и прогнозирования по данным наблюдений в экстремальном ультрафиолетовом (ЭУФ) и видимом диапазонах спектра. Поскольку во многих случаях в солнечном ветре наблюдаются не “чистые” транзиенты, а комплексные структуры, возникающие при взаимодействии двух или нескольких

потоков одного или разных типов, мы кратко рассматриваем и другие типы потоков – ВСП КД и медленного ветра, поскольку в случаях такого взаимодействия возникающие возмущения солнечного ветра и их последствия зависят от типов и источников взаимодействующих потоков.

## 2. ДАННЫЕ О ПАРАМЕТРАХ И ИСТОЧНИКАХ СОЛНЕЧНОГО ВЕТРА

Впервые существование потока солнечной плазмы в околоземном космическом пространстве было открыто с помощью приборов на советских КА “Луна-2” и “Луна-3” (1959 г.). Позже потоки солнечной плазмы в гелиосфере были зафиксированы на американской станции “Маринер-2” (1962 г.) и советской станции “Венера-3” (1965 г.). Систематические исследования солнечного ветра были начаты на КА Helios-1 (1974–1986 гг.) и Helios-2 (1976–1980 гг.), запущенных на околосолнечные эллиптические орбиты с перигелиями 0.31 и 0.29 а.е. Детальное описание приборов, установленных на этих КА и полученных результатах, можно найти в книге [1]. Измерения параметров солнечного ветра за пределами магнитосферы Земли проводятся в точке Лагранжа L1 (ACE с 1997 г., Wind с 1994 г.), на околосолнечной (STEREO с 2006 г.) и геостационарной орбитах (DSCOVR с 2015 г.). КА ULYSSES, запущенный на околосолнечную орбиту в 1990 г., исследовал солнечный ветер в трех пролетах над полярными областями Солнца в 1994–1995, 2000–2001 и 2006–2007 гг. [11–15]. Подробная информация по этим и другим космическим аппаратам и приборам, данные которых наиболее часто используются при анализе параметров солнечного ветра, приводится в книге [16] и указанных в ней ссылках. Данные о КА и приборах для исследования солнечного ветра приведены в табл. 2.

Сводные данные о параметрах солнечного ветра с нескольких КА собраны на сайте OMNIWeb Центра космических полетов им. Говарда, США (<https://omniweb.gsfc.nasa.gov>). Кроме данных солнечного ветра, в исследованиях процессов формирования КВМ в нижней короне Солнца ис-

Таблица 2. Космические аппараты и приборы для измерений параметров СВ

КА, период работы, позиция	Приборы	Измеряемые параметры и диапазон	Сайт данных
Helios-1(A), 1974–1986 гг., эллипт. орб, перигелий 0.3 а.е.; Helios-2(B), 1976–1980 гг. эллипт. орб., перигелий 0.29 а.е.	1) анализаторы протонов и альфа-частиц, детектор электронов; 2) 2 магнитометра; 3) детектор энергии протонов и электронов	скорость, плотность, температура протонов и электронов (231 эВ–16 кэВ) параметры векторного магнитного поля в диапазонах 1.2–410 нТ и напряженность 25–225 нТ энергия протонов в диапазоне 0.1–800 МэВ и электронов 0.05–5 МэВ	<a href="http://helios-data.ssl.berkeley.edu">http://helios-data.ssl.berkeley.edu</a>
Advanced Composition Explorer (ACE) 1997–н.в., L1	1) монитор электронов, протонов и альфа-частиц (EPAM); 2) магнитометр (MAG); 3) монитор электронов, протонов и альфа-частиц солнечного ветра (SWEPAM); 4) ионный масс-спектрометр солнечного ветра (SWIMS); 5) спектрометр ионного состава солнечного ветра (SWICS)	1) параметры электронов и ионов, $E=0.03–5$ МэВ 2) параметры векторного магнитного поля 3) скорость, плотность, температура протонов и сверх-тепловых электронов, $E = 1–900$ эВ и He, $E = 0.26–35$ кэВ 4) изотопный состав СВ 5) зарядовый состав ионов СВ от H до Fe	<a href="http://www.srl.caltech.edu/ACE/">http://www.srl.caltech.edu/ACE/</a>
ULYSSES, 1990–2008 гг., 3 орбиты над солнечными полюсами	1) спектрометр ионного состава солнечного ветра (SWICS); 2) наблюдения солнечного ветра над полюсами Солнца (SWOOPS)	1) Зарядовый состав ионов СВ от H до Fe 2) 3D-распределения параметров электронов и ионов	<a href="http://ufa.esac.esa.int/ufa/#data">http://ufa.esac.esa.int/ufa/#data</a>
Wind, 1994–н.в., L1	1) эксперимент по солнечному ветру (SWE); 2) 3D-анализатор плазмы; 3) исследование магнитного поля (MFI)	1) параметры протонов, ионов и электронов 2) параметры ионов и электронов, $E = 3$ эВ–30 кэВ 3) параметры межпланетного магнитного поля	<a href="https://wind.nasa.gov">https://wind.nasa.gov</a>
STEREO-A, B Движение по орбите Земли: STEREO A-опережение, STEREO B-отставание, 2006–н.в.	1) солнечно-земные связи, корональные и гелиосферные исследования (SECCHI); 2) in-situ измерения частиц и КВМ транзиенты (IMPACT); 3) состав плазмы и надтепловых ионов (PLASTIC)	1) изображения Солнца в ЭУФ (EUVI), видимой короны (COR1, COR2) 2) параметры протонов, электронов и ионов разных энергий, магнитного поля 3) параметры протонов, альфа частиц и тяжелых ионов, элементный и зарядовый состав	<a href="https://stereo-ssc.nascom.nasa.gov">https://stereo-ssc.nascom.nasa.gov</a>
Deep Space Climate Observatory (DSCOVR), 2015–н.в., L1	датчик плазмы солнечного ветра и магнитометр (PLASMAG)	параметры протонов, ионов и электронов СВ, величина и направление магнитного поля	<a href="https://www.ngdc.noaa.gov/dscovr/">https://www.ngdc.noaa.gov/dscovr/</a>

**Таблица 3.** Каталоги КВМ/МКВМ и связанных с ними явлений на Солнце

Каталог	Описание	Ресурс
ИКИ	Данные СВ и классификация потоков с 1976 г. по н.в.	<a href="ftp://ftp.iki.rssi.ru/pub/omni/catalog/">ftp://ftp.iki.rssi.ru/pub/omni/catalog/</a>
R&C (ACE)	Каталог МКВМ с 1996 г. по настоящее время	<a href="http://www.srl.caltech.edu/ACE/ASC/DATA/level3/icmetable2.htm">http://www.srl.caltech.edu/ACE/ASC/DATA/level3/icmetable2.htm</a>
GMU	Каталог МКВМ и соответствующих им КВМ с 2007 по 2017 г.	<a href="http://solar.gmu.edu/heliophysics/index.php/GMU_CME/ICME_List">http://solar.gmu.edu/heliophysics/index.php/GMU_CME/ICME_List</a>
Wind ICME List	Каталог МКВМ с 1995 по 2015 г.	<a href="https://wind.nasa.gov/fullcatalogue.php">https://wind.nasa.gov/fullcatalogue.php</a>
USTC ICME List	Каталог МКВМ с 1995 по 2016 г.	<a href="http://space.ustc.edu.cn/dreams/wind_icmes/">http://space.ustc.edu.cn/dreams/wind_icmes/</a>
Lepping Magnetic Cloud List	Каталог магнитных облаков с 1995 по 2007 г.	<a href="https://wind.gsfc.nasa.gov/mfi/mag_cloud_pub1.html">https://wind.gsfc.nasa.gov/mfi/mag_cloud_pub1.html</a>
CDAW	Каталог КВМ по данным LASCO с 1996 по 2018 г.	<a href="https://cdaw.gsfc.nasa.gov/CME_list/">https://cdaw.gsfc.nasa.gov/CME_list/</a>
CACTus	Каталог КВМ по данным STEREO и LASCO	<a href="http://sidc.oma.be/cactus/">http://sidc.oma.be/cactus/</a>
SEEDs	Каталоги КВМ по данным LASCO и STEREO	<a href="http://spaceweather.gmu.edu/seeds/">http://spaceweather.gmu.edu/seeds/</a>
SolarDemon	Каталог вспышек, диммингов и EIT-волн с 2010 г. по настоящее время	<a href="http://solardemon.oma.be/">http://solardemon.oma.be/</a>
CORIMP	Каталог КВМ с 2000 по 2016 г. По данным LASCO	<a href="http://alshamess.ifa.hawaii.edu/CORIMP/">http://alshamess.ifa.hawaii.edu/CORIMP/</a>
HELcats	Каталог данных о КВМ в гелиосфере, включая изображения с гелиосферных камер (HI) на КА STEREO-A, B	<a href="https://www.helcats-fp7.eu/">https://www.helcats-fp7.eu/</a>
GOES	Мягкий рентген, вспышки	<a href="https://satdat.ngdc.noaa.gov/sem/goes/data/">https://satdat.ngdc.noaa.gov/sem/goes/data/</a>
RHESSI	Жесткий рентген	<a href="https://hesperia.gsfc.nasa.gov/rhessi3/data/">https://hesperia.gsfc.nasa.gov/rhessi3/data/</a>

пользуются изображения и спектры Солнца в ЭУФ и рентгеновском диапазонах, получаемые с космических телескопов обсерваторий SOHO/EIT (<https://sohowww.nascom.nasa.gov/data/archive/>), STEREO/SECCHI (<https://stereo-ssc.nascom.nasa.gov/cgi-bin/images>), RHESSI (<https://hesperia.gsfc.nasa.gov/rhessi3/data/solar-data-browsing/index.html>), HINODE ([https://hinode.msfc.nasa.gov/data\\_archive.html](https://hinode.msfc.nasa.gov/data_archive.html)), SDO/AIA (<https://sdo.gsfc.nasa.gov/data>), PROBA2/SWAP (<http://proba2.sidc.be/data/SWAP>). Основные параметры солнечного ветра, включая скорость, плотность и температуру потоков, а также изображения и спектры Солнца можно получить на сайте Виртуальной солнечной обсерватории VSO (<https://sdac.virtualsolar.org/cgi/search>).

В табл. 3 приведен список каталогов КВМ, МКВМ и сопутствующих явлений, которые составляются на основании анализа параметров

солнечного ветра, получаемых с космических аппаратов.

### 3. ОСОБЕННОСТИ ПОТОКОВ СОЛНЕЧНОГО ВЕТРА И ИХ ИСТОЧНИКИ НА СОЛНЦЕ

#### 3.1. Высокоскоростной солнечный ветер из корональных дыр

Основными признаками ВСП КД в солнечном ветре, регистрируемом на орбите Земли, являются: скачок скорости протонов по сравнению со значениями, характерными для медленного ветра, на 100 км/с или более и сохранение скорости на этом уровне от нескольких часов до 2 суток с последующим ее плавным снижением; понижение плотности протонов и напряженности магнитного поля ниже фоновых значений медленного ветра; повышение протонной температуры до  $10^5$  К и выше; увеличение протонного  $\beta$  плазмы –

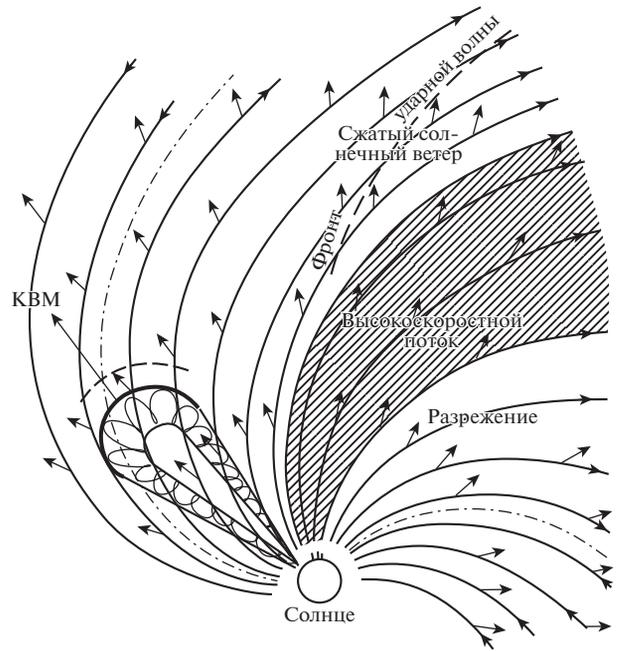
отношения теплового давления протонов к магнитному давлению,  $\beta = NkT/(B^2/8\pi)$  ( $N$  и  $T$  – плотность и температура протонов,  $B$  – напряженность магнитного поля) – выше 1 (рис. 1). Источники ВСП КД ассоциируются с областями открытого магнитного поля. КД проявляются на ЭУФ и рентгеновских изображениях Солнца в виде крупномасштабных областей пониженной яркости [17–20]. Отметим, что при наблюдениях в хромосферной линии нейтрального гелия 10830 Å КД имеют, наоборот, повышенную яркость по сравнению с окружающими спокойными областями [21–24].

При электронной температуре спокойной корональной плазмы 1–2 МК [25] температура плазмы в центре КД в пределах гидростатической шкалы высот составляет в среднем ~0.8 МК [19, 24] при плотности плазмы в несколько раз меньше плотности окружающей короны [26], поэтому яркость КД на солнечном диске в ЭУФ-диапазоне ниже яркости других участков короны.

Наибольший контраст КД достигается в спектральных изображениях Солнца в каналах с характерной температурой 2–3 МК. Формирование ВСП КД происходит вследствие того, что в областях открытого магнитного поля потоки плазмы, истекающие из хромосферы, нагреваются в переходном слое до температур 0.8–1.0 МК, ускоряются за счет градиента давления и преодолевают гравитацию. Одним из возможных источников энергии, необходимой для формирования ВСП, является ее передача из нижних слоев атмосферы низкочастотными альвеновскими волнами [27].

Время жизни одной КД может составлять от 1 до 20 оборотов Солнца (короткоживущие, до нескольких суток, участки потемнений не всегда являются областями открытого магнитного поля, а, например, могут быть диммингами, образующимися в результате эрупции). Однако, кроме обширных полярных КД, иногда простирающихся до противоположного полюса, в разные периоды солнечного цикла могут существовать небольшие низкоширотные КД, часто расположенные около активных областей. Параметры солнечного ветра, связанные с такими КД, могут отличаться от параметров полярных КД [28]. Эмпирически установлено, что максимальная скорость ВСП пропорциональна площади КД (для некоторых периодов наблюдается более высокая корреляция с квадратным корнем из площади) в центральной части солнечного диска, в области  $\pm 10^\circ$ – $30^\circ$  по долготе и  $\pm 45^\circ$ – $60^\circ$  по широте [29–31].

Возмущение солнечного ветра, связанное с ВСП, можно структурно разделить на следующие части: переднюю кромку потока (“Stream Interaction Region” – SIR) с повышенной плотностью и напряженностью магнитного поля, основную



**Рис. 1.** Структура ММП и распространение потоков СВ в плоскости эклиптики. Сплошными линиями показаны силовые линии межпланетного магнитного поля (ММП), штрих-пунктиром – секторные границы, разделяющие ММП разного знака. Заштрихованный сектор обозначает ВСП КД, короткие стрелки – направление движения медленного (фоновое) СВ), длинная стрелка – движение КВМ. Пунктирными линиями показаны фронты ударных волн, образующихся при взаимодействии ВСП и КВМ с медленным СВ.

часть (“тело”) потока и задний край (“trailing edge”). Передняя кромка представляет собой область взаимодействия ВСП и низкоскоростного солнечного ветра, отделяющая плазму отчетливо разных свойств и происхождения. Передняя кромка ВСП (SIR) длится около суток и характеризуется скачком скорости, а также повышенными значениями плотности и межпланетного магнитного поля по сравнению с значениями этих параметров в “теле” ВСП, которое может существовать 4–6 суток [30, 32]. Взаимодействие между медленным ветром и ВСП может приводить к формированию ударной волны в солнечном ветре.

Часто передняя кромка ВСП КД приходит в точку L1 с максимальной скоростью (рис. 1), которая соответствует максимуму площади КД в указанной выше центральной части солнечного диска [30]. Как показывает практика прогнозирования, этот максимум в случаях КД простой формы соответствует моменту пересечения центрального солнечного меридиана геометрическим центром КД.

КД, существующие в течение нескольких оборотов Солнца, создают рекуррентные ВСП, вращающиеся синхронно с Солнцем. В этом случае, передняя кромка потока обозначается как “Corotating Interaction Region” (CIR, коротирующая область взаимодействия потоков). По статистике [10], если такие структуры приходят к Земле с отрицательной компонентой магнитного поля  $B_z$ , то, взаимодействуя с магнитосферой, в большинстве случаев они вызывают геомагнитные возмущения средней интенсивности (значения Dst индекса до  $-100$  нТ).

### 3.2. Межпланетные корональные выбросы массы

МКВМ — это относительно сложные по структуре магнитоплазменные сгустки, регистрируемые в солнечном ветре, в том числе на орбите Земли, которые, предположительно являются проявлениями КВМ. На орбите Земли возмущения солнечного ветра, идентифицируемые как МКВМ, регистрируются в течение времени от нескольких часов до двух суток. КВМ формируются в результате активных процессов на Солнце, в ходе которых происходят выбросы коронального вещества, связанные со вспышками или без вспышек [33, 34].

С наблюдательной точки зрения, формирование МКВМ происходит в 4 этапа: 1) извержение плазмы с формированием и расширением магнитного жгута (“flux rope”) в короне, наблюдаемое ЭУФ-телескопами от поверхности и до расстояний  $1.3–1.7$  солнечных радиусов ( $R_{\text{Sun}}$ ) от центра Солнца; 2) появление КВМ в поле зрения коронографов над лимбом, обычно на расстоянии более  $2R_{\text{Sun}}$ ; 3) распространение и эволюция КВМ в гелиосфере, и 4) появление МКВМ в точке наблюдения солнечного ветра, чаще всего регистрируемое в точке Лагранжа L1 по отклонениям параметров солнечного ветра от фоновых значений [35, 36]. МКВМ наиболее часто являются причиной сильных магнитных бурь [7, 9].

Основными признаками МКВМ, наиболее часто встречающимися при идентификации этих возмущений солнечного ветра, являются повышенная скорость и плотность протонов с последующим плавным спадом; повышенная напряженность магнитного поля; падение протонной температуры  $T_p$  ниже  $0.5T_{\text{exp}}$ , где  $T_{\text{exp}}$  значение температуры, ожидаемой по величине скорости, исходя из зависимости, установленной для квазистационарных потоков за длительный период времени; низкое значение протонного параметра плазмы  $\beta < 1$ .

Из других характерных признаков МКВМ, важных для их идентификации, следует отметить аномалии ионного состава солнечного ветра [37]: повышенное содержание альфа-частиц по отно-

шению к протонам  $\text{He}^{++}/\text{H}^+ > 0.08$ ; повышенное отношение плотностей ионов кислорода высокой кратности ионизации  $\text{O}^{7+}/\text{O}^{6+} > 1$ ; повышенный средний заряд ионов железа  $\langle Q_{\text{Fe}} \rangle = 12$  и более; высокие значения отношения плотностей железа и кислорода  $\text{Fe}/\text{O}$  в сравнении с фотосферным значением (FIP bias)  $> 5$ ; а также двунаправленное распределение по питч-углам (от Солнца и к Солнцу) потоков надтепловых электронов [36–38]. Следует отметить, что не все указанные признаки проявляются в каждом МКВМ и указанные критерии зависят от уровня солнечной активности. В частности, в периоды минимума солнечной активности возникают слабые возмущения солнечного ветра (“ICME-like transients”) с параметрами скорости и напряженности магнитного поля, близкими к скорости медленного ветра [39], у которых может отчетливо проявляться всего 2–3 признака.

МКВМ по своим параметрам подразделяются на два типа: “магнитные облака” (МО) (“magnetic clouds (MC)”), отличающиеся несколько большим модулем напряженности магнитного поля, и тем, что в пределах МО происходит вращение поперечной к оси жгута компоненты магнитного поля; и “эжекта” (“ejecta”), в которых магнитное поле более слабое и нет вращения его вектора [5, 37, 40, 41].

При скорости КВМ относительно окружающего солнечного ветра больше локальной альвеновской скорости фонового ветра возникают возмущения — ударные волны и области сжатия [5, 42]. Наиболее высокая геоэффективность транзитных потоков солнечного ветра достигается в событиях, в которых область сжатия предшествует МКВМ типа МО [10].

### 3.3. Медленный солнечный ветер

Медленный солнечный ветер — это потоки плазмы, распространяющиеся в поясе и цепочках корональных стримеров, а также истекающие из активных областей, границ низкоширотных КД и областей спокойного Солнца, в которых проявляется мелкомасштабная солнечная активность [28, 43–48]. Рассматривают еще один механизм формирования медленного солнечного ветра. Согласно работе [49] предполагается, что в узкой области максимальной плотности пояса стримеров над вершиной его шлемовидного основания медленный ветер представляет собой последовательность движущихся в направлении от Солнца сгустков вещества (“блобов”), почти непрерывно возникающих в вершине шлемовидного основания вследствие происходящего здесь пересоединения замкнутых силовых линий корональных петель и открытых линий межпланетного магнитного поля. Пояс корональных стримеров в ви-

де волнообразного слоя охватывает Солнце, обычно пересекая плоскость солнечного экватора (или близкую к ней плоскость эклиптики) [50]. Эти пересечения на орбите Земли регистрируются как секторные границы межпланетного магнитного поля [51]. Пояс стримеров разделяет области в короне с противоположной полярностью радиального магнитного поля Солнца. Согласно расчетам магнитного поля, в короне в потенциальном приближении [52], на расстояниях больше  $2-3R_{\text{Sun}}$  внутри пояса вдоль него проходит нейтральная линия радиальной компоненты крупномасштабного магнитного поля Солнца, в окрестности которой локализован гелиосферный токовый слой. Медленный ветер сам по себе не является геоэффективным, однако он является средой, с которой взаимодействуют ВСП КД и МКВМ, поэтому его параметры в значительной степени влияют на кинематику этих потоков. В частности, из вещества фонового ветра формируются области сжатия.

### *3.4. Структура межпланетного магнитного поля и распространение потоков солнечного ветра в гелиосфере*

Крупномасштабная структура и динамика межпланетного магнитного поля (ММП) тесно связаны с потоками солнечного ветра, которые, в свою очередь, берут свое начало в магнитной структуре короны. Считается, что на расстояниях от фотосферы дальше так называемой поверхности источника ( $\sim 2.5R_{\text{Sun}}$ ) солнечное магнитное поле становится полностью радиальным. В этой геометрии идеализированный квазистационарный солнечный ветер (медленный фоновый ветер) истекает в радиальном направлении с постоянной скоростью, не зависящей от широты и расстояния. В этой области короны напряженность солнечного магнитного поля из-за геометрического расширения значительно уменьшается, газодинамическое давление превышает магнитное (протонное  $\beta > 1$ ), и магнитное поле не оказывает влияния на движение солнечного ветра. Закрепленные на фотосфере силовые линии “вмораживаются” в поток высокопроводящей плазмы солнечного ветра, и за счет вращения Солнца приобретают форму спирали Архимеда (рис. 1, [53]).

Потоки ВСП КД движутся радиально со скоростью, значительно превышающей скорость фонового медленного ветра, и при столкновении с ним в области взаимодействия (SIR) могут возникать ударная волна и уплотнение плазмы медленного солнечного ветра, образующие переднюю кромку ВСП. По данным с КА Ulysses [54], в результате взаимодействия ВСП отклоняется в направлении, противоположном солнечному вращению и к полюсам в широтном направлении, а медленный ветер — по направлению вра-

щения и к экватору. На противоположной границе между ВСП КД и фоновым медленным ветром образуется область разрежения, в которой уменьшаются напряженность магнитного поля и плотность плазмы, и скорость солнечного ветра снижается. В предположении постоянства радиальной скорости время прихода ВСП КД в заданную точку эклиптики в первом приближении равно  $t = t_0 + L/v$ , где  $t_0$  — момент пересечения центрального меридиана (по виду из точки наблюдения) геометрическим центром КД,  $L$  и  $v$  — расстояние до точки наблюдения и проекция скорости потока на плоскость эклиптики.

В отличие от квазистационарных потоков, КВМ связаны не с истечением плазмы, а чаще всего происходят вследствие эрупции волокон или протуберанцев в структуре замкнутых магнитных полей нижней короны. КВМ представляют собой расширяющиеся замагниченные структуры с протонным  $\beta < 1$ . На высотах до нескольких радиусов Солнца их движение, определяемое по участку структуры, наиболее удаленному от источника выброса, в большинстве случаев нерадиально. Направление движения, скорость и геометрическая форма КВМ устанавливаются при переходе из короны в гелиосферу на расстояниях до  $20-30R_{\text{Sun}}$ . В гелиосфере движение КВМ близко к радиальному, однако наблюдения на КА SOHO [55, 56] и измерения с помощью гелиосферных камер HI на КА STEREO [57] указывают на то, что по мере удаления от Солнца происходит постепенное смещение траектории КВМ к экваториальной плоскости, в особенности во время солнечного минимума. Заметные отклонения траекторий КВМ от прямолинейных могут также происходить в результате их взаимодействия с другими КВМ [58].

### *3.5. Идентификация типа потока и его источника на Солнце*

Методы идентификации крупномасштабных структур солнечного ветра в околоземном космическом пространстве базируются на характерных устойчивых отличиях в их параметрах, установленных в результате длительного периода наблюдений. В работе [5] описаны методы идентификации, использующиеся при составлении каталога крупномасштабных типов солнечного ветра, ведущегося в Институте космических исследований РАН с 1976 г. В каталоге выделяются следующие квазистационарные типы СВ: гелиосферный токовый слой (“Heliospheric Current Sheet — HCS”), разделяющий области с направлением межпланетного магнитного поля от Солнца и к Солнцу, потоки медленного ветра (“SLOW”), наблюдаемые над экваториальным стримерным поясом, и быстрого (“FAST”) — из корональных дыр. Крупномасштабные возмущенные потоки

**Таблица 4.** Средние значения и дисперсия параметров для 3-х типов потоков СВ за период 1996–2000 гг. [5]. В скобках указано число событий данного типа

Параметр/ Тип СВ	ВСП КД	МКВМ (“эжекта”)	МКВМ (“магнитное облако”)	Медленный СВ
$V$ , км/с	$540 \pm 80$ (44798)	$410 \pm 90$ (27310)	$410 \pm 110$ (2233)	$370 \pm 40$ (84805)
$N$ , см <sup>-3</sup>	$6.6 \pm 5.1$ (44543)	$7.8 \pm 5.3$ (27259)	$10.1 \pm 8.0$ (2225)	$10.8 \pm 7.1$ (84299)
$ B $ , нТ	$6.4 \pm 3.5$ (36179)	$6.4 \pm 2.8$ (23857)	$12.0 \pm 5.2$ (2237)	$5.9 \pm 2.9$ (67719)
$T$ , 10 <sup>4</sup> , К	$13.1 \pm 11.8$ (40026)	$4.2 \pm 5.3$ (25275)	$4.5 \pm 6.6$ (2016)	$4.4 \pm 4.4$ (75901)

солнечного ветра, образующиеся на Солнце, включают МКВМ типа магнитных облаков (“МС”) и “эжекта” (“ЕЖЕКТА”) с конфигурацией магнитного поля в виде жгутов, в которых магнитное давление преобладает над тепловым ( $\beta \ll 1$ ). В качестве отдельных типов солнечного ветра, образующихся в гелиосфере, в каталоге рассматриваются такие возмущенные типы, как области сжатия (“SHEATH”) на границе между МКВМ и медленным ветром, иногда сопровождающиеся возникновением прямых и обратных межпланетных ударных волн, а также коротирующие области взаимодействия (“CIR”) на границе переднего фронта быстрого потока из корональных дыр и медленного солнечного ветра.

Идентификация крупномасштабных типов солнечного ветра в данном каталоге проводится по данным базы OMNI по следующим основным параметрам: плотность  $N$  и скорость  $V$  протонов, модуль магнитного поля  $B$ , отношение измеренной температуры протонов  $T$  к ожидаемой по скорости  $T_{exp}$ , значение  $\beta$ , а также ряд производных параметров (кинетическое и тепловое давление СВ, корректированный индекс геоэффективности  $Dst^*$  и градиенты концентрации и величины магнитного поля). В табл. 4 приведена выборка из табл. 3 работы [5], показывающая усредненные значения основных параметров трех типов солнечного ветра – ВСП КД, МКВМ и медленного ветра за период 1996–2000 гг. Отметим, что приведенные в работе [5] методы классификации являются одним из возможных способов идентификации квазистационарных и транзитных структур солнечного ветра, поскольку не включают, например, параметры ионного состава плазмы, тесно связанные с солнечными источниками потоков.

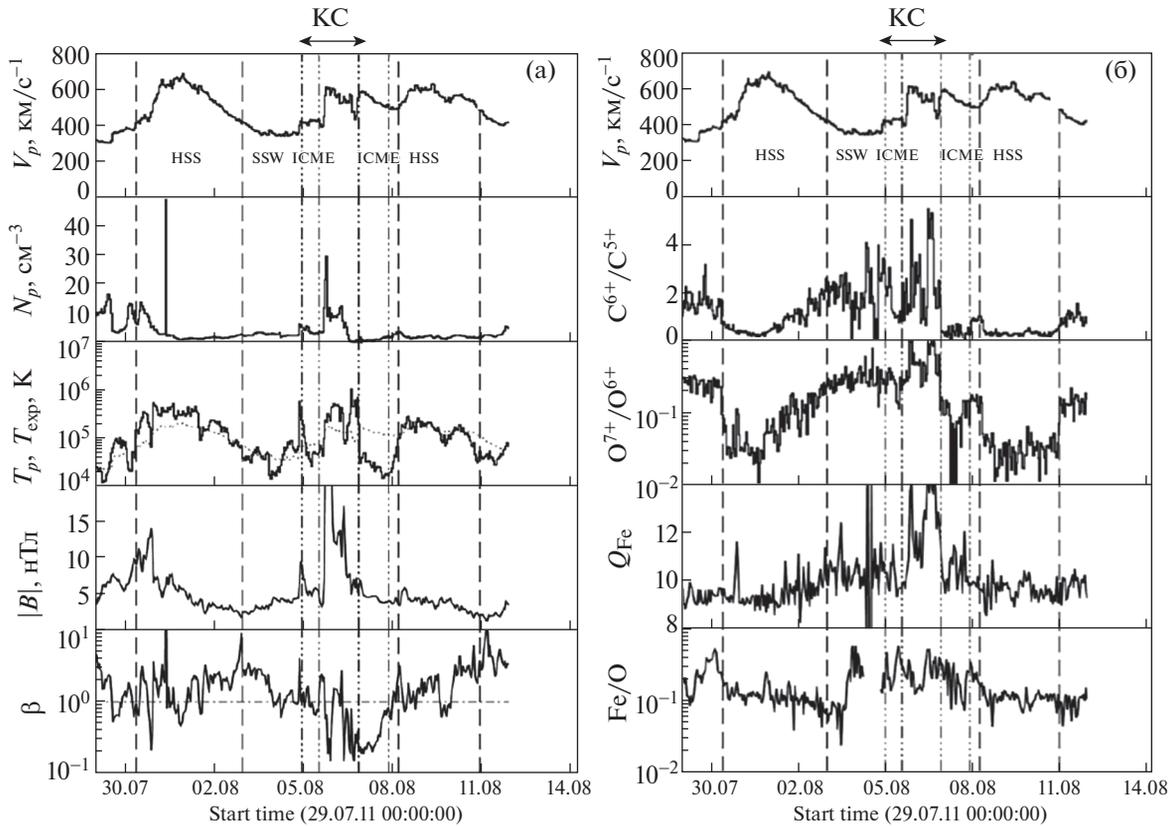
На рис. 2 показаны графики параметров солнечного ветра, измеренных приборами на КА ACE в точке L1 за период с 29 июля по 12 августа 2011 г., на которых видны три типа потоков солнечного ветра: медленный ветер, МКВМ (“эжекта”) и ВСП КД. Отметим, что в случаях взаимодействия крупномасштабных структур солнечного ветра одного и того же или разных типов или

после их прохождения в гелиосфере образуется область, в которой ветер остается в течение некоторого времени возмущенным, поэтому не все указанные в табл. 4 и на рис. 2 кинетические и магнитные параметры могут соответствовать первоначальному типу солнечного ветра.

Идентификация источников солнечного ветра проводится с помощью сопоставления структуры ветра, наблюдаемой космическими аппаратами, с корональными структурами на Солнце с учетом задержки на время движения солнечного ветра в гелиосфере. Наиболее надежно идентифицируются локальные источники ВСП КД. При наблюдении в солнечном ветре признаков возможного ВСП, с помощью баллистической модели (см. раздел 6) по его максимальной скорости оценивается возможное время истечения потока из солнечной короны. Точность оценки по этой модели  $\pm 1$  сутки. Далее, изучаются изображения Солнца, в ЭУФ-диапазоне (обычно, в длине волны 193 или 195 Å), полученные в предпологаемый период времени. С помощью специальной методики обработки изображений (см., например, [30, 59]) определяются границы КД в центральной области солнечного диска и строится зависимость ее геометрической площади от времени с учетом вращения Солнца.

МКВМ порождаются КВМ, сформированными в результате эрупции протуберанцев или волокон. Эрупции, происходящие в активных областях, обычно ассоциированы со вспышками, однако при низкой солнечной активности они часто происходят в спокойных областях без вспышек, когда в ходе эволюции протуберанцы поднимаются над поверхностью Солнца выше границы устойчивости равновесия [60].

По времени прихода и скорости МКВМ, зарегистрированного космическими аппаратами вблизи Земли или других планет Солнечной системы, с помощью баллистической модели оценивается возможный период его отрыва от поверхности Солнца. Далее, рассматриваются каталоги КВМ, зарегистрированных космическими коронографами в предпологаемый период: LASCO на обсерватории SOHO, COR2 на КА STE-



**Рис. 2.** Параметры трех типов потоков СВ в период с 29 июля по 12 августа 2011 г. по данным измерений КА ACE: ICME – МКВМ (“эжекта”), КС – комплексная структура, образованная при КВМ–КВМ взаимодействии, HSS – ВСП КД, SSW – медленный СВ. Слева, сверху вниз: скорость ( $V_p$ , км/сек), плотность ( $N_p$ , см $^{-3}$ ) и температура ( $T_p$ , К) протонов, температура, ожидаемая по скорости СВ ( $T_{exp}$ , К; пунктирная кривая), модуль магнитного поля ( $B$ , нТл), протонное  $\beta$  плазмы – отношения теплового давления протонов к магнитному давлению. Справа, сверху вниз: протонная скорость ( $V_p$ , км/сек), отношение ионов углерода  $C^{6+}/C^{5+}$  и кислорода  $O^{7+}/O^{6+}$ , средний заряд железа ( $Q_{Fe}$ ), отношение плотностей элементов с низким и высоким первым ионизационным потенциалом ( $Fe/O$ ).

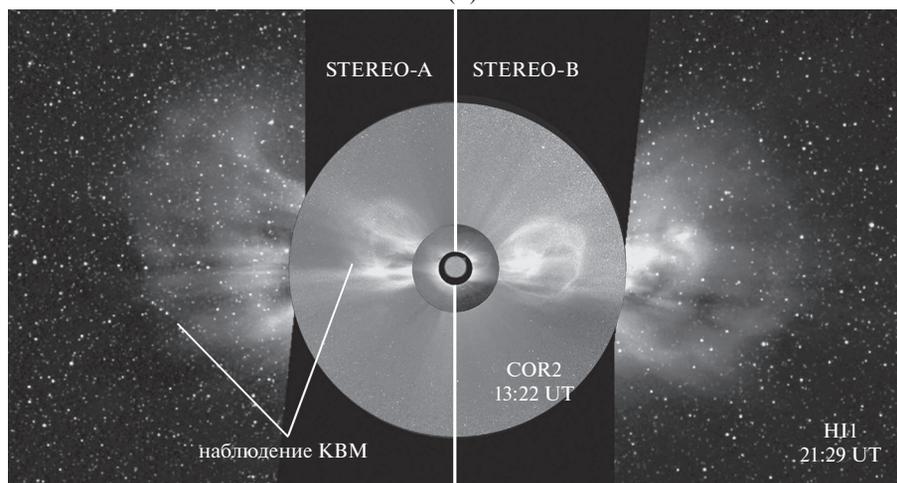
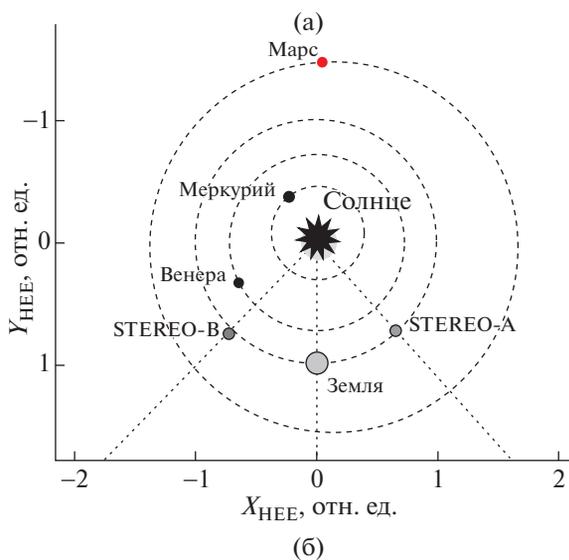
REO-A или В. Точность определения момента выхода КВМ исходя из данных солнечного ветра такая же, как и для ВСП КД ( $\pm 1$  сутки).

При идентификации КВМ, который явился причиной появления рассматриваемого МКВМ, принимается во внимание геометрия его выхода (позиционный угол вершины и угловая ширина) и возможность попадания на КА, зарегистрировавшего транзит солнечного ветра. Геометрическая форма и направление распространения КВМ наилучшим образом определяются в случае его наблюдения несколькими приборами с различных позиционных углов, например, одновременно коронографами COR2 на STEREO-A, В и LASCO, когда КА STEREO-A и В располагались в западной и восточной полусферах, а LASCO наблюдал на линии Солнце–Земля (рис. 3). Дополнительными средствами для уточнения траектории движения КВМ являются наблюдения его движения в гелиосфере с помощью гелиосферных камер “Heliospheric Imager” (HI) на КА STE-

REO [57, 61] (одновременные изображения с двух КА STEREO показаны на рис. 2), а также методом радиозондирования [62]. Проверка правильности идентификации КВМ (см., например, [63] может быть проведена с помощью расчета времени и скорости прихода МКВМ к Земле с помощью эмпирической модели DBM [64] и модели WSA-ENLIL-Cone [65].

Важную информацию для идентификации типа потока дает анализ ионного состава плазмы солнечного ветра, который формируется в нижней короне и фиксируется (“замораживается”) при выходе потока в гелиосферу, где плазма становится бесстолкновительной [66]. Анализ заряда и массового состава плазмы солнечного ветра помогает выделить различные его компоненты и определить их источник [6, 28, 67–69].

Ионный состав солнечного ветра характеризуется следующими параметрами (на примере прибора SWIMS на КА ACE): средним зарядом ионов



**Рис. 3.** Схема взаимного расположения Солнца (Sun), Меркурия, Венеры, Земли, Марса и КА STEREO-A, -B 12 декабря 2008 г. (а); наблюдение КВМ, направленное в сторону Земли, (изображения КВМ в коронографах COR 2 и гелиосферных камерах H1 КА STEREO-A и B) (б).

C, O, Mg, Si, Fe и их распределением по величине заряда, температурно-зависимыми отношениями обилий ионов углерода  $C^{6+}/C^{4+}$  и  $C^{6+}/C^{5+}$ , и кис-

лорода  $O^{7+}/O^{6+}$ , а также отношением плотностей элементов с низким и высоким потенциалом ионизации He/O, C/O, N/O, Ne/O, Mg/O, Si/O,

**Таблица 5.** Параметры ионного состава для потоков СВ в минимуме и максимуме 23-го солнечного цикла (для МКВМ приведены усредненные значения)

параметр	Медленный СВ <sup>1)</sup>		ВСП КД <sup>1)</sup>		МКВМ	
	минимум	максимум	минимум	максимум	МО	эжекта
$C^{6+}/C^{5+}$	0.38–1.2	0.53–2.0	0.11–0.31	0.28–0.84	–	–
$O^{7+}/O^{6+}$	0.03–0.13	0.12–0.44	0.006–0.29	0.03–0.12	0.35–2.85 <sup>2)</sup>	0.35–1.85 <sup>2)</sup>
Fe/O (FIP bias)	0.046–0.15 (1–3)	0.06–0.16 (1.2–3.2)	0.038–0.073 (0.9–1.6)	0.046–0.12 (1–2.6)	0.17–0.22 <sup>3)</sup> (3.7–4.7)	
$\langle Q_{Fe} \rangle$	8.71–10.4	9.05–10.8	8.73–9.64	9.43–11.2	10.5–16.5 <sup>2)</sup>	9.5–15.5 <sup>2)</sup>

<sup>1)</sup> [70], <sup>2)</sup> [71], <sup>3)</sup> [72]

Ne/O, Fe/O. Выбор типов ионов обусловлен достаточно высокими обилиями элементов и тем, что их степени ионизации перекрывают наиболее важный диапазон корональных температур: от сотен тысяч в наиболее холодных областях до десятков миллионов градусов Кельвина во вспышках. Кроме обилий и зарядовых параметров, важными параметрами солнечного ветра также являются значения направленных и тепловых скоростей ионов. В табл. 5 приведены значения параметров ионного состава солнечного ветра для трех типов плазменных потоков, определенные в 23-м солнечном цикле [70–72]. Пример записи ионного состава плазмы солнечного ветра, зарегистрированного на КА ACE в период с 29 июля по 12 августа 2011 г., показан на правой панели рис. 2. Как показано ниже (раздел 5), ионный состав потоков солнечного ветра определяется процессами их формирования в солнечных источниках и эволюцией состояния плазмы при движении в нижней части короны до расстояний в несколько солнечных радиусов.

#### 4. ФОРМИРОВАНИЕ КВМ В СОЛНЕЧНОЙ КОРОНЕ

##### 4.1. Признаки КВМ и локализация их источников

КВМ обнаруживаются коронографами над солнечным лимбом в форме ярких расширяющихся плазменных структур. Свечение КВМ в видимом диапазоне обусловлено томсоновским рассеянием излучения фотосферы на электронах плазмы выброса, имеющей большую плотность, чем окружающая корона. Согласно каталогу CDAW (1996–2017 гг.), масса КВМ, измеренная по коронографическим изображениям, находится в диапазоне  $1 \times 10^{10} - 2 \times 10^{17}$  г, кинетическая энергия составляет  $2 \times 10^{24} - 4 \times 10^{33}$  эрг. Скорость КВМ обычно указывается по движению переднего фронта структуры в коронографическом изображении, т.е. соответствует проекции на картинную плоскость неба, и чаще всего находится в интервале от 200 до 2000 км/с, но иногда превышает 3000 км/с.

Согласно каталогу CDAW, в 23-м и 24-м солнечных циклах (1996–2017 гг.) прибором LASCO были зарегистрированы 28927 КВМ с минимальной скоростью (в проекции на картинную плоскость) 14 км/с, максимальной 3382 км/с при средней скорости 383 км/с. Как правило, наибольшая скорость КВМ достигалась в событиях, сопряженных с мощными вспышками классов M и X, частота возникновения которых растет с повышением уровня солнечной активности.

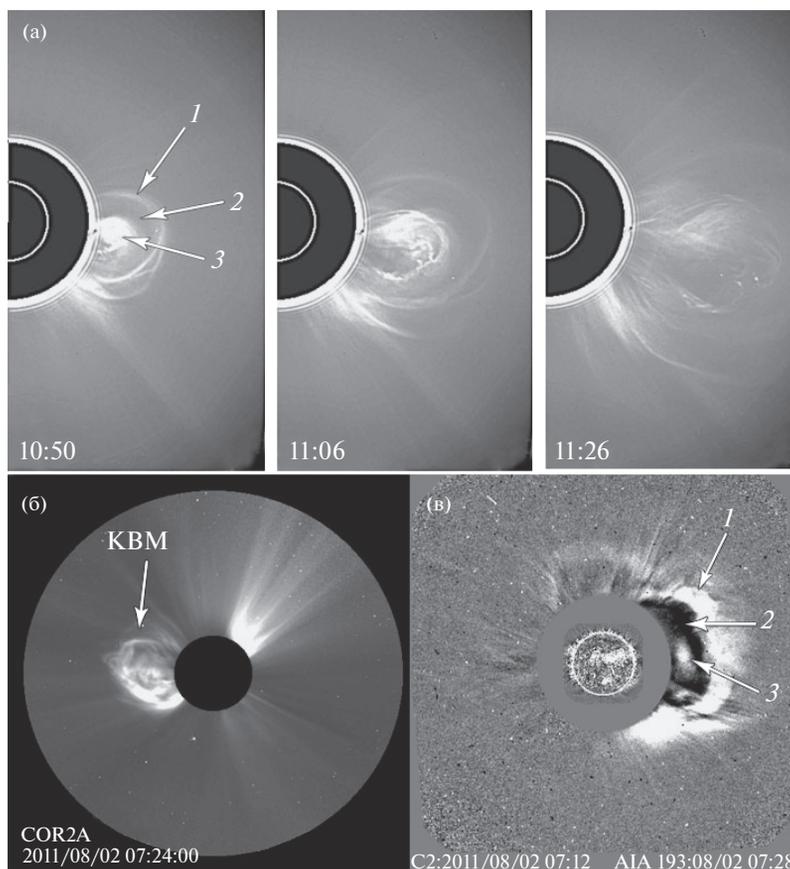
На рис. 4 показаны изображения двух КВМ. На рис. 4а приведены три последовательных по времени изображения КВМ, полученные коро-

нографом LASCO, распространявшегося 2 декабря 2003 г. над западным лимбом Солнца. На рис. 4б, в показан КВМ, наблюдавшийся 2 августа 2011 г. коронографом STEREO-A/COR 2 под углом  $100^\circ$  к направлению на Землю и коронографом LASCO C2 в точке L1.У КВМ, распространяющихся в направлении, нормальном к линии Солнце–Земля, можно наблюдать характерную трехчастную структуру, состоящую из фронтальной оболочки, темной полости и яркого ядра, формирующегося из вещества протуберанца [73–75]. Фронтальная оболочка КВМ, движущегося в сторону Земли, при наблюдении коронографом LASCO имеет форму частичного или полного “гало” (рис. 4в).

Источники КВМ в солнечной короне могут быть найдены и локализованы в ЭУФ-изображениях по характерным корональным структурам: расширяющемуся магнитному жгуту, солнечным вспышкам, корональным волнам, джетам, корональным диммингам, эрупции (исчезновению) протуберанцев и волокон, и пост-вспышечным петлевым аркадам, которые фиксируются в ходе систематических наблюдений солнечной короны [59, 76].

Геометрически КВМ может быть представлена в виде конуса с вершиной, закрепленной на поверхности Солнца в активной области, из которой произошел выброс плазмы (см. раздел 6.1). Структура магнитного поля в корональном выбросе представляет собой скрученные в жгут силовые линии [77, 78], и его напряженность как правило, больше, чем в окружающем солнечном ветре. В процессе развития выброса, в прилегающих к основаниям участках короны уменьшается плотность излучающей плазмы, в результате образуются области потемнений в ЭУФ-изображениях – димминги (рис. 5, справа). Димминги достигают максимального размера, когда выброс проходит расстояние в несколько солнечных радиусов [79, 80]. В то же время, по данным наблюдений масса КВМ достигает максимума на расстояниях порядка  $15R_{\text{Sun}}$  [81, 82].

При движении быстрых КВМ в солнечной короне, когда их скорость превышает сумму скорости окружающего солнечного ветра и альвеновской скорости в плазме перед ними, образуется ударная волна, сопровождаемая областью сжатия фонового медленного ветра. Ударные волны, распространяющиеся в нижней короне, были впервые обнаружены телескопом EIT на обсерватории SOHO [83] и называются глобальными EIT-или EUV-волнами. Эти возмущения обнаруживаются в дифференциальных ЭУФ-изображениях при достаточно высоком (минуты или секунды) временном разрешении по движущимся фронтам, распространяющимся с замедлением от центра эрупции по магнитным структурам короны с



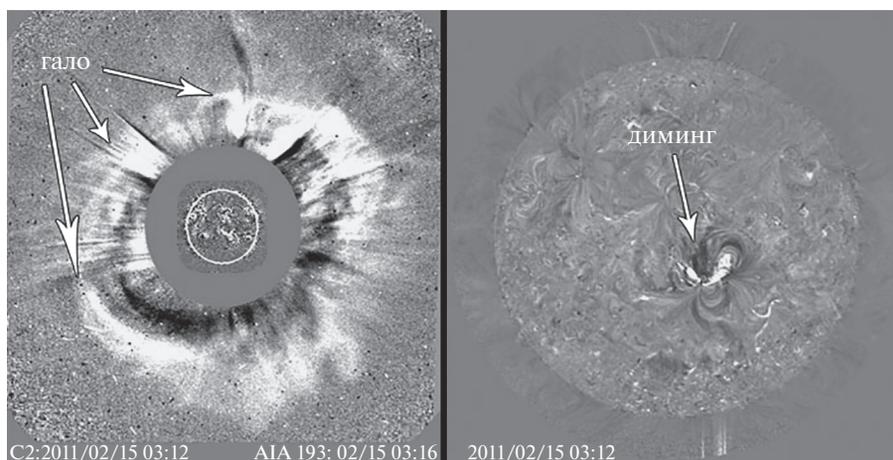
**Рис. 4.** Изображения двух КВМ. На верхней панели (а) приведены полученные коронографом LASCO три последовательных по времени изображения КВМ, распространявшегося 2 декабря 2003 г. над западным лимбом Солнца. На нижних панелях (б), (в) показан КВМ, наблюдавшийся 2 августа 2011 г. коронографом STEREO-A/COR 2 под углом  $100^\circ$  к направлению на Землю и коронографом LASCO 2 в точке L1. Прямые изображения на фоне короны (а), (б); разностное изображение КВМ, представленное в базе данных SEEDS (в). Обозначения: 1 – фронтальная структура КВМ, 2 – темная полость, 3 – яркое ядро.

типичными скоростями от 200–400 до 700 км/с. Характер распространения ЕПТ-волн зависит от плотности корональной плазмы, напряженности поля и однородности магнитной структуры короны. В частности, ЕПТ-волны отражаются от неоднородностей, таких как границы КД. Свойства, природа корональных волн и их отличие от других волнообразных возмущений в короне детально рассмотрены в работах [84–87] и ссылках в них.

Одним из признаков возможного формирования КВМ является эрупция протуберанца или исчезновение волокна на солнечном диске. По микроволновым наблюдениям на радиогелиографе Нобейма в период 1996–2001 гг. [88], в 72% случаев эрупция протуберанцев привела к возникновению КВМ. Момент начала движения выброса в пределах получаса совпадает с началом эрупции протуберанца. По предположениям ряда авторов, ядро КВМ может образовываться из материала протуберанца. Существуют и другие мнени-

я о причинно-следственной связи между этими двумя процессами [59]: 1) поднимающийся протуберанец возмущает корону и как поршень выталкивает вещество и 2) предварительное удаление корональной структуры над протуберанцем дает ему возможность подняться. Возможно, что эрупция протуберанца и КВМ представляют собой различные проявления одного и того же процесса (выход из равновесия крупномасштабной корональной токовой системы).

Исследования, проведенные в последние годы с использованием данных с высоким временным и пространственным разрешением телескопа SDO/AIA, позволили более детально установить связь эрупции волокна (или, в более общем случае, эруптивного магнитоплазменного жгута) и формированием фронтальной структуры КВМ [89, 90]. Оказалось, что движение эруптивного волокна (жгута) возмущает верхние слои корональной плазмы таким образом, что возникает последовательность движущихся вверх петель с



**Рис. 5.** Слева – разностное коронографическое изображение КВМ 15 февраля 2011 г. типа “гало” по данным прибора LASCO. Справа – димминг, образовавшийся при эрупции указанного КВМ (разностное изображение с телескопа SDO/AIA в канале 21.1 нм – по данным каталога <http://solardemon.oma.be/>).

разной скоростью (более поздно возникшие петли движутся с большей скоростью). В результате несколько петель собираются в одном месте и формируют там фронтальную структуру КВМ – более плотную и яркую область нижней короны. Ниже фронтальной структуры возникает более темная область.

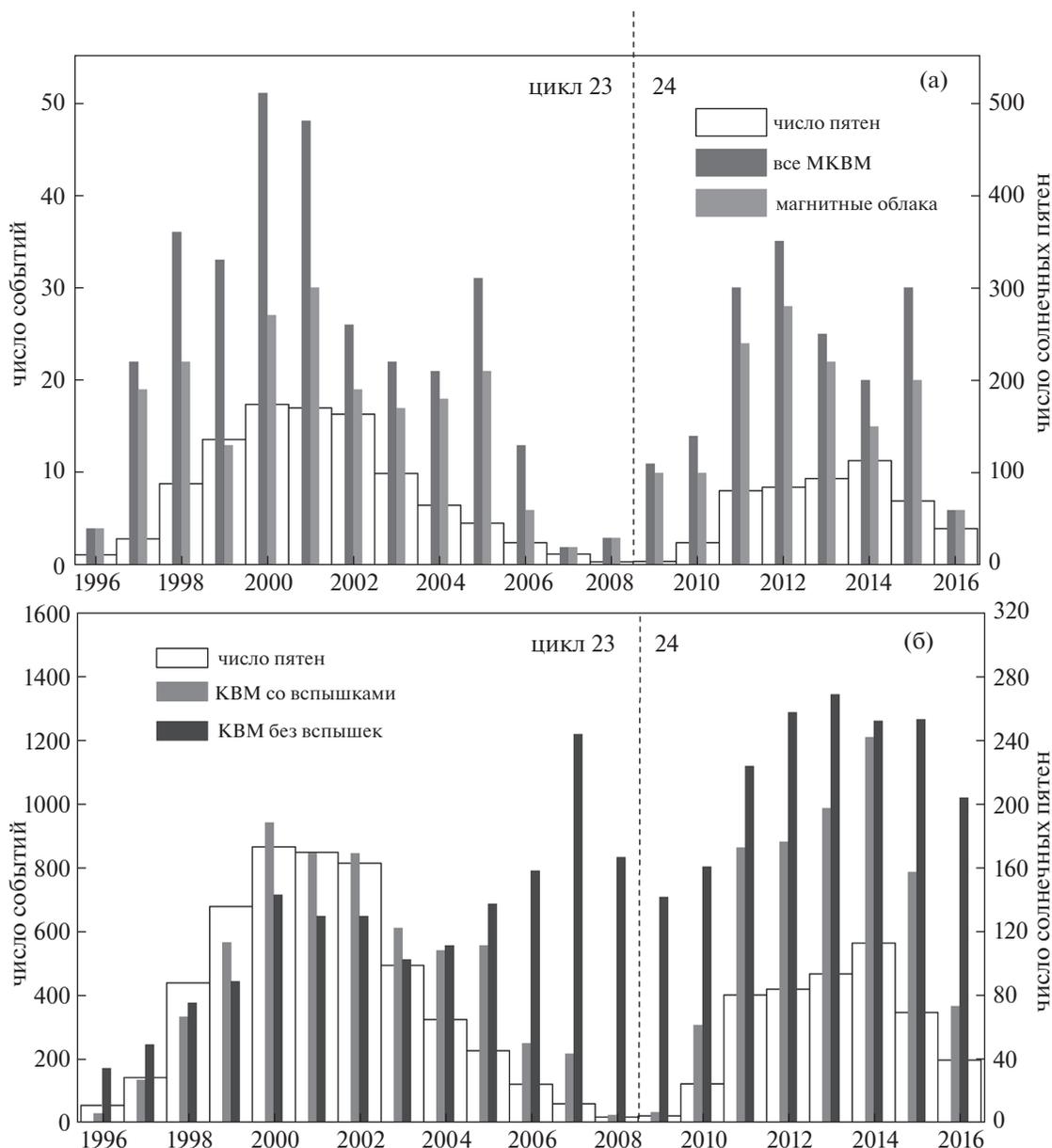
В периоды минимальной солнечной активности нередко наблюдаются так называемые скрытые КВМ (“stealth CME”), у которых источник не обнаруживается по видимым признакам [91]. По данным работы [56] в период низкой активности 1997–1998 гг., такие события могли составлять до 16% от общего числа КВМ, а в минимуме 2009 г. их число могло увеличиться до 33% [92], и в среднем по 23-му циклу составляет около 12% [93]. Такие КВМ обычно имеют малую скорость [92, 94]. Свойства скрытых КВМ и модель их образования рассматриваются в статьях [93, 95]. В работах [96, 97] предполагается, что источниками скрытых КВМ являются области каналов волокон, ориентированных вдоль нейтральных линий магнитного поля. В работе [94] показано, что эти КВМ чаще возникают вблизи областей открытого магнитного поля, в том числе, КД. В настоящее время является открытым вопрос, соответствует ли механизм образования скрытых КВМ стандартной модели эруптивных вспышек [98]. В работе [99] рассматривались эти события как проявление процесса пересоединения между замкнутыми силовыми линиями активных областей и открытыми линиями магнитного поля. Один из примеров геоэффективности “stealth-CME” рассмотрен в работе [100].

#### 4.2. Корреляция КВМ /МКВМ со вспышками и уровнем солнечной активности

Вспышки и КВМ являются различными проявлениями выделения энергии при перестройке магнитного поля в солнечной короне [101–103]. Наиболее мощные и быстрые КВМ образуются в активных областях и ассоциируются со вспышками, однако в периоды низкой солнечной активности большая часть КВМ образуется вследствие выброса волокон и протуберанцев вне активных областей [104]. Доля вспышек, ассоциированных с КВМ, растет с ростом балла вспышки: с КВМ ассоциированы около 20% вспышек балла С, около 50% вспышек балла М и более 80% вспышек балла Х, причем при более мощных вспышках возникают наиболее быстрые КВМ [105–107].

В работе [108] по данным LASCO исследовались параметры КВМ (скорость, ускорение, полярный угол, ширина и масса) и их связь со вспышками в период 23 и 24 солнечных циклов (1997–2014 гг.). Авторы обнаружили линейную зависимость между логарифмом потока мягкого рентгеновского излучения из области вспышки (для диапазона 0.1–0.8 нм по данным GOES) и массой соответствующего КВМ. Они также пришли к выводу, что КВМ, связанные со вспышками, в среднем на 100 км/с быстрее, чем не связанные. КВМ без видимых вспышек наблюдаются в следующих случаях: 1) при эрупции протуберанцев (волокон) в спокойных областях; 2) при расположении источника за солнечным лимбом; 3) при слабой яркости источника ниже порога регистрации [109–111].

На рис. 6 показано изменение количества наблюдаемых за год МКВМ, МО, и КВМ из базы CDAW, связанных и не связанных со вспышками, за периоды 23-го и 24-го солнечных циклов в



**Рис. 6.** Количество наблюдаемых за год МКВМ и их источников КВМ в сравнении с числом солнечных пятен в 23-м и 24-м циклах: все МКВМ и МКВМ типа магнитных облаков (а); КВМ со вспышками и без вспышек (б).

сравнении с изменением солнечной активности (годовое число солнечных пятен по данным каталога SILSO: <http://sidc.oma.be/silso/>). В течение 24-го цикла (2009–2016 гг.) число МКВМ было на 29% меньше, чем в 23-м цикле, что коррелирует с уменьшением общего числа солнечных пятен. Доля МО среди МКВМ в течение 24-го цикла больше, чем в предыдущем цикле (0.79 и 0.62). Общее число КВМ в течение первых 8 лет 24-го цикла было на 61% больше по сравнению с аналогичным периодом 23-го цикла, но общее число вспышек было на 20% меньше. В начале

24-го цикла число вспышек, зарегистрированных на GOES, было в 2 раз меньше, чем в той же фазе 23-го цикла, потому что большинство из них были на порядок слабее, чем в предыдущий цикл, и во многих случаях их интенсивность оказывалась ниже порога регистрации. Корреляции между МКВМ и КВМ за первые 8 лет 23 и 24-го циклов сопоставимы — 0.7 и 0.77, корреляции между МКВМ и вспышками — 0.78 и 0.68 соответственно. В то же время мощность вспышек в 24-м цикле оказалась значительно слабее, чем в предыдущем цикле. Аналогично, в 24-м цикле было

зафиксировано значительное число слабо выраженных МКВМ (“ICME-like transients”), у которых ряд признаков едва превышал порог регистрации или вообще отсутствовал [112].

#### 4.3. Инициация КВМ и разогрев плазмы в короне

Большинство моделей, описывающих начальную стадию образования КВМ (см., например, обзор [113] и ссылки в нем), основаны на предположении, что источником энергии для ускорения и нагрева плазмы КВМ в процессе эрупции, а также для связанных с ними вспышек, является магнитное поле солнечной короны. Основной причиной (“драйвером”) как КВМ, так и вспышек является крупномасштабная перестройка магнитных полей в короне. Магнитная энергия непрерывно аккумулируется в короне в процессе всплывания магнитных полей из конвективной зоны, которые взаимодействуют с существующими корональными полями и приводят к генерации электрических токов в проводящей плазме. В источнике КВМ равновесие имеет место до тех пор, пока направленные вниз силы магнитного натяжения уравнивают направленные вверх силы магнитного давления. При нарушении состояния равновесия происходит выделение избытка свободной энергии магнитного поля, приводящее к эрупции КВМ. Кроме того, если в области эрупции существуют достаточно сильные магнитные поля, то выброс сопровождается также интенсивным вспышечным излучением.

В настоящее время нет единого мнения относительно механизма, приводящего к потере состояния равновесия “замагниченной” плазмы в солнечной короне. Существуют различные модели возникновения неустойчивости магнитной конфигурации при эрупции, например, модели с “аккумуляцией энергии” и с “инъекцией энергии” [59]. Суть первых состоит в постепенном (в течение часов и даже дней) аккумуляции магнитной энергии перед эрупцией в полях корональных токов, генерируемых фотосферными движениями, и последующем быстром выделении энергии в результате развития неустойчивости или потери равновесия. Второй подход использует концепцию быстрой импульсной инъекции магнитного потока и энергии из конвективной зоны в корону в процессе инициации КВМ.

В соответствии со стандартной моделью вспышки (CSHKP—Carmichael, Sturrock, Hirayama, Корр and Pnevman [114]) вспышки и КВМ представляют собой различные проявления физического процесса конверсии магнитной энергии в радиационную и кинетическую энергию, соответственно [58, 115].

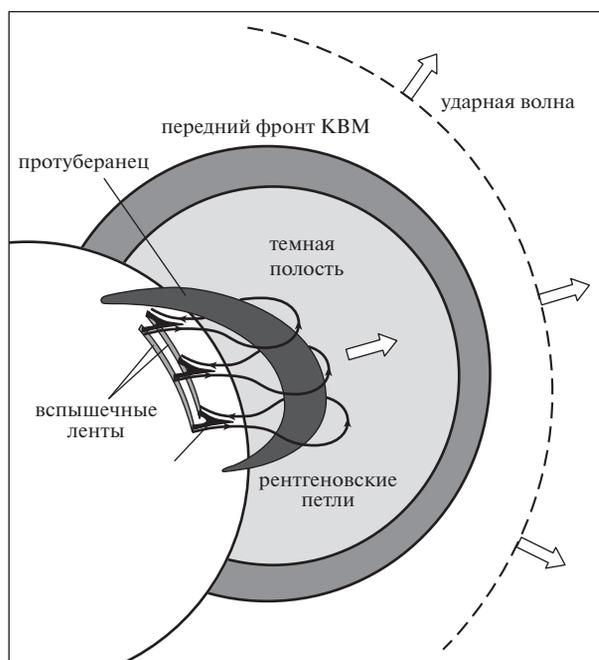


Рис. 7. Схема формирования КВМ (адаптировано из статьи [102]).

В классической модели эруптивной вспышки [113, 114], в окружающей волокно магнитной аркаде образуется магнитный жгут из поднимающихся вверх петель. Ниже жгута формируется токковый слой, в котором вследствие перестройки структуры магнитного поля аккумулируется энергия. По мере поднятия магнитного жгута, за счет внешнего давления силовые линии магнитного поля сближаются, и происходит быстрое или медленное пересоединение между линиями антипараллельной направленности. При быстром пересоединении высвобождающаяся энергия приводит к вспышке, нагреву и ускорению эруптирующей плазмы, ускорению заряженных частиц и генерации ударных волн. Направленный вниз поток энергичных заряженных частиц тормозится в хромосфере и вызывает рентгеновскую вспышку. В то же время, при пересоединении исчезают некоторые магнитные линии, сдерживающие жгут, что облегчает его быстрое расширение благодаря силам Лоренца.

Если не происходит быстрого пересоединения, магнитный жгут может расширяться без потери равновесия вследствие МГД неустойчивостей. В этом случае вспышка не наблюдается. Часть огибающих силовых линий вытягивается в межпланетное пространство вместе со жгутом. Другие линии магнитного поля, в особенности около основания жгута, смещаются к его концам, закрепленным на поверхности Солнца. Схема

формирования КВМ, адаптированная из работы [102], показана на рис. 7.

Модели, описывающие инициацию и раннюю эволюцию КВМ разделяются на два типа: 1) основанные на магнитном пересоединении и 2) без пересоединения. К первому типу моделей относятся: модель обрыва связей (“tether cutting”) и модель магнитного пробоя (“breakout”). Механизм модели обрыва связей предполагает магнитное пересоединение с полем ниже жгута КВМ, тем самым уменьшается сила удерживающего его коронального магнитного поля [116–119]. Механизм магнитного пробоя предполагает, что пересоединение происходит между эруптирующим ядром и вышележащим корональным магнитным полем, при этом эруптирующее ядро выбрасывается вверх [120, 121].

Ко второму типу моделей без магнитного пересоединения относятся: модель магнитного всплытия (“magnetic buoyancy”), модель инъекции потока (“flux injection”), и модели изгибающей неустойчивости [122–125]. Различные возможные схемы инициации КВМ рассмотрены в монографии [16] и работах [113, 126]. В работе [127] было показано, что инициация 7 из 26 КВМ можно объяснить в рамках модели магнитного пробоя (“breakout model”).

Детальное исследование температуры и плотности разных структурных элементов КВМ в ряде событий 2010 и 2011 гг. было проведено в статье [128]. Отмечено, что наиболее высокая температура (выше 8 МК) и плотность ( $\sim 1 \times 10^9 \text{ см}^{-3}$ ) достигаются в горячей области, ассоциирующей с магнитным жгутом, излучение которого может перекрывать широкий интервал температур от 3 до 20 МК. Фронтальная структура КВМ имеет более низкую среднюю температуру порядка 2 МК и более узкое температурное распределение в интервале 1–3 МК. Плотность этой структуры на 2–32% выше, чем плотность корональной плазмы до эрупции. В корональных диммингах, которые образуются в основаниях магнитного жгута, температура распределена в более широком интервале 1–4 МК при пониженной на 35–40% плотности. Авторы работы [128] пришли к выводам: 1) что ядро КВМ нагревается преимущественно вследствие магнитного пересоединения; 2) фронтальная структура КВМ образуется в результате сгребания и сжатия фоновой плазмы при расширении ядра КВМ; 3) появление диммингов связано с разрежением корональной плазмы в процессе эрупции.

Разогрев плазмы КВМ на ранней стадии эрупции в событии 27 января 2012 г. рассмотрен в работе [129] с применением метода дифференциальной меры эмиссии, используя изображения, полученные телескопом SDO/AIA и рентгеновским телескопом Hinode/XRT. Нагрев протубе-

ранца до 2.5 МК и петлеобразной структуры над ним до 10 МК происходили в ранней стадии эрупции, когда скорость расширения эруптирующей плазмы была небольшой.

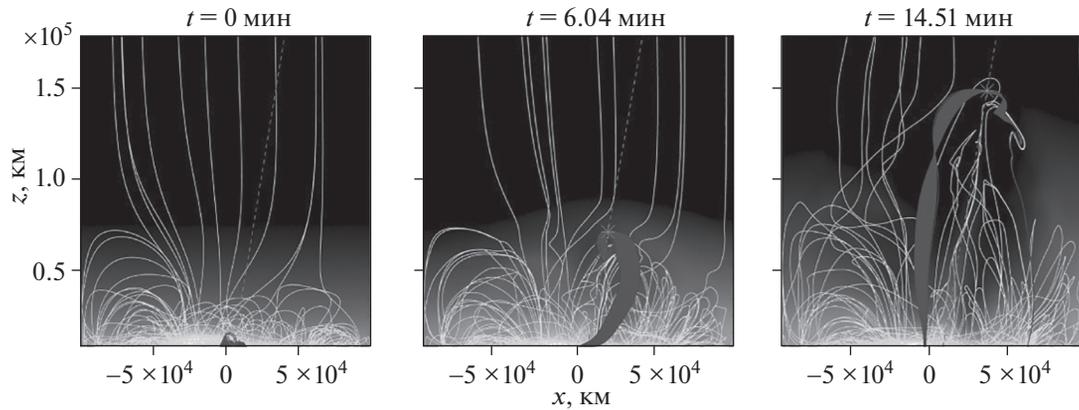
В работе [130] на основе анализа ионного состава плазмы МКВМ по данным КА ACE и ULYSSES было сделано предположение о том, что плазма магнитного жгута КВМ на начальном этапе формирования может представлять собой смесь двух разнотемпературных компонент: компоненты с температурой порядка 1 МК, образующейся при нагреве потоком энергии, составляющей от 0.25 до 0.5 от скорости роста кинетической энергии, и более горячей компоненты с температурой 3 МК, нагретой потоком энергии в 5 раз большим скорости роста кинетической энергии. В работе [131] была рассмотрена двухэтапная модель эволюции плазмы в нижней короне, включающей начальный нагрев с последующим охлаждением при расширении. В этой модели профиль нагрева корональной плазмы обусловлен взаимодействием с джетами из области пересоединения в соответствии со стандартной моделью.

При численном моделировании КВМ наиболее сложным этапом является расчет параметров плазмы в нижней короне, который осложняется нерадиальной и непотенциальной структурой магнитного поля, быстрой динамикой процессов нагрева плазмы и развитием неустойчивостей магнитных жгутов, приводящих к выбросам коронального вещества.

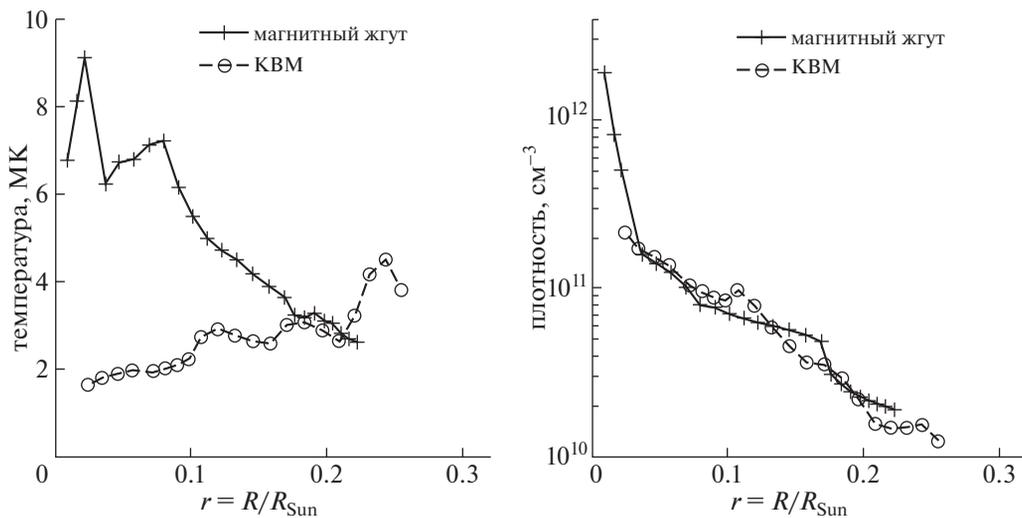
В статье [132] было показано, что трехмерная МГД-модель глобальной солнечной короны с использованием эмпирически заданных параметров нагрева может обеспечить удовлетворительную точность расчета ее излучения в ЭУФ- и рентгеновском диапазонах спектра. В работах [133, 134] были предприняты попытки построить 2.5-мерную МГД-модель расчета ионного состава солнечного ветра и КВМ в короне, однако авторы получили лишь качественное согласие с данными измерений, что было, в частности, связано с неточным представлением процесса нагрева плазмы.

В работе [135] был выполнен расчет начальной стадии формирования КВМ с помощью комплексной модели, включающей расчет динамики магнитного поля в короне и расчет эволюции магнитного жгута с применением разработанной ранее МГД-модели [136–139]. Для моделирования подъема петли использовалась идеальная трехмерная МГД-модель, построенная на данных непрерывной временной эволюции нелинейной аппроксимации бессилового магнитного поля.

Было изучено формирование КВМ в событии 2 августа 2011 г., причем параметры модели подбирались для наилучшего согласования расчет-



**Рис. 8.** МГД-расчет развития КВМ в событии 2 августа 2011 г. Движение магнитного жгута в моменты 0, 6.04 и 14.51 мин с начала его образования (05:54:40 UT). Положение апекса жгута отмечено звездочкой. Адаптировано из [135].



**Рис. 9.** Изменение температуры (левая панель) и плотности (правая панель) плазмы магнитного жгута и кромки КВМ в процессе расширения в функции от радиального расстояния от поверхности Солнца в событии 2 августа 2011 г. Адаптировано из [135].

ных величин со значениями, получаемыми методом анализа дифференциальной меры эмиссии по данным наблюдений телескопом SDO/AIA. В данной модели расчет проводился для двух частей выброса: горячей структуры жгута и расположенного над ним более холодного переднего фронта (кромки) КВМ. На основе МГД-моделирования (рис. 8) получены графики эволюции электронной температуры и плотности для магнитного жгута и кромки КВМ (рис. 9). Показано, что температура жгута повышается на начальном этапе расширения, а затем падает. Температура кромки КВМ, наоборот, растет при расширении КВМ. Полученный результат моделирования согласуется с исследованиями, в которых горячий жгут на-

блюдался до вспышки или во время вспышки и КВМ в работах [128, 140–142].

#### 4.4. Кинематика КВМ в короне

По данным наблюдений четырех КВМ, наблюдавшихся с помощью коронографов SOHO/LASCO C1, C2 и C3 в период 1997–1998 гг. [103], были выделены три фазы ускорения КВМ в короне:

- фаза инициации длительностью до нескольких десятков минут, в которой скорость не превышает 80 км/с;
- фаза быстрого разгона с ускорением 100–500 м/с<sup>2</sup>, длящаяся от нескольких минут до де-

сятков минут на высотах от 1.3 до  $4.6R_{\text{Sun}}$ , совпадающая по времени с пиком рентгеновской вспышки;

– фаза распространения, в которой скорость КВМ постепенно выравнивается со скоростью фонового солнечного ветра.

В одном случае из исследованных фаза инициации отсутствовала, а в фазе разгона наблюдалось импульсное ускорение величиной  $7300 \text{ м/с}^2$ .

В работе [143] была изучена эволюция трех КВМ, наблюдавшихся коронографами LASCO в 1997–2000 гг., которые на расстояниях до 30 солнечных радиусов разгонялись с импульсным, промежуточным и слабым ускорением. В событии с импульсным ускорением КВМ разгонялся в течение 30 мин на расстоянии от 1.3 до  $4.6R_{\text{Sun}}$  от центра Солнца с ускорением около  $308 \text{ м/с}^2$ . В событии с промежуточным ускорением ( $131 \text{ м/с}^2$ ) фаза разгона КВМ длилась около 160 мин до высоты  $7R_{\text{Sun}}$ . В третьем случае фаза быстрого разгона полностью отсутствовала, так как в течение 24 ч на расстоянии до  $30R_{\text{Sun}}$  величина ускорения не превышала  $4 \text{ м/с}^2$ . В первых двух случаях наблюдались вспышки в мягкой рентгеновской области спектра, в третьем случае выброс произошел без вспышки и вне какой-либо активной области. Авторы пришли к выводам о том, что установившаяся скорость КВМ определяется комбинацией величины и длительности ускорения, причем оба эти параметра могут изменяться от события к событию, а также о том, что ускорение КВМ связано с ускорением заряженных частиц во время вспышки.

Высокая степень синхронизации профиля ускорения КВМ с профилем яркости рентгеновской вспышки была подтверждена в работе [144], в которой с высоким временным разрешением была исследована фаза быстрого ускорения двух КВМ, наблюдавшихся ЭУФ-телескопом EUVI и коронографом COR1 на КА STEREO в июне и декабре 2007 г. и марте 2008 г. Профили рентгеновской вспышки определялись по данным спектрометра RHESSI в диапазоне 6–200 кэВ. Во всех случаях фаза быстрого ускорения, длившаяся до расстояния до  $0.4R_{\text{Sun}}$  от центра Солнца, совпала с импульсной фазой рентгеновской вспышки, что хорошо соответствует стандартной модели вспышек.

В работе [145] были определены три типа процессов формирования быстрых импульсных КВМ типа “гало”, связанных с мощными вспышками, но без видимой эрупции волокон:

– нарушение равновесия горячей эмиссионной петли в результате всплытия нового магнитного потока;

– объединение в структуру выброса нескольких расширяющихся эмиссионных петель с помощью пересоединения;

– формирование фронтальной структуры выброса массы в результате эрупции нескольких горячих петель и возмущения ими вышележащих структур нижней короны.

По результатам изучения кинематики рассмотренных КВМ авторами в [145] сделан вывод о существовании двух типов КВМ, различающихся временным профилем скорости, который определяется площадью и магнитной конфигурацией активной области, в которой был сформирован выброс коронального вещества.

В работе [135] на примере выброса 2 августа 2011 г. изучена кинематика КВМ, сопряженного с двухфазной вспышкой. На рис. 10 показано формирование и движение фронта КВМ в нижней короне. График движения фронта КВМ (рис. 10в) построен на основе движения исходных петель в проекции на солнечный диск по изображениям SDO/AIA с учетом проекционного эффекта (рис. 10а) и в плоскости лимба по изображениям STEREO-A/EUVI (рис. 10б) и SOHO/LASCO (на рисунке не показано). Фаза ускорения КВМ соответствовала второму пику в профиле потока от вспышки, ассоциированной с этим КВМ. Рис. 10г демонстрирует зависимость скорости КВМ от расстояния, рассчитанную по данным КА SDO, STEREO-A и LASCO. В процессе расширения КВМ скорость возросла с  $26 \text{ км/с}$  на  $0.06R_{\text{Sun}}$  (от поверхности Солнца) до  $800 \text{ км/с}$  на  $5R_{\text{Sun}}$ .

## 5. ИОННЫЙ СОСТАВ КВМ И ЕГО ЭВОЛЮЦИЯ В СОЛНЕЧНОЙ КОРОНЕ

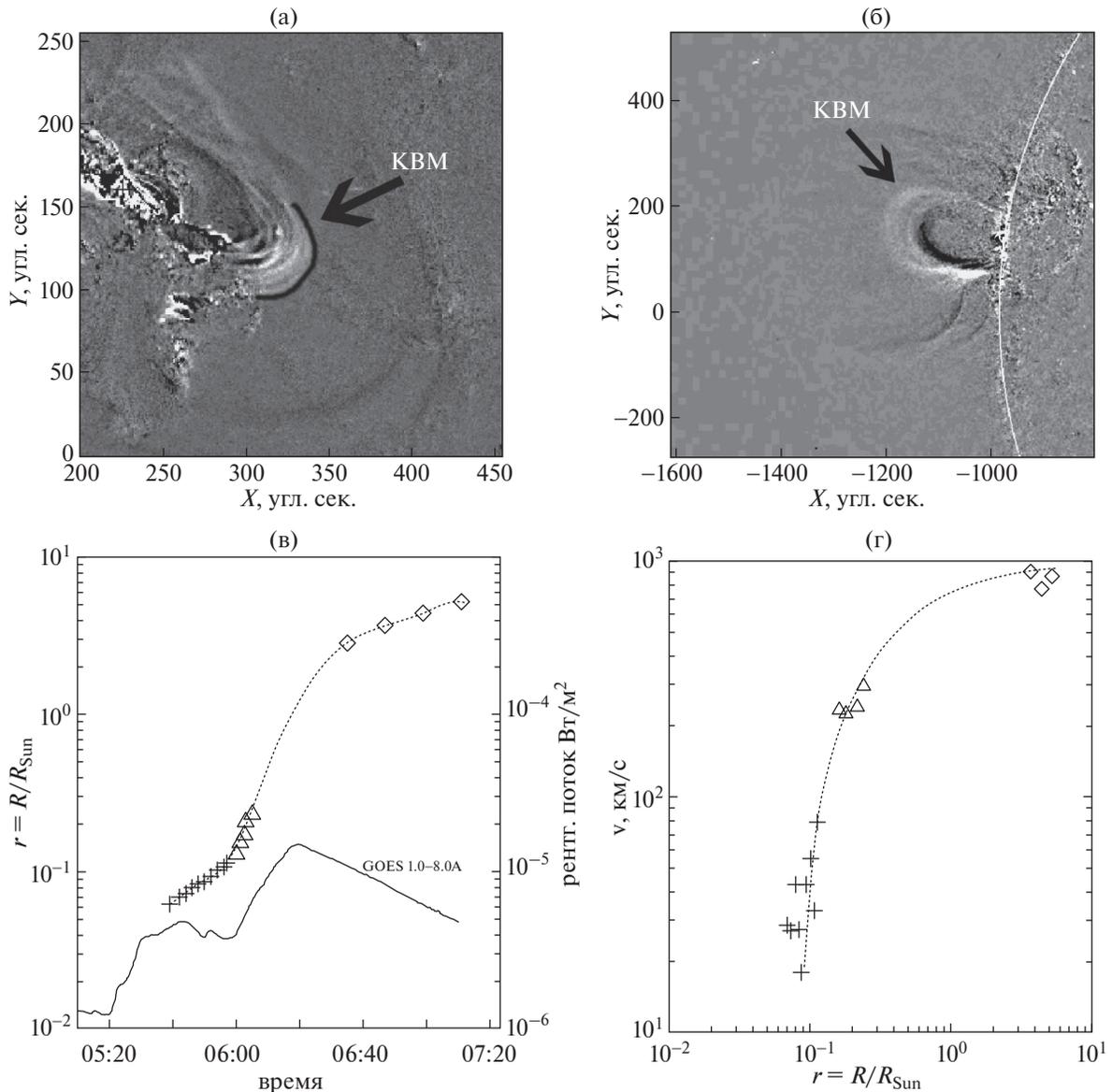
### 5.1. Параметры ионного состояния и их формирование в короне

Ионный состав плазмы “замораживается” на расстояниях порядка нескольких солнечных радиусов от поверхности Солнца, поэтому по ионному составу МКВМ можно судить о состоянии плазмы в источнике выброса и ее эволюции при прохождении КВМ через корону от места выброса до области “замораживания”. Ионный состав плазмы КВМ и его эволюция в солнечной короне зависят от следующих факторов:

1) химического элемента, которому принадлежат рассматриваемые ионы (в частности, этим определяются скорости ионизации и рекомбинации ионов);

2) физических параметров плазмы, таких как температура и плотность, и их изменений в процессе формирования КВМ;

3) профиля изменения скорости движения плазмы в короне.



**Рис. 10.** Движение КВМ 2 августа 2011 г.: в нижней короне (проекция на диск, изображение в канале SDO/AIA 211 Å) (а); в плоскости лимба (изображение в канале STEREO-A/EUVI 195 Å) (б); график подъема КВМ во времени по сводным данным измерений AIA (кресты), STEREO-A/EUVI (треугольники), LASCO (ромбы), внизу приведен график потока вспышки в канале 1–8 Å по данным GOES (шкала справа) (в); скорость КВМ, рассчитанная по графику подъема (г). Адаптировано из [135].

Последние два фактора зависят от конкретного события и уровня солнечной активности.

В качестве примера, рассмотрим формирование ионного состава КВМ в событии 2 августа 2011 г. Схема формирования зарядового состояния МКВМ в короне представлена на рис. 11. В области столкновений, в нижней короне Солнца плазма находится в состоянии локального термодинамического равновесия (ЛТР), основными параметрами которого являются температура и плотность электронов. Средний заряд ионов и температурно-зависимые отношения плотностей

ионов стационарной плазмы в условиях ЛТР в зависимости от электронной температуры, рассчитанные по данным атомной базы CHIANTI ([http://www.chiantidatabase.org/chianti\\_papers.html](http://www.chiantidatabase.org/chianti_papers.html)) показаны на рис. 12.

В процессе развития эрупции, за счет потока энергии, выделяющейся в области вспышки, плазма выброса сначала быстро нагревается, а затем начинает движение от Солнца. В процессе расширения плазмы КВМ от места вспышки до области “замораживания”, температура и плотность плазмы уменьшаются вследствие охлажде-



чительно, поэтому остаточное зарядовое состояние МКВМ оказывается достаточно высоким. Такой эффект соответствует прямым наблюдениям [71], в которых было выяснено, что более быстрые КВМ/МКВМ, как правило, имеют более высокие зарядовые состояния ионов, чем медленные.

В статье [131] рассмотрено формирование ионного состава в рамках теоретической модели ранней эволюции КВМ на расстоянии от 2 до  $5R_{\text{Sun}}$ . В этой модели, на первой стадии плазма КВМ нагревается джетом из области пересоединения, а далее рассматривается стадия охлаждения при расширении. При согласовании полученного таким образом ионного состава с измеренным в МКВМ был получен теоретический профиль потока нагрева.

В работах [137, 138] (см. предыдущий раздел) были рассмотрены теоретические модели формирования ионного состава МКВМ, включающие процессы нагрева и охлаждения при расширении плазмы. Исходя из измеренных ионных параметров МКВМ, были подобраны наиболее вероятные параметры профилей температуры, плотности и потока энергии нагрева. Однако авторы этих работ основывали свои выводы только на теоретических предположениях и не проводили сравнений с реальными измерениями параметров плазмы в короне.

В статье [135] было проведено моделирование ионного состава КВМ в событии 2 августа 2011 г. Эволюция плазмы в короне и ионный состав КВМ в области “замораживания” были рассчитаны с помощью МГД-модели, причем результаты численного моделирования параметров плазмы сопоставлялись с измеренными по ЭУФ-изображениям. Рассчитанные значения хорошо согласуются с измеренными в МКВМ у Земли в предположении, что во время вспышки при движении плазмы вплоть до границ области “замерзания” ионного состава одновременно с адиабатическим охлаждением существует заметный поток энергии, подогревающий плазму. Процедура моделирования детально рассматривается ниже.

### 5.2. Эволюция ионного состава при движении КВМ в короне

Для расчета эволюции ионного состава плазмы КВМ используются кинетические уравнения баланса:

$$\frac{\partial y_i}{\partial t} = N_e [y_{i-1}C_{i-1}(T_e) - y_i(C_i(T_e) + R_{i-1}(T_e)) + y_{i+1}R_i(T_e)] - \sum_i y_i = 1, \quad (1)$$

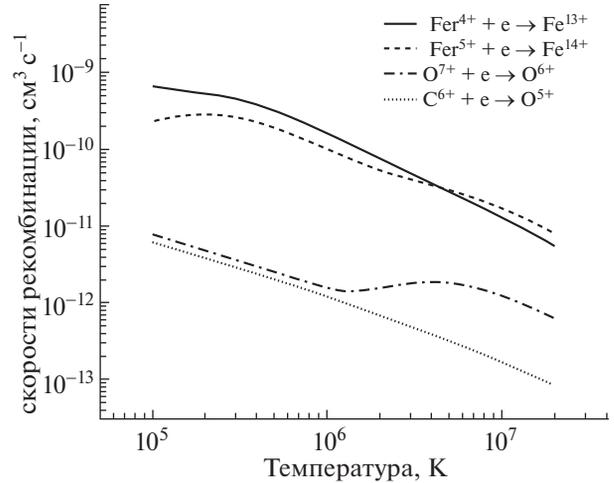


Рис. 13. Скорости рекомбинации ионов углерода, кислорода и железа в зависимости от температуры.

где  $y_i$  – относительные обилия ионов с зарядом  $i$ ,  $N_e$  и  $T_e$  – электронная плотность и температура,  $C_i$  и  $R_i$  – скорости ионизации и рекомбинации (в единицах  $\text{см}^3 \cdot \text{с}^{-1}$ ) соответственно.

Коэффициенты  $C_i$  и  $R_i$  являются функциями температуры и обычно вычисляются в предположении максвелловского распределения электронов плазмы по скоростям. Эволюция  $y_i$  при движении плазмы от Солнца зависит от электронной температуры  $T_e$ , электронной плотности  $N_e$  и скорости плазмы  $V$ .

Граница (по высоте) “замораживания” ионного состава плазмы определяется соотношением между двумя временными масштабами: временем рекомбинации  $\tau_{\text{rec}} = (N_e R_i)^{-1}$  и временем расширения плазмы  $\tau_{\text{exp}} = N_e / (V dN_e / dr)$ . Вблизи места выброса скорость движения плазмы мала, а ее плотность велика, и  $\tau_{\text{exp}} \gg \tau_{\text{rec}}$ , поэтому ионы находятся в состоянии ионизационного равновесия. В процессе расширения, с увеличением расстояния скорость увеличивается, а плотность плазмы падает до таких значений, при которых выполняется условие “замораживания” ионного состава. Следует также отметить различие областей “замораживания” ионов разных элементов. Например, отличие областей “замораживания” для ионов Fe и O объясняется разницей в их скоростях рекомбинации  $R_i$ . Так как характерное время рекомбинации  $\tau_{\text{rec}}$  обратно пропорционально  $N_e$  и  $R_i$ , то чем больше скорость рекомбинации, тем быстрее рекомбинирует ион и тем быстрее устанавливается ионизационное равновесие.

В качестве примера, на рис. 13 показаны зависимости полных скоростей рекомбинации (радиационной и диэлектронной) для ионов  $\text{Fe}^{14+}$ ,

$Fe^{15+}$ ,  $O^{7+}$  и  $C^{6+}$  от температуры. Из рисунка видно, что скорости рекомбинации ионов Fe в широкой области температур более чем на порядок превосходят скорости рекомбинации ионов O и C. Это приводит к тому, что “замораживание” ионного состава (из-за падения электронной плотности) для ионов Fe наступает гораздо позже, чем для ионов O и C.

### 5.3. Расчет ионного состава плазмы МКВМ

Рассмотрим методику расчета ионного состояния плазмы КВМ, примененную в работе [135].

1. Посредством спектроскопической диагностики, методом восстановления температурного распределения дифференциальной меры эмиссии по набору спектральных линий ЭУФ-диапазона определяются параметры плазмы  $T_e$  и  $N_e$  (температура и плотность) в отобранных для анализа событиях. Эти параметры рассматриваются как начальные данные для исследования их последующей эволюции  $T_e(t)$ ,  $N_e(t)$  в процессе движения плазмы от источника.

2. Для расчета ионного состава движущейся плазмы используются кинетические уравнения баланса, в которых учитываются процессы ионизации и рекомбинации, а остывание плазмы происходит из-за процессов теплопроводности и излучения в условиях ионизационного равновесия.

3. Область расстояний, на которых происходит “замораживание” ионного состава плазмы, определяется в результате прямого расчета.

4. Временная шкала процесса эволюции задается кинематикой движения выброса в короне.

5. В принятой модели предполагается наличие локального термодинамического равновесия (ЛТР): времена ионизации/рекомбинации много меньше характерных времен изменения параметров плазмы  $T_e$  и  $N_e$ .

6. Граница “замораживания” ионного состава определяется условием, что время рекомбинации становится много больше времени переноса плазмы до Земли.

В рассматриваемой работе, в качестве исходных данных были приняты полученные из эксперимента и с помощью расчета по МГД-модели графики изменения температуры и плотности магнитного жгута и самого КВМ.

Для расстояний  $r > r_0$  ( $r$  – расстояние от лимба,  $r_0 = 0.25R_{\text{Sun}}$  – расстояние, до которого производился расчет параметров плазмы по МГД-модели), предполагалось, что электронная плотность изменялась по закону

$$N_e(r) = N_e(r_0) \left( \frac{r_0}{r} \right)^3, \quad (2)$$

который согласуется с геометрией магнитного жгута в процессе расширения (см., например, [149, 150]). Температурный профиль изменялся по закону, аналогичному закону адиабатического расширения

$$T_e(r) = T_e(r_0) \left( \frac{N_e(r)}{N_e(r_0)} \right)^\alpha, \quad (3)$$

где параметр  $\alpha$  использовался как подгоночный для согласования с прямыми измерениями ионного состава (в случае адиабатического расширения  $\alpha = \gamma - 1$ , где  $\gamma = 5/3$ ). Такая простая форма температурного профиля использовалась, чтобы учесть возможный нагрев плазмы КВМ после выброса (см, например, [151, 152]). Подгонка параметра  $\gamma$  часто используется в корональных моделях, чтобы феноменологически учесть процессы с неизвестными механизмами нагрева плазмы (см. также [149, 150]).

Расчеты, проведенные с помощью уравнений (1) и модельных значений температуры, плотности и скорости плазмы, показали, что для удовлетворительного согласования рассчитанных и измеренных температурно-зависимых параметров  $C^{6+}/C^{5+}$ ,  $O^{7+}/O^{6+}$  и  $\langle Q_{Fe} \rangle$  требуется ввести в рассмотрение дополнительный нагрев на расстояниях  $(0.25-1.5)R_{\text{Sun}}$  и  $(1.5-5)R_{\text{Sun}}$  от поверхности Солнца. Отметим, что на этих же высотах происходит активное ускорение КВМ (см. раздел 4.4). Полученные для плазмы КВМ расчетные значения  $C^{6+}/C^{5+} = 2.2$ ,  $O^{7+}/O^{6+} = 0.32$  и  $\langle Q_{Fe} \rangle = 10$  удовлетворительно согласуются с усредненными измеренными величинами  $C^{6+}/C^{5+} = 1.31$ ,  $O^{7+}/O^{6+} = 0.25$  и  $\langle Q_{Fe} \rangle = 10.1$ . Независимые результаты плазменной диагностики и МГД-расчеты, проведенные в работе [135], также подтверждают то, что расширяющаяся плазма КВМ на достаточно большом расстоянии от области вспышки, хотя в целом и охлаждается, продолжает получать дополнительную энергию, что приводит к повышению степени ионизации плазмы КВМ.

## 6. РАСПРОСТРАНЕНИЕ МКВМ В ГЕЛИОСФЕРЕ. НАБЛЮДЕНИЯ И МОДЕЛИ

Время прихода МКВМ к Земле в значительной мере зависит от геометрии и кинематики распространения КВМ в гелиосфере. Движение КВМ в среде с малым значением плазменного  $\beta$  происходит в результате одновременного действия магнитных сил и газового давления. Результаты наблюдений, механизмы и различные теоретические модели распространения КВМ рассмотрены в многочисленных публикациях (см., например, ссылки в статье [153]). В статье [154] описана ме-

тодика восстановления трехмерной структуры фронта КВМ и траектории его движения в гелиосфере с использованием данных стереоскопических наблюдений КВМ коронографами COR1, COR2 и гелиосферными широкоугольными камерами HI на обсерваториях STEREO-A, B. Восстановление трехмерной формы фронта КВМ по наблюдениям с двух направлений проводилось в эпиполярной геометрии с помощью моделирования фронта расширяющимися эллипсами. Было установлено, что на расстояниях от 2 до  $46R_{\text{Sun}}$  растет угловая ширина КВМ и наблюдается постепенное отклонение траектории от высоких широт к плоскости эклиптики. За пределами  $7R_{\text{Sun}}$  движение КВМ определяется аэродинамическим торможением в фоновом солнечном ветре. Ниже мы рассмотрим различные модели, используемые для расчетов движения КВМ в гелиосфере и прогнозирования времени и скорости прихода МКВМ к месту регистрации на расстоянии 1 а.е. и далее.

### 6.1. Эмпирические модели

Простейшей одномерной моделью является баллистическая модель, основанная на предположении, что потоки солнечного ветра распространяются с постоянной радиальной скоростью от поверхности Солнца [155, 156]. В модели предполагается, что нерадиальность движения потока солнечного ветра ниже  $30R_{\text{Sun}}$  и ускорение потока в гелиосфере компенсируют друг друга, при этом положение источника на поверхности Солнца может быть определено с точностью порядка  $10^\circ$  по широте, и время прихода потока к Земле можно оценить с точностью  $\pm 24$  ч. В нулевом приближении с такой точностью можно рассчитывать движение всех трех типов потоков солнечного ветра: медленного ветра, ВСП КД и МКВМ. Точность баллистической модели ограничена тем, что она не учитывает особенностей движения потоков, связанных с конфигурацией магнитного поля, ускорения потоков вблизи Солнца с учетом гравитации и неравномерности движения потоков в гелиосфере, вследствие взаимодействия с фоновым ветром.

В более точных эмпирических и численных моделях время прибытия МКВМ рассчитывается на основе наблюдаемых коронографом скорости и направления распространения КВМ с учетом взаимодействия с фоновой средой (например, [88, 157–162]). Эмпирическая модель ЕСА (“Empirical CME Arrival”), описанная в статье [159] учитывает эффект ускорения или замедления КВМ за счет взаимодействия с фоновым солнечным ветром при движении в гелиосфере и прогнозирует прибытие КВМ с ошибкой  $\pm 10.7$  ч.

В дальнейшем, для более точного описания движения КВМ в гелиосфере в работе [162] были предложены три различные двумерные модели конического расширения КВМ (“Cone model”). Ссылки на модели конуса и другие модели КВМ можно найти в статьях [163–169]. В работе [170] на наборе данных о 20 КВМ типа “гало” за период 2010–2012 гг. было показано, что такой подход улучшил точность расчета времени прихода КВМ на 1 а.е. со средней абсолютной погрешностью  $7.3 \pm 3.2$  ч, что сравнимо с погрешностью более сложных численных МГД-моделей.

Как было показано в работах [171, 172], в гелиосфере на движение КВМ оказывают сильное влияние силы аэродинамического торможения между током в жгуте и магнитным полем фонового солнечного ветра (медленный ветер или ВСП КД). Эта зависимость положена в основу эмпирической аэродинамической модели движения КВМ – Drag-based model (DBM, [64, 173]).

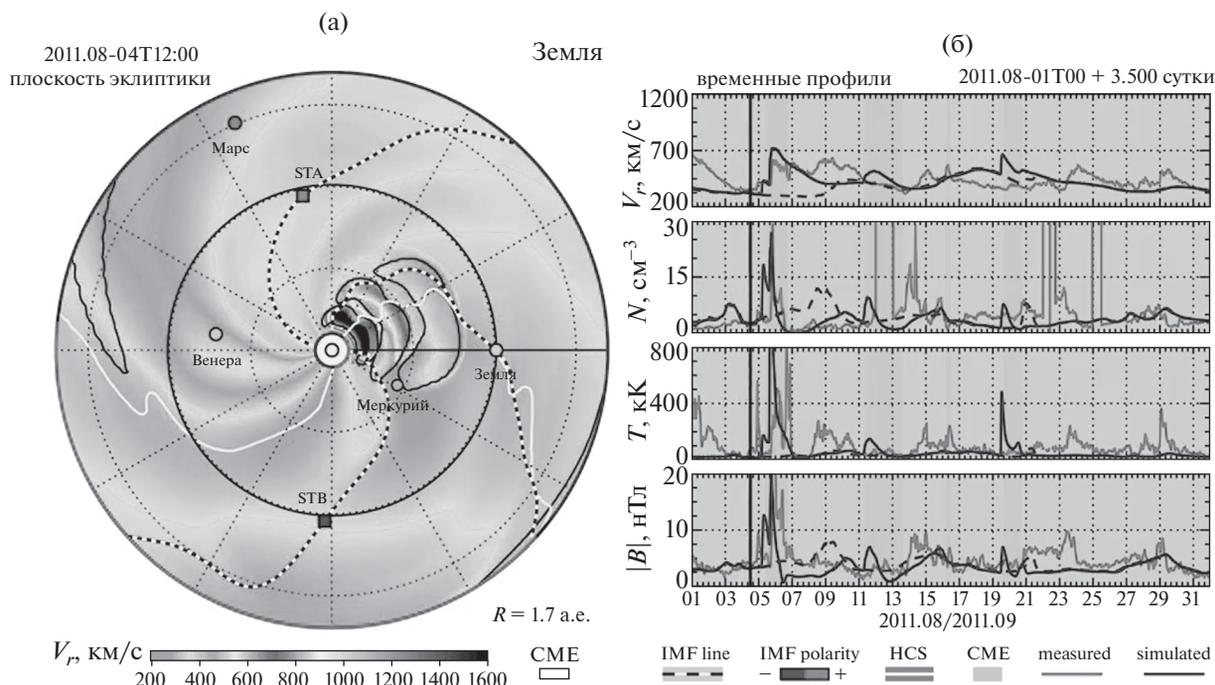
В этой модели на расстояниях более  $20R_{\text{Sun}}$  вследствие магнитодинамического взаимодействия с фоновым ветром ускорение и скорость КВМ изменяются согласно эмпирическим соотношениям

$$a = -\gamma(v - w)|v - w|, \quad (4)$$

$$v(t) = \frac{v_0 - w}{1 \pm \gamma(v_0 - w)} + w, \quad (5)$$

где  $a$  – ускорение,  $v(t)$  – текущая скорость КВМ,  $v_0$  – скорость КВМ в начальной точке на  $20R_{\text{Sun}}$ ,  $w$  – асимптотическая скорость фонового солнечного ветра,  $\gamma$  – коэффициент взаимодействия, знак плюс соответствует случаю  $v_0 > w$ , минус –  $v_0 < w$ . В базовой версии DBM предполагается, что  $w$  и  $\gamma$  постоянны. Согласно формуле (4), КВМ тормозится, если его начальная скорость больше скорости фонового ветра, или ускоряется в противоположном случае. Магнитогидродинамическое моделирование [174] показало, что для плотных КВМ коэффициент аэродинамического торможения зависит от соотношения плотностей КВМ и фонового солнечного ветра. Наименьший коэффициент  $\gamma$  соответствует случаю, когда плотность КВМ больше плотности фонового солнечного ветра. Если плотность КВМ меньше плотности фонового ветра, коэффициент  $\gamma$  быстро растет. В формулах (4), (5) значение коэффициента взаимодействия зависит от параметров КВМ и фонового солнечного ветра и может изменяться от  $2 \times 10^{-8}$  (массивные КВМ в быстром разряженном солнечном ветре) до  $2 \times 10^{-7}$  (КВМ с низкой плотностью в медленном плотном солнечном ветре).

В модифицированной двумерной версии модели – Advanced Drag Model – учитывается угловая



**Рис. 14.** Пример прогноза структуры СВ по модели WSA-Enlil-Cone для августа 2011 г. (<http://helioweather.net/archive/2011/08/vel1e4.html>). Левая панель (плоскость эклиптики) – карта радиальной скорости протонов ( $V_p$ , км/сек) с указанием КВМ (CME; сплошные линии), секторных границ ММП (IMF line; пунктирные линии) и гелиосферного токового слоя (HCS; белая сплошная линия). Обозначения: STA – КА STEREO-A, STB – КА STEREO-B. Правая панель – временные профили (temporal profiles) радиальной скорости ( $V_p$ , км/сек), плотности ( $N$ , см $^{-3}$ ) и температуры ( $T$ ,  $10^3$  K) протонов, модуля магнитного поля СВ ( $|B|$ , нТл). Серыми сплошными линиями показаны данные измерений (measured) на КА ACE, серыми пунктирными линиями – расчеты (simulated) скорости и плотности протонов СВ по модели WSA (без учета КВМ), черными сплошными линиями – расчеты по модели WSA-Enlil-Cone.

ширина КВМ и направление распространения относительно эклиптики, при этом принимается во внимание различие в скорости, если в точку наблюдений приходит головная или боковая часть КВМ. Отметим, что все версии DBM основаны на приближении, что КВМ распространяются в однородной среде, тогда как в некоторых реальных случаях среда является неоднородной: КВМ могут сначала распространяться в медленном солнечном ветре, а затем в ВСП. Данный тип модели также не учитывает случаи взаимодействия КВМ с другими КВМ в гелиосфере. Онлайн-версии DBM и Advanced DBM доступны на сайте <http://oh.geof.unizg.hr/DBM/dbm.php>.

Обновленная версия DBM–Drag-Based Ensemble Model (DBEM: <http://oh.geof.unizg.hr/DBEM/dbem.php>) основана на анализе распределения возможных времен прихода и скоростей, с которыми может МКВМ прийти на околоземную орбиту, и выборе оптимальных параметров расчета [196]. Модель запускается несколько раз с разным набором параметров КВМ и окружающего солнечного ветра с учетом возможных неточностей их определения. Это позволяет найти наиболее вероятные времена прибытия и скорости

МКВМ, выявить неопределенности прогноза и определить точность прогноза.

Достоинством эмпирических моделей прогнозирования является возможность учета различных параметров, влияние которых на конечный результат из-за сложности плазменных процессов не всегда может быть объяснено. В частности, для улучшения точности прогноза в параметры некоторых моделей вводится зависимость от состояния фонового ветра в нескольких предыдущих оборотах Солнца. В работе [176] рассматривается нахождение таких скрытых зависимостей методом машинного обучения.

### 6.2. Численные МГД-модели распространения потоков солнечного ветра в гелиосфере

Комплексная численная МГД трехмерная модель WSA+ENLIL+Cone [65, 177–181] является операционной моделью для прогнозирования параметров солнечного ветра в гелиосфере, использующейся в Центре предсказания космической погоды Национальной администрации океанов и атмосферы США (<https://www.swpc.noaa.gov/products/wsa-enlil-solar-wind-prediction>). Архив результатов рас-

четов структуры солнечного ветра с 2007 г. до н.в. расположен на сайте <http://helioweather.net>. Типичный пример прогноза СВ для августа 2011 г., выполненный с помощью этой модели в сравнении с измерениями на КА АСЕ показан на рис. 14.

На первой, корональной стадии в модели WSA+ENLIL+Cone используется эмпирическая модель WSA [18, 182], которая рассчитывает карту магнитного поля и предполагаемых скоростей квазистационарных потоков на границе короны и гелиосферы. Транзиентные потоки задаются по данным измерений коронографов LASCO, STEREO COR 2 и гелиосферных камер HI.

Далее, для расчетов движения потоков в гелиосфере применяется трехмерная модель ENLIL, основанная на идеальной МГД-приближении [183–185]. Внутренняя граница модели ENLIL располагается на уровне  $21.5$  или  $30R_{\text{Sun}}$ , расчеты могут выполняться не только для Земли, но и для других планет солнечной системы на расстояниях до 10 а.е. Входными данными для модели ENLIL являются информация о параметрах солнечного ветра (скорость, плотность, напряженность магнитного поля) на внутренней границе от эмпирической WSA или МГД модели Magnetohydrodynamics Around a Sphere (MAS, [186, 187]). По этим данным рассчитываются параметры ВСП и медленного ветра. Параметры МКВМ рассчитываются с помощью конической модели KBM, которая описывает распространение KBM в гелиосфере в радиальном направлении в виде конуса с постоянной угловой шириной, при этом расширение KBM предполагается изотропным (Cone model, [163, 188]).

Согласно описанию, на сайте Центра моделирования NASA (<https://ccmc.gsfc.nasa.gov>), модель WSA+ENLIL+Cone разрабатывается для расчетов скорости, плотности и напряженности магнитного поля солнечного ветра в трехмерном пространстве, включая все типы потоков: ВСП, МКВМ и фоновый ветер, однако в действующей версии она позволяет рассчитывать только скорость и плотность солнечного ветра в функции от времени и координат. При замене на корональной стадии эмпирической модели WSA МГД-моделью MAS, точности прогнозирования потоков солнечного ветра примерно одинаковы.

Модель солнечного ветра EUHFORIA (European heliospheric forecasting information asset) [189] также состоит из двух основных компонент: корональной модели и гелиосферной модели, в которую включается KBM. В корональной части (на расстояниях до 0.1 а.е.), аналогично модели WSA, используются полуэмпирические соотношения между параметрами солнечного ветра и топологическими свойствами коронального магнитного поля, рассчитываемого в потенциальном приближении аналогично модели WSA. Сравнительные

исследования показали, что эмпирические модели обеспечивают лучшую точность граничных условий для гелиосферных моделей по сравнению с физическими корональными моделями (например, [181, 190, 191]).

В гелиосферной части с 0.1 и до 2 а.е. с помощью идеальной МГД-модели с учетом гравитации рассчитываются распространение, эволюция и взаимодействие потоков солнечного ветра и KBM в зависимости от времени. KBM вводится в виде конической структуры, аналогично описанной в [183, 184], параметры которой задаются по данным коронографических измерений. KBM описывается как однородное гидродинамическое облако, характеризующееся постоянной угловой шириной, направлением распространения и скоростью. Поскольку распространение KBM зависит от состояния фоновой гелиосферной среды, для учета ее возмущения прошедшими ранее потоками, в модель вводится информация о наиболее значительных KBM, которые произошли в период за пять–семь дней до начала прогноза. В описываемой версии модель EUHFORIA рассчитывает только временные профили скорости и плотности потока солнечного ветра. В дальнейшем предполагается дополнить эти данные расчетом внутреннего магнитного поля KBM на основе модели сферомака [192, 193].

### 6.3. Сравнение точности моделей и их развитие

Несмотря на существенное усложнение расчетов по численным МГД-моделям, они пока не дают заметного улучшения точности прогноза по сравнению с более простыми эмпирическими моделями. Сравнение результатов прогнозирования 50 МКВМ в период 2010–2012 гг. с использованием МГД-модели WSA + ENLIL + Cone и DBM [194] показало, что оба подхода дают сходные результаты. Абсолютная разность между прогнозом времени прихода МКВМ на 1 а.е. и наблюдениями составляла для обеих моделей, в среднем, 6–9 ч, в периоды повышения солнечной активности – до 10–11 ч. Точность прогнозирования скорости МКВМ моделью WSA + ENLIL + Cone составляет в среднем  $\pm 100$  км/с [195].

В работе [65] использован ансамблевый подход к моделированию для оценки чувствительности модели WSA-ENLIL + Cone к начальным параметрам KBM и обеспечения вероятностного прогнозирования времени прибытия KBM. Моделирование ансамблей учитывает изменчивость входных данных, основанных на наблюдениях, путем создания ансамбля, т.е. наборов из  $n$  наблюдений KBM для расчета распределения прогнозов и прогнозирования вероятности времени прибытия KBM. В статье [196] на наборе из 35 KBM за период с января 2013 г. по июль 2014 г. для модели DBEM (Drag-Based Ensemble Model,

<http://oh.geof.unizg.hr/DBEM/dbem.php>) средняя ошибка составила (ME – mean error) – 9.7 ч, средняя абсолютная ошибка (MAE – mean absolute error) 14.3 ч и среднеквадратичная ошибка (RMSE – root-mean-square error) – 16.7 ч, что несколько хуже, но сравнимо с ошибками ENLIL (6.1, 12.8 и 14.4 часов, соответственно). Обе модели прогнозируют более ранний приход МКВМ, чем наблюдается, что может быть связано как с неточностью моделей, так и с переоценкой начальных скоростей КВМ.

В работе [197] представлены результаты расчетов с использованием модели WSA-ENLIL + Cone с марта 2010 г. по декабрь 2016 г. Исходные параметры КВМ были определены с помощью инструмента Stereoscopic CME Analysis Tool (StereoCAT) [65] и NOAA Space Weather Prediction Center CME Analysis Tool (CAT) [198]. Моделирование включало более 1800 КВМ, ошибка прогноза времени прибытия КВМ в трех местах: Земля, КА STEREO-A и B и составила  $10.4 \pm 1.5$ ,  $9.2 \pm 1.5$ ,  $12.2 \pm 2.1$  ч соответственно и в среднем  $10.4 \pm 0.9$  ч по всем локациям.

Улучшение точности прогнозирования МКВМ достигается при использовании стереоскопических наблюдений с двух КА STEREO-A и B [199, 200], на которых установлены идентичные коронографы и широкоугольные камеры HI для съемки гелиосферы. Одновременные наблюдения Солнца и гелиосферы с линии Солнце-Земля с КА SOHO (коронографом LASCO) и SDO (телескопом AIA), а также с двух КА STEREO с двух точек орбиты Земли позволяют осуществить трехмерную реконструкцию КВМ. В работе [199], на основе наблюдений с STEREO/HI разработана трехмерная модель эволюции КВМ эллиптической формы Ellipse Evolution (EIEvo). При проверке на моделировании 21 КВМ в период с 2008–2012 гг. прогноз времени прибытия МКВМ на 1 а.е. был улучшен до  $\pm 6.5$  ч, а прогноз скорости МКВМ до  $\pm 53$  км/с. При этом нужно отметить уникальность наблюдений и сложность анализа структуры КВМ по изображениям с HI. Статистический анализ КВМ по данным HI на КА STEREO за период с апреля 2007 г. по август 2017 г. для STEREO-A и с апреля 2007 г. по сентябрь 2014 г. для STEREO-B представлен в статье [57].

Гелиосферные изображения с STEREO/HI показали, что область сжатия КВМ можно отследить до 1 а.е. и дальше, а кинематические и морфологические свойства КВМ могут значительно изменяться во время их распространения. Эта эволюция может быть обусловлена взаимодействием КВМ с фоновым СВ, включая области взаимодействия потока SIR/CIR, быстрые потоки солнечного ветра, а также другие КВМ.

На веб-сайте HELCATS (<https://www.Helcats-fp7.eu>) можно получить доступ к каталогу

STEREO/HI. Расширенная версия каталога HICAT, известная как HIGeoCAT (с использованием геометрических моделей, доступна через сайт [https://www.helcats-fp7.eu/catalogues/wp3\\_cat](https://www.helcats-fp7.eu/catalogues/wp3_cat)). В работе показано, что основной тренд солнечного цикла одинаков для солнечных пятен и КВМ.

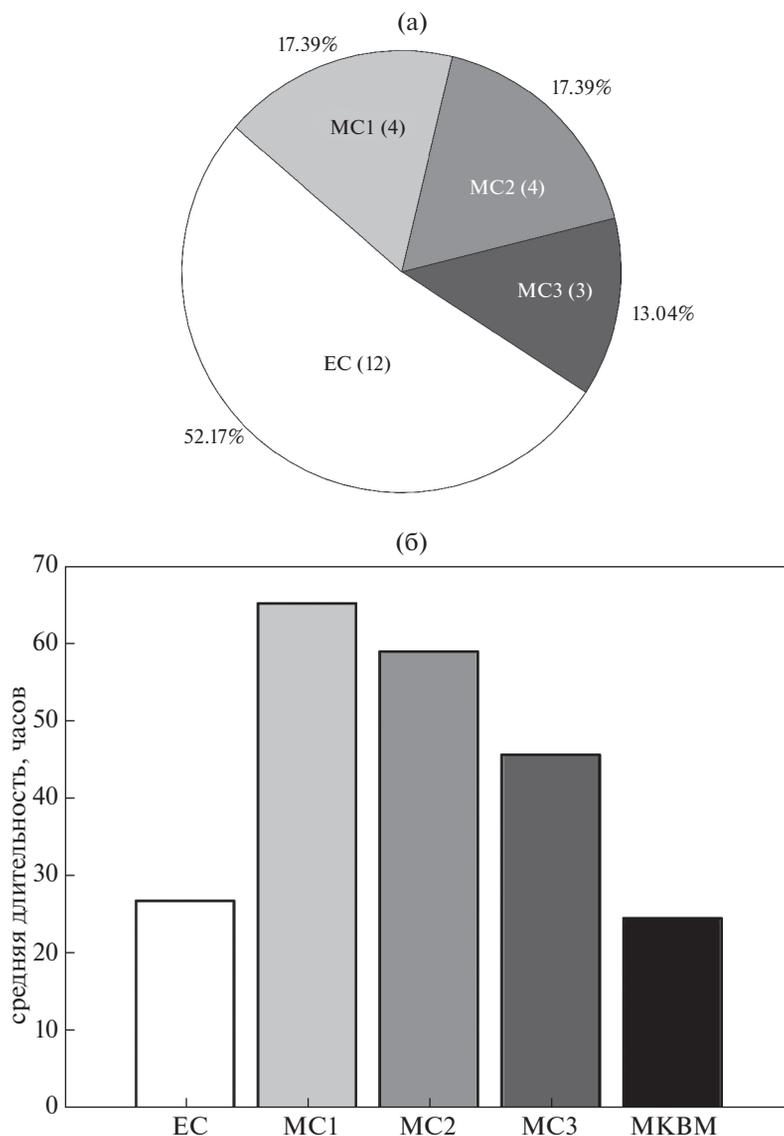
Разработан также ряд других моделей, направленных на улучшение прогнозирования КВМ и их геоэффективности. Модели распространения ударных волн, связанных с КВМ: Shock Time Of Arrival (STOA), Interplanetary Shock Propagation Model (ISPM), modified Hakamada–Akasofu–Fry/version-2 (HAFv.2), Forecasting a CME's Altered Trajectory (ForeCAT), описаны в работах [199–204]. В работе [205] сделана попытка смоделировать магнитное поле в КВМ с помощью детальной прорисовки структуры магнитного жгута.

Резюмируя обзор существующих моделей прогнозирования, можно заключить, что в настоящее время действующей операционной моделью прогноза является только гелиосферная МГД-модель ENLIL. Несмотря на десятилетия исследований, точность долгосрочного прогнозирования космической погоды по-прежнему невелика: среднеквадратичная ошибка в прогнозировании времени прибытия обычно составляет 12 ч, а средняя абсолютная ошибка – 10 ч [189].

Другая проблема моделирования – прогнозирование геоэффективности КВМ, для чего нужны расчеты величины и ориентации вектора межпланетного магнитного поля. Попытки прогнозирования магнитной структуры МКВМ, в частности компоненты магнитного поля  $B_z$ , описаны в недавних работах (например, [204–207]). В работе [208] рассмотрены события, внесенные в каталог проекта ISEST (International Study of Earth-affecting Solar Transients, [http://solar.gmu.edu/heliophysics/index.php/The\\_ISEST\\_Master\\_CME\\_List](http://solar.gmu.edu/heliophysics/index.php/The_ISEST_Master_CME_List)), и выявлены случаи, когда прогнозирование геоэффективности приводит к неверным оценкам. Возможно, некоторые из этих случаев, например, сильная геомагнитная буря 27 мая–1 июня 2013 г. с  $Dst = -199$  нТ, связаны с изменением параметров солнечного ветра вследствие взаимодействия потоков.

## 7. ВЗАИМОДЕЙСТВИЕ КВМ/МКВМ С ДРУГИМИ ПОТОКАМИ СОЛНЕЧНОГО ВЕТРА

В части событий два или более последовательных КВМ (одновременно или с небольшим временным интервалом) распространяются в сторону Земли. Случаи, когда КВМ взаимодействует с другими КВМ или с ВСП КД и даже с окружающими магнитными структурами, что может отклонить КВМ от их изначального направления распространения или значительно повлиять на



**Рис. 15.** Соотношение между числом структур, образованных единичными источниками (ЕС) и множественными источниками (МС) в период январь 2010–август 2011 г. [63] (а): МС1 и МС2 – при слабом и сильном взаимодействии КВМ–КВМ соответственно, МС3 – при взаимодействии КВМ–ВСП КД; средняя длительность единичных и комплексных структур (в часах) (б). МКВМ – группа событий из каталога МКВМ по данным КА ACE (Richardson&Cane, [36] <http://www.srl.caltech.edu/ACE/ASC/DATA/level3/icmetable2.htm>).

кинематические параметры, были рассмотрены в [193, 209–217]. Как результат такого взаимодействия в гелиосфере, составная структура может достичь Земли в форме комплексного коронального выброса, когда взаимодействуют два или несколько КВМ [218, 219], или в виде структуры, образовавшейся в результате взаимодействия КВМ и ВСП КД [220–222]. Такие события представляют особый интерес для моделей прогноза из-за того, что вследствие взаимодействия могут измениться параметры и длительность комплексной транзитной структуры, что влияет на ее геоэффективность.

Последовательные или взаимодействующие КВМ могут быть симпатическими или гомологическими. Симпатические КВМ возникают почти одновременно в разных источниках, что предполагает наличие магнитной связи между ними [223]. Гомологические КВМ возникают последовательно в одном источнике в интервале нескольких часов и имеют схожую морфологию [224]. Обзор разных аспектов, связанных с взаимодействием последовательных КВМ, можно найти в [215].

В работе [63] идентификация источников МКВМ в период 2010–2011 г. с помощью процедуры, описанной в разделе 3.4 показала, что 11 из

23 исследованных нами МКВМ (48%) ассоциируются с несколькими возможными КВМ (рис. 15а). Было определено три вида комплексных структур, образующихся в результате взаимодействия потоков: 1) структуры, образующиеся в результате прихода нескольких следующих друг за другом КВМ (слабое взаимодействие КВМ–КВМ или тип МС1); 2) структуры, образующиеся при наложении двух или более КВМ в гелиосфере (сильное взаимодействие КВМ–КВМ или тип МС2); 3) комплексные структуры, образующиеся при взаимодействии КВМ с потоками ВСП КД (тип МС3). Для сравнения, указана также средняя длительность МКВМ по каталогу Ричардсона и Кейн, определенная по плазменно-кинетическим параметрам без рассмотрения ионного состава. Полученная средняя длительность комплексных структур солнечного ветра, образованных в результате взаимодействия (рис. 15б), составляет 2.4 дня, что более чем в 2 раза превышает таковую для транзитных событий с одним источником (1.12 дня).

В статье [63] показано, что в случае слабого КВМ–КВМ взаимодействия профили кинетических параметров плазмы и ионного состава ( $C^{6+}/C^{5+}$ ,  $O^{7+}/O^{6+}$ ,  $Fe/O$  и средний заряд ионов железа) могут содержать несколько пиков, связанных с последовательным прохождением КВМ. В случае сильного КВМ–КВМ взаимодействия, в рассмотренном нами случае, пики в профиле ионного состава, соответствующие КВМ, появляются раньше относительно участков, где температура протонов ниже ожидаемой (один из признаков КВМ). Один из примеров транзитной структуры типа МС2 показан на рис. 2. В случае КВМ–ВСП КД взаимодействия измеренный профиль ионного состава зависит от последовательности прихода потоков и параметров их источников на Солнце.

В работе [211] рассматривается кинематика комплексной структуры, образованной КВМ–КВМ взаимодействием в событии 1 августа 2010 г. В этом событии более быстрый КВМ (1200 км/с) догнал медленный КВМ (700 км/с) с образованием единой структуры, дошедшей до Земли со скоростью около 600 км/с. При этом длительность возмущения ионного состава комплексной структуры оказалась равной 38 ч, в то время как согласно каталогу Ричардсона и Кейн она составила только 14 ч.

## 8. ГЕОЭФФЕКТИВНОСТЬ МКВМ

Геоэффективность потоков солнечного ветра определяется их способностью вызвать сильные возмущения околоземного космического пространства, приводящие к магнитным бурям. Состояние магнитосферы описывается различными индексами:  $K_p$ ,  $A_p$  и  $Dst$ . Интенсивность магнит-

ной бури обычно (для разных исследований могут использоваться разные индексы, в том числе авроральные) определяется по  $Dst$ -индексу, который рассчитывается на основе измерений магнитного поля на четырех приэкваториальных станциях. Бури с  $Dst$  от 0 до  $-50$  нТ называются слабыми, от  $-50$  до  $-100$  нТ – умеренными, от  $-100$  до  $-200$  нТ – сильными, ниже  $-200$  нТ – экстремальными.

В работе [225] установлено, что все 90 интенсивных геомагнитных бурь, произошедших в 23-м солнечном цикле, в которых параметр  $Dst$  опускался ниже  $-100$  нТ, произошли, когда  $B_z$  компонента межпланетного магнитного поля (в GSM-координатах) была направлена на юг. В 24% случаев источниками явились магнитные облака, сопровождавшиеся ударными волнами, также 24% бурь были вызваны магнитными полями сжатых структур (sheaths), 16% было вызвано комбинацией магнитных облаков и сжатых структур, и 13% было вызвано коротящими областями взаимодействия перед высокоскоростными потоками (CIR). В работе [7] показано, что за период 1996–2005 гг. из 88 таких бурь 77 были вызваны МКВМ, и только 11 были вызваны CIR. Этим МКВМ предшествовало появление КВМ типа полного или частичного “гало”.

Кроме параметра  $B_z$ , наблюдается высокая корреляция геомагнитных индексов с так называемыми сопрягающими функциями параметров солнечного ветра (coupling functions, [226]), которые описывают воздействие электрических полей (например, произведение  $V*B_z$ ) или мощности потока. В работе [41] изучены свойства и геоэффективность типов МКВМ с повышенным магнитным полем и плавным вращением компонент магнитного поля (магнитных облаков) в течение первых 6 лет 23-го и 24-го циклов. Авторы отметили, что, хотя магнитные облака в течение 24-го цикла регистрировались чаще, чем в 23-м, но их геоэффективность была ниже: среднее значение  $Dst$ -индекса для геомагнитных бурь было в 2 раза меньше по сравнению с 23-м циклом из-за меньшего по величине параметра  $V*B_z$ . В статье [227] было показано, что большинство геомагнитных бурь в течение роста 23 и 24-го циклов были связаны с МКВМ.

В работе [10] рассмотрены 798 магнитных бурь с интенсивностью  $Dst < -50$  нТ, произошедших в период 1976–2000 гг., из которых источники были идентифицированы только у 464 бурь. На основании результатов, полученных с помощью метода наложения эпох, было определено, что 145 бурь были вызваны областями сжатия перед высокоскоростными потоками (CIR), 74 – магнитными облаками или областями сжатия (sheath) перед ними, 245 событий были связаны с МКВМ типа “эжекта” или областями сжатия пе-

ред ними. В других работах этих авторов [228–232] определены типы потоков, приводящие к наиболее сильным изменениям геомагнитных индексов в разных фазах бури, и описывающие их типы сопряженных функций.

Геомагнитные бури, возникающие в результате воздействия МКВМ на магнитосферу Земли, могут привести к неполадкам телекоммуникаций и сбоям в электросети, а также увеличить радиационный риск для космонавтов [233]. В этой связи, дальнейшие исследования источников и свойств МКВМ и разработка надежных методов прогнозирования представляются весьма актуальными задачами.

## 9. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Приведенные выше результаты исследований показывают, что за последние 20 лет достигнуто общее понимание процессов формирования КВМ, их трансформации в транзиентные потоки солнечного ветра (МКВМ), регистрируемые *in situ*, и определены методы их моделирования. В то же время, ряд деталей этих процессов остается не вполне ясным. В частности, пока есть лишь предположения о причинах и механизмах возникновения эрупции, образования магнитных жгутов, разогрева и ускорения плазмы КВМ на начальной стадии эрупции в нижней короне и причин низкой или высокой геоэффективности транзиентных потоков.

В настоящее время продолжают разработки двух типов моделей для прогнозирования параметров КВМ/МКВМ – простых эмпирических моделей для расчета времени прихода и скорости МКВМ и более сложных и трудоемких МГД-моделей, которые, в принципе, могут обеспечить расчет всех характеристик транзиентов. В то время, как МГД-модели дают возможность лучше учесть трехмерную структуру КВМ и рассчитать временные профили параметров МКВМ для конкретного события, эмпирические модели позволяют учесть влияние долговременной эволюции области эрупции на Солнце за несколько предыдущих оборотов и, в частности, зависимость от общего состояния активности. Оба типа моделей в настоящее время дают близкую точность прогнозов.

С помощью описанных выше моделей достигнуты определенные результаты по прогнозированию некоторых параметров КВМ/МКВМ, включая геометрическую форму, скорость и плотность транзиентных потоков. Сделаны первые попытки смоделировать ионный состав МКВМ, исходя из параметров солнечных источников, получаемых по динамическим изображениям в ЭУФ и рентгеновской областях спектра.

Для улучшения точности прогнозов, важной задачей является моделирование эволюции транзиентных потоков в гелиосфере, особенно в тех случаях, когда рассматриваемый поток взаимодействует с другими потоками. Для решения этой задачи большое значение будут иметь данные наблюдений солнечного ветра на окосолнечных орбитах приборами на недавно запущенном космическом аппарате Паркер (Solar Probe, <https://www.nasa.gov/content/goddard/parker-solar-probe>) и на готовящейся к запуску обсерватории Европейского космического агентства Solar Orbiter (<http://sci.esa.int/solar-orbiter/>).

Авторы выражают благодарность анонимным рецензентам за ценные замечания и комментарии, высказанные в процессе подготовки статьи к печати.

Исследование выполнено В.А. Слемзиным, Ф.Ф. Горяевым, Д.Г. Родькиным и С.В. Кузиным (разделы 1–5, 7, 8) в ФИАН за счет гранта РФФ № 17-12-01567, Ю.С. Шугай (раздел 6) в НИИЯФ МГУ за счет гранта РФФ № 16-17-00098.

## СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Schwenn R., Marsch E. Physics of the Inner Heliosphere I: Large-Scale Phenomena. N.Y.: Springer-Verlag, 1990. <https://doi.org/10.1007/978-3-642-75361-9>
2. Li K.J., Zhang J., Feng W. // *Astrophys. J.* 2016. V. 151. P. 128. <https://doi.org/10.3847/0004-6256/151/5/128>
3. Watari S. // *Solar Phys.* 2018. V. 293. P. 23. <https://doi.org/10.1007/s11207-018-1248-y>
4. Wang Y.-M. // *Astrophys. J. Lett.* 2010. V. 715. L121. <https://doi.org/10.1088/2041-8205/715/2/L121>
5. Ермолаев Ю.И., Николаева Н.С., Лодкина И.Г., Ермолаев М.Ю. // *Космич. исслед.* 2009. Т. 47 (2). С. 99.
6. Zhao L., Zurbuchen T.H., Fisk L.A. // *Geophys. Res. Lett.* 2009. V. 36. P. L14104. <https://doi.org/10.1029/2009GL039181>
7. Zhang J., Richardson I.G., Webb D.F., Gopalswamy N., Huttunen E., Kasper J.C., Nitta N.V., Poomvises W., Thompson B.J., Wu C.-C., Yashiro S., Zhukov A.N. // *J. Geophys. Res.* 2007. V. 112. P. A10102. <https://doi.org/10.1029/2007JA012321>
8. Yermolaev Y.I., Nikolaeva N.S., Lodkina I.G., Yermolaev M.Y. // *J. Geophys. Res.* 2012. V. 117. P. A00L07. <https://doi.org/10.1029/2011JA017139>
9. Yermolaev Y.I., Lodkina I.G., Nikolaeva N.S., Yermolaev M.Y. // *J. Geophys. Res.: Space Physics.* 2013. V. 118. P. 4760. <https://doi.org/10.1002/jgra.50467>
10. Ермолаев Ю.И., Лодкина И.Г., Николаева Н.С., Ермолаев М.Ю. // *Космич. исслед.* 2010. Т. 48 (6). С. 499.

11. *McComas D.J., Barraclough B.L., Funsten H.O., Gosling J.T., Santiago-Muñoz E., Skoug R.M., Goldstein B.E., Neugebauer M., Riley P., Balogh A.* // *J. Geophys. Res.* 2000. V. 105. P. 10419.  
<https://doi.org/10.1029/1999JA000383>
12. *McComas D.J., Goldstein R., Gosling J.T., Skoug R.M.* // *Space Sci. Rev.* 2001. V. 97. P. 99.  
<https://doi.org/10.1023/A:1011826111330>
13. *Wang Y.-M., Sheely Jr. N.R.* // *Astrophys. J.* 2006. V. 653. P. 708.  
<https://doi.org/10.1086/508929>
14. *von Steiger R., Schwadron N.A., Fisk L.A., Geiss J., Gloeckler G., Hefti S., Wilken B., Wimmer-Schweingruber R.F., Zurbuchen T.H.* // *J. Geophys. Res.* 2000. V. 105. P. 27217.  
<https://doi.org/10.1029/1999JA000358>
15. *Richardson I.G.* // *Solar Phys.* 2014. V. 289. P. 3843.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-014-0540-8>
16. *Howard T.* *Coronal Mass Ejections: An Introduction.* N.Y.: Springer-Verlag, 2011.  
<https://doi.org/10.1007/978-1-4419-8789-1>
17. *Nolte J.T., Krieger A.S., Timothy A.F., Gold R.E., Roelof E.C., Vaiana G., Lazarus A.J., Sullivan J.D., McIntosh P.S.* // *Solar Phys.* 1976. V. 46. P. 303.  
<https://doi.org/10.1007/BF00149859>
18. *Wang Y.-M., Sheeley N.R., Jr.* // *Astrophys. J.*, 1990. V. 355. P. 726. .  
<https://doi.org/10.1086/168805>
19. *David C., Gabriel A.H., Bely-Dubay F., Fludra A., Lemaire P., Wilhelm K.* // *Astron. & Astrophys.* 1998. V. 336. L90–L94.
20. *Wang Y.-M., Hawley S.H., Sheeley N.S.* // *Science.* 1996. V. 271. P. 464–469.  
<https://doi.org/10.1126/science.271.5248.464>
21. *Степанян Н.Н., Кузин С.В., Файнштейн В.Г., Руденко Г.В., Малашук В.М., Перебейнос В.А., Штерцер Н.И., Жигалкин Р.К., Житник И.А., Перцов А.А.* // *Астрономический вестник.* 2008. Т. 42. № 1. С. 86–92.
22. *Harvey K.L., Recely F.* // *Solar Phys.* 2002. V. 211 (1). P. 31.  
<https://doi.org/10.1023/A:1022469023581>
23. *Robbins S., Henney C.J., Harvey J.W.* // *Solar Phys.* 2006. V. 233 (2). P. 265.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-006-0064-y>
24. *Cranmer S.R.* // *Living Rev. Solar Phys.* 2009. V. 6 (1). Article id. 3.  
<https://doi.org/10.12942/lrsp-2009-3>
25. *Brosius J.W., Davila J.M., Thomas R.J., Monsignori-Fossi B.C.* // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 1996. V. 106. P. 143.  
<https://doi.org/10.1086/192332>
26. *Zhang J., Woch J., Solanki S. K., von Steiger R., Forsyth R.* // *J. Geophys. Res.* 2003. V. 108. P. 1144.  
<https://doi.org/10.1029/2002JA009538>
27. *McIntosh S.W., Pontieu B.D., Carlsson M., Hansteen V., Boerner P., Goossens M.* // *Nature.* 2011. V. 475. P. 477.  
<https://doi.org/10.1038/nature10235>
28. *Wang Y.-M.* // *Space Science Rev.* 2012. V. 172. P. 123.  
<https://doi.org/10.1007/s11214-010-9733-0>
29. *Vršnak B., Temmer M., Veronig A.M.* // *Solar Phys.* 2007. V. 240. P. 315.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-007-0285-8>
30. *Шуцай Ю.С., Веселовский И.С., Ситон Д.Б., Бергманс Д.* // *Астрономический вестник.* 2011. Т. 45 (6). С. 560.
31. *Hofmeister S.J., Veronig A., Temmer M., Vennerstrom S., Heber B., Vršnak B.* // *J. Geophys. Res.: Space Phys.* 2018. V. 123. P. 1738.  
<https://doi.org/10.1002/2017JA024586>
32. *Tsurutani B.T., Gonzalez Walter D., Gonzalez Alicia L.C., Guarnieri Fernando L., Gopalswamy N., Grande M., Kamide Y., Kasahara Y., Lu G., Mann I., McPherron R., Soraas F., Vasyliunas V.* // *J. Geophys. Res.* 2006. V. 111. A07S01.  
<https://doi.org/10.1029/2005JA011273>
33. *Gosling J.T., Bame S.J., McComas D.J., Phillips J.L.* // *Geophys. Res. Lett.* 1990. V. 17. P. 901.  
<https://doi.org/10.1029/GL017i007p00901>
34. *Webb D.F., Howard T.A.* // *Living Rev. Solar Phys.* 2012. V. 9. P. 3.  
<https://doi.org/10.12942/lrsp-2012-3>
35. *Richardson I.G., Cane H.V.* // *J. Geophys. Res.* 2004. V. 109. P. A09104.  
<https://doi.org/10.1029/2004JA010598>
36. *Richardson I.G., Cane H.V.* // *Solar Phys.* 2010. V. 264. P. 189.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-010-9568-6>
37. *Zurbuchen T.H., Richardson I.G.* // *Space Sci. Rev.* 2006. V. 123. P. 31.  
<https://doi.org/10.1007/s11214-006-9010-4>
38. *Lopez R.E., Freeman J.W.* // *J. Geophys. Res.* 1987. V. 92. P. 13679.  
<https://doi.org/10.1029/OJGREAA000092000A12013679000001>
39. *Kilpua E.K.J., Luhmann J. G., Gosling J., Li Y., Elliott H., Russell C.T., Jian L., Galvin A.B., Larson D., Schroeder P., Simunac K., Petrie G.* // *Solar Phys.* 2009. V. 256. P. 327.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-009-9366-1>
40. *Bothmer V., Schwenn R.* // *Ann. Geophys.* 1998. V. 16. P. 1.  
<https://doi.org/10.1007/s00585-997-0001-x>
41. *Gopalswamy N., Yashiro S., Xie H., Akiyama S., Mäkelä P.* // *J. Geophys. Res.: Space Physics.* 2015. V. 120. P. 9221.  
<https://doi.org/10.1002/2015JA021446>
42. *Kim J.Y., Moon Y.J., Cho K.S.* // *J. Geophys. Res.* 2007. P. A05104.  
<https://doi.org/10.1029/2006JA011904>
43. *Antiochos S.K., Mikić Z., Titov V.S., Lionello R., Linker J.A.* // *The Astrophys. J.* 2011. V. 731. P. 112.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/731/2/112>

44. *Antiochos S.K., Linker J.A., Lionello R., Mikić Z., Titov V., Zurbuchen T.H.* // *Space Sci. Rev.* 2012. V. 172. P. 169.  
<https://doi.org/10.1007/s11214-011-9795-7>
45. *Eselevich M., Eselevich V., Fujiki K.* // *Solar Phys.* 2007. V. 240. P. 135.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-006-0197-z>
46. *Liewer P.C., Neugebauer M., Zurbuchen T.H.* // *Solar Phys.* 2004. V. 223. P. 209.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-004-1105-z>
47. *Riley P., Luhmann J.G.* // *Solar Phys.* 2012. V. 277. P. 355.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-011-9909-0>
48. *Slemzin V., Harra L., Urnov A., Kuzin S., Goryaev F., Berghmans D.* // *Solar Phys.* 2013. V. 286. P. 157.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-012-0004-y>
49. *Wang Y.-M., Sheeley N.R., Walters J.H., Brueckner G.E., Howard R.A., Michels D.J., Lamy P.L., Schwenn R., Simnett G.M.* // *Astrophys. J. Letters.* 1998. V. 498 (2). P. L165.  
<https://doi.org/10.1086/311321>
50. *Strachan L., Suleiman R., Panasyuk A.V., Biesecker D.A., Kohl J.L.* // *Astrophys. J.* 2002. V. 571 (2). P. 1008.  
<https://doi.org/10.1086/339984>
51. *Кучми С., Молоденский М.М., Старкова Л.И., Кутвицкий В.А., Ершов А.В.* // *Известия вузов. Радиофизика.* 1996. Т. 39. С. 1381.
52. *Wilcox J.M., Hundhausen A.J.* // *Geophys. Res.* 1983. V. 88. P. 8095.  
<https://doi.org/10.1029/JA088iA10p08095>
53. *Parker E.N.* // *Space Sci. Rev.* 1965. V. 4. P. 666.  
<https://doi.org/10.1007/BF00216273>
54. *Gosling J.T., Bame S.J., McComas D.J., Phillips J.L., Pizzo V.J., Goldstein B.E., Neugebauer M.* // *Geophys. Res. Lett.* 1993. V. 20. P. 2789.  
<https://doi.org/10.1029/93GL03116>
55. *Cremades H., Bothmer V., Tripathi D.* // *Advances in Space Res.* 2006. V. 38. P. 461.  
<https://doi.org/10.1016/j.asr.2005.01.095>
56. *Wang Y., Chen C., Gui B., Shen C., Ye P., Wang S.* // *J. Geophys. Res.* 2011. V. 116. P. A04104.  
<https://doi.org/10.1029/2010JA016101>
57. *Harrison R.A., Davies J.A., Barnes D., Byrne J.P., Perry C.H., Bothmer V., Odsirčič D.* // *Solar Phys.* 2018. V. 293. P. 77.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-018-1297-2>
58. *Wang Y., Wang B., Shen C., Shen F., Lugaz N.* // *J. Geophys. Res. Space Phys.* 2014. V. 119. P. 5117.  
<https://doi.org/10.1002/2013JA019537>
59. *Слемзин В.А., Шугай Ю.С.* // *Космич. исслед.* 2015. Т. 53 (1). С. 51.
60. *Филиппов Б.П.* Эруптивные процессы на Солнце. М.: Физматлит, 2007.
61. *Eyles C.J., Harrison R.A., Davis C.J., Waltham N.R., Shaughnessy B.M., Mapson-Menard H.C.A., Bewsher D., Crothers S.R., Davies J.A., Simnett G.M., Howard R.A., Moses J.D., Newmark J.S., Socker D.G., Halain J.-P., Defise J.-M., Mazy E., Rochus P.* // *Solar Phys.* 2009. V. 254. P. 387.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-008-9299-0>
62. *Ефимов А.И., Арманд Н.А., Луканина Л.А., Самознаев Л.Н., Чашей И.В., Берд М.К.* // *Солнечно-земная физика.* 2008. Т. 1 (12). С. 114.
63. *Rodkin D., Slemzin V., Zhukov A.N., Goryaev F., Shugay Y., Veselovsky I.* // *Solar Phys.* 2018. V. 293. P. 78.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-018-1295-4>
64. *Vršnak B., Žic T., Vrbanec D., Temmer M., Rollett T., Möstl C., Veronig A., Calogovic J., Dumbovic M., Lulic S., Moon Y.-J., Shanmugaraju A.* // *Solar Phys.* 2013. V. 285. P. 295.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-012-0035-4>
65. *Mays M.L., Taktakishvili A., Pulkkinen A., MacNeice P.J., Rastätter L., Odstrcil D., Jian, L.K., Richardson I.G., LaSota J.A., Zheng Y., Kuznetsova M.M.* // *Solar Phys.* 2015. V. 290. P. 1775.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-015-0692-1>
66. *Hundhausen A.-J., Gilbert H.-E., Bame S.-J.* // *J. Geophys. Res.* 1968. V. 73. P. 5485.  
<https://doi.org/10.1029/JA073i017p05485>
67. *Fisk L.A., Schwadron N.A., Zurbuchen T.H.* // *Space Sci. Rev.* 1998. V. 86. P. 51.  
<https://doi.org/10.1023/A:1005015527146>
68. *Zhao L., Landi E., Zurbuchen T.H., Fisk L.A., Lepri S.T.* // *Astrophys. J.* 2014. V. 793. P. 44.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/793/1/44>
69. *Heidrich-Meisner V., Peleikis T., Kruse M., Berger L., Wimmer-Schweingruber R.* // *Astron. Astrophys.* 2016. V. 593. P. A70.  
<https://doi.org/10.1051/0004-6361/201527998>
70. *Lepri S.T., Landi E., Zurbuchen T.H.* // *Astrophys. J.* 2013. V. 768. P. 94.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/768/1/94>
71. *Gopalswamy N., Mäkelä P., Akiyama S., Xie H., Yashiro S., Reinard A.A.* // *Solar Phys.* 2013. V. 284. P. 17.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-012-0215-2>
72. *Zurbuchen T.H., Weberg M., von Steiger R., Mewaldt R.A., Lepri S.T., Antiochos S.K.* // *Astrophys. J.* 2016. V. 826. P. 10.  
<https://doi.org/10.3847/0004-637X/826/1/10>
73. *Fisher R.R., Poland A.I.* // *Astrophys. J.* 1981. V. 246. P. 1004.  
<https://doi.org/10.1086/158995>
74. *Illing R.M.E., Hundhausen A.J.* // *J. Geophys. Res.* 1985. V. 90. P. 275.  
<https://doi.org/10.1029/JA090iA01p00275>
75. *Cremades H., Bothmer V.* // *Astron. Astrophys.* 2004. V. 422. P. 307.  
<https://doi.org/10.1051/0004-6361:20035776>
76. *Hudson H.S., Cliver E.W.* // *J. Geophys. Res.* 2001. V. 106. P. 25199.  
<https://doi.org/10.1029/2000JA904026>
77. *Кузнецов В.Д.* Плазменная гелиогеофизика / Под ред. Л.М. Зеленого, И.С. Веселовского. М.: Физматлит, 2008. Т. 1. С. 81.
78. *Чашей И.В.* Плазменная гелиогеофизика / Под ред. Л.М. Зеленого, И.С. Веселовского. М.: Физматлит, 2008. Т. 1. С. 272.

79. *Harrison R.A., Lyons M.* // *Astron. Astrophys.* 2000. V. 358. P. 1097.
80. *Gopalswamy N., Lara A., Lepping R.P., Kaiser M.L., Berdichevsky D., St. Cyr O.C.* // *Geophys. Res. Lett.* 2000. V. 27. P. 145.  
<https://doi.org/10.1029/1999GL003639>
81. *Vourlidas A., Subramanian P., Dere K.P., Howard R.A.* // *Astrophys. J.* 2000. V. 534. P. 456.  
<https://doi.org/10.1086/308747>
82. *Howard R.A., Vourlidas A.* // *Solar Phys.* 2018. V. 293 (4). P. 55.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-018-1274-9>
83. *Thompson B.J., Gurman J.B., Neupert W.M., Newmark J.S., Delaboudinière J.-P., St. Cyr O.C., Stezelberger S., Dere K.P., Howard R.A., Michels D.J.* // *Astrophys. J. Lett.* 1999. V. 517. P. L151.  
<https://doi.org/10.1086/312030>
84. *Zhukov A.N., Auchere F.* // *Astron. Astrophys.* 2004. V. 427. P. 705.  
<https://doi.org/10.1051/0004-6361:20040351>
85. *Grechnev V.V., Afanasyev A.N., Uralov A.M., Chertok I.M., Eselevich M.V., Eselevich V.G., Rudenko G.V., Kubo Y.* // *Solar Phys.* 2001. V. 273. P. 461.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-011-9781-y>
86. *Liu W., Ofman L.* // *Solar Phys.* 2014. V. 289(9). P. 3233.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-014-0528-4>
87. *Chen P.F., Fang C., Shibata K.* // *Astrophys. J.* 2005. V. 622. P. 1202.  
<https://doi.org/10.1086/428084>
88. *Gopalswamy N., Shimojo M., Lu W., Yashiro S., Shibasaki K., Howard R.A.* // *Astrophys. J.* 2003. V. 586. P. 562.  
<https://doi.org/10.1086/367614>
89. *Fainshtein V.G., Egorov Ya.I.* // *Adv. Space Res.* 2015. V. 55. P. 798.  
<https://doi.org/10.1016/j.asr.2014.05.019>
90. *Grechnev V.V., Uralov A.M., Kochanov A.A., Kuzmenko I.V., Prosovetzky D.V., Egorov Y.I., Fainshtein V.G., Kashapova L.K.* // *Solar Phys.* 2016. V. 291. P. 1173.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-016-0888-z>
91. *Robbrecht E., Patsourakos S., Vourlidas A.* // *Astrophys. J.* 2009. V. 701. P. 283.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/701/1/283>
92. *Ma S., Attrill G.D.R., Golub L., Lin J.* // *Astrophys. J.* 2010. V. 722. P. 289.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/722/1/289>
93. *Nitta N.V., Mulligan T.* // *Solar Phys.* 2017. V. 292 (9). P. 125.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-017-1147-7>
94. *D'Huys E., Seaton D.B., Poedts S., Berghmans D.* // *Astrophys. J.* 2014. V. 795. P. 49.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/795/1/49>
95. *Lynch B.J., Masson S., Li Y., DeVore C.R., Luhmann J.G., Antiochos S.K., Fisher G.H.* // *J. Geophys. Res.: Space Physics.* 2016. V. 121. P. 10677.  
<https://doi.org/10.1002/2016JA023432>
96. *Vourlidas A., Colaninno R., Nieves-Chinchilla T., Stenborg G.* // *Astrophys. J. Lett.* 2011. V. 733. P. L23.  
<https://doi.org/10.1088/2041-8205/733/2/L23>
97. *Pevtsov A.A., Panasenco O., Martin S.F.* // *Solar Phys.* 2012. V. 277. P. 185.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-011-9881-8>
98. *Svestka Z., Cliver E.W.* // *Proc. of IAU Colloquium № 113, Iguazu, Argentina, 1991* / Ed. by Z. Svestka, B.V. Jackson, M.E. Machado. Springer-Verlag // *Lecture Notices on Physics.* V. 399. P. 1. 1992.
99. *Crooker N.U., Kahler S.W., Larson D.E., Lin R.P.* // *J. Geophys. Res.* 2004. V. 109. P. A03108.  
<https://doi.org/10.1029/2003JA010278>
100. *Zagainova Iu.S., Fainshtein V.G., Gromova L.I., Gromov, S.V.* // *Proc. 10th Workshop "Solar Influences on the Magnetosphere, Ionosphere and Atmosphere"*. Primorsko, Bulgaria. 2018. P. 13.
101. *Harrison R.A.* // *Astron. Astrophys.* 1995. V. 304. P. 585.
102. *Forbes T.G.* // *J. Geophys. Res.* 2000. V. 105. P. 23153.  
<https://doi.org/10.1029/2000JA000005>
103. *Zhang J., Dere K.P., Howard R.A., Kundu M.R., White S.M.* // *Astrophys. J.* 2001. V. 559. P. 452.  
<https://doi.org/10.1086/322405>
104. *Jing J., Yurchyshyn V.B., Yang G., Xu Y., Wang H.* // *Astrophys. J.* 2004. V. 614. P. 1054.  
<https://doi.org/10.1086/423781>
105. *Yashiro S., Akiyama S., Gopalswamy N., Howard R.A.* // *Astrophys. J.* 2006. V. 665073. P. L143.  
<https://doi.org/10.1086/508876>
106. *Yashiro S., Gopalswamy N., Akiyama S., Michalek G., Howard R.A.* // *J. Geophys. Res.* 2005. V. 110. P. A12S05.  
<https://doi.org/10.1029/2005JA011151>
107. *Wang Y., Zhang J.* // *Astrophys. J.* 2007. V. 665. P. 1428.  
<https://doi.org/10.1086/519765>
108. *Compagnino A., Romano P., Zuccarello F.* // *Solar Phys.* 2017. V. 292. P. 5.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-016-1029-4>
109. *Hiei E., Hundhausen A.J., Sime D.G.* // *Geophys. Res. Lett.* 1993. V. 20. P. 2785.  
<https://doi.org/10.1029/93GL01449>
110. *Wu Y.Q., Tang Y.H., Dai Y., Wu G.P.* // *Solar Phys.* 2002. V. 207. P. 159.  
<https://doi.org/10.1023/A:1015539816386>
111. *Zhou G., Wang J., Cao Z.* // *Astron. Astrophys.* 2003. V. 397. P. 1057.  
<https://doi.org/10.1051/0004-6361:20021463>
112. *Kilpua E.K.J., Jian L.K., Li Y., Luhmann J.G., Russell C.T.* // *Solar Phys.* 2012. V. 281. P. 391.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-012-9957-0>
113. *Chen P.F.* // *Living Rev. Solar Phys.* 2011. V. 8 (1). P. 1.  
<https://doi.org/10.12942/lrsp-2011-1>
114. *Aschwanden M.J.* *Physics of the Solar Corona.* Chichester (UK): Praxis Publishing Ltd., N.Y., Berlin: Springer, 2005.
115. *Yokoyama T., Shibata K.* // *Nature.* 1995. V. 375. P. 42.  
<https://doi.org/10.1038/375042a0>

116. Moore R.L. // Solar Phys. 1987. V. 113. P. 121.  
<https://doi.org/10.1007/BF00147689>
117. Moore R.L., Roumeliotis G. // Colloquium № 133 Internat. Astron. Union, Iguazu, Argentina, 1991 / Ed. by Z. Svestka, B.V. Jackson, M.E. Machado. Springer-Verlag // Lecture Notices in Physics. V. 399. P. 69. 1992.
118. Moore R.L., Sterling A.C., Hudson H.S., Lemen J.R. // Astrophys. J. 2001. V. 552. P. 833.  
<https://doi.org/10.1086/320559>
119. Sturrock P.A. // Solar Phys. 1989. V. 121. P. 387.  
<https://doi.org/10.1007/BF00161708>
120. Antiochos S.K., DeVore C.R., Klimchuk J.A. // Astrophys. J. 1999. V. 510. P. 485.  
<https://doi.org/10.1086/306563>
121. Lynch B.J., Antiochos S.K., DeVore C.R., Luhmann J.G., Zurbuchen T.H. // Astrophys. J. 2008. V. 683. P. 1192.  
<https://doi.org/10.1086/589738>
122. Low B.C. // Physics of Plasmas 1994. V. 1. P. 1684.  
<https://doi.org/10.1063/1.870671>
123. Chen J. // Astrophys. J. 1989. V. 338. P. 453.  
<https://doi.org/10.1086/167211>
124. Chen J. // J. Geophys. Res. 1996. V. 101. P. 27499.  
<https://doi.org/10.1029/96JA02644>
125. Hood A.W., Priest E.R. // Solar Phys. 1981. V. 73. P. 289.  
<https://doi.org/10.1007/BF00151683>
126. Green L.M., Torok T., Vrsnak B., Manchester W., Veronig A. // Space Sci. Rev. 2018. V. 214. P. 46.  
<https://doi.org/10.1007/s11214-017-0462-5>
127. Ugarte-Urra I., Warren H.P., Winebarger A.R. // Astrophys. J. 2007. V. 662. P. 1293.  
<https://doi.org/10.1086/514814>
128. Cheng X., Zhang J., Saar S.H., Ding M.D. // Astrophys. J. 2012. V. 761. P. 62.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/761/1/62>
129. Lee J.-Y., Raymond J.C., Reeves K.K., Moon Y.-J., Kim K.-S. // Astrophys. J. 2017. V. 844. P. 3.  
<https://doi.org/10.3847/1538-4357/aa79a4>
130. Lepri S.T., Laming J.M., Rakowski C.E., von Steiger R. // Astrophys. J. 2012. V. 760. P. 105.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/760/2/105>
131. Gruesbeck J.R., Lepri S.T., Zurbuchen T.H., Antiochos S.K. // Astrophys. J. 2011. V. 730. P. 103.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/730/2/103>
132. Lionello R., Linker J.A., Mikić Z. // Astrophys. J. 2009. V. 690. P. 902.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/690/1/902>
133. Lynch B.J., Reinard A.A., Mulligan T., Reeves K.K., Rakowski C.E., Allred J.C., Li Y., Laming J.M., MacNeice P.J., Linker J.A. // Astrophys. J. 2011. V. 740. P. 112.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/740/2/112>
134. Reinard A.A., Lynch B.J., Mulligan T. // Astrophys. J. 2012. V. 761. P. 175.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/761/2/175>
135. Rodkin D., Goryaev F., Pagano P., Gibb G., Slemzin V., Shugay Y., Veselovsky I., Mackay D.H. // Solar Phys. 2017. V. 292. P. 90.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-017-1109-0>
136. Pagano P., Raymond J.C., Reale F., Orlando S. // Astron. Astrophys. 2008. V. 481. P. 835.  
<https://doi.org/10.1051/0004-6361:20079088>
137. Pagano P., Mackay D.H., Poedts S. // Astron. Astrophys. 2013. V. 560. P. A38.  
<https://doi.org/10.1051/0004-6361/201322036>
138. Pagano P., Mackay D.H., Poedts S. // Astron. Astrophys. 2013. V. 554. P. A77.  
<https://doi.org/10.1051/0004-6361/201220947>
139. Pagano P., Mackay D.H., Poedts S. // Astron. Astrophys. 2014. V. 568. P. A120.  
<https://doi.org/10.1051/0004-6361/201424019>
140. Cheng X., Zhang J., Liu Y., Ding M.D. // Astrophys. J. Lett. 2011. V. 732. P. L25.  
<https://doi.org/10.1088/2041-8205/732/2/L25>
141. Cheng X., Zhang J., Ding M.D., Liu Y., Poomvises W. // Astrophys. J. 2013. V. 763. P. 43.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/763/1/43>
142. Zhang J., Cheng X., Ding M.-D. // Nature Comm. 2012. V. 3. P. 747.  
<https://doi.org/10.1038/ncomms1753>
143. Zhang J., Dere K.P., Howard R.A., Vourlidas A. // Astrophys. J. 2004. V. 604. P. 420.  
<https://doi.org/10.1086/381725>
144. Temmer M., Veronig A.M., Kontar E.P., Krucker S., Vršnak B. // Astrophys. J. 2010. V. 712. P. 1410.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/712/2/1410>
145. Файнштейн В.Г., Загайнова Ю.С. // Космич. ис- след. 2015. Т. 53 (1). С. 35.
146. Feldman U., Landi E., Schwadron N.-A. // J. Geophys. Res. 2005. V. 110. P. A07109.  
<https://doi.org/10.1029/2004JA010918>
147. Geiss J., Gloeckler G., von Steiger R., Balsiger H., Fisk L.A., Galvin A.B., Ipavich F.M., Livi S., McKenzie J.F., Ogilvie K.W., Wilken B. // Science. 1995. V. 268. P. 1033.  
<https://doi.org/10.1126/science.7754380>
148. Rakowski C.E., Laming J.M., Lepri S.T. // Astrophys. J. 2007. V. 667. P. 602.  
<https://doi.org/10.1086/520914>
149. Kumar A., Rust D.M. // J. Geophys. Res. 1996. V. 101. P. 15667.  
<https://doi.org/10.1029/96JA00544>
150. Lee J.-Y., Raymond J.C., Ko Y.-K., Kim K.-S. // Astrophys. J. 2009. V. 692. P. 1271.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/692/2/1271>
151. Akmal A., Raymond J.C., Vourlidas A., Thompson B., Ciaravella A., Ko Y.-K., Uzzo M., Wu R. // Astrophys. J. 2001. V. 553. P. 922.  
<https://doi.org/10.1086/320971>
152. Ciaravella A., Raymond J.C., Reale F., Strachan L., Peres G. // Astrophys. J. 2001. V. 557. P. 351.  
<https://doi.org/10.1086/321662>
153. Byrne J.P., Morgan H., Habbal S.R., Gallagher P.T. // Astrophys. J. 2012. V. 752. P. 145.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/752/2/145>
154. Byrne J.P., Maloney S.A., McAteer R.T.J., Refojo J.M., Gallagher P.T. // Nature Commun. 2010. V. 1 (6). P. 74.  
<https://doi.org/10.1038/ncomms1077>

155. *Nolte J.T., Roelof E.C.* // Solar Phys. 1973. V. 33. P. 241.  
<https://doi.org/10.1007/BF00152395>
156. *MacNeice P., Elliot B., Acebal A.* // Space Weather. 2011. V. 9. S10003.  
<https://doi.org/10.1029/2011SW000665>
157. *Vandas M., Fischer S., Dryer M., Smith Z., Detman T.* // J. Geophys. Res. 1996. V. 101. P. 15645.  
<https://doi.org/10.1029/96JA00511>
158. *Brueckner G.E., Delaboudiniere, Howard R.A., Paswaters S.E., St.Cyr O.C., Schwenn R., Lamy P., Simnett G.M., Thompson B., Wang D.* // Geophys. Res. Lett. 1998. V. 25. P. 3019.  
<https://doi.org/10.1029/98GL00704>
159. *Gopalswamy N., Lara A., Yashiro S., Kaiser M.L., Howard R.A.* // J. Geophys. Res. 2001. V. 106. P. 29207.  
<https://doi.org/10.1029/2001JA000177>
160. *Gopalswamy N., Lara A., Manoharan P.K., Howard R.A.* // Adv. Space Res. 2005. V. 36. P. 2289.  
<https://doi.org/10.1016/j.asr.2004.07.014>
161. *Wang Y.M., Yee P.Z., Wang S., Zhou G.P., Wang J.* // J. Geophys. Res. 2002. V. 107 (A11). P. 1340.  
<https://doi.org/10.1029/2002JA009244>
162. *Zhang J., Dere K.P., Howard R.A., Bothmer V.* // Astrophys. J. 2003. V. 582. P. 520.  
<https://doi.org/10.1086/344611>
163. *Zhao X.P., Plunkett S.P., Liu W.* // J. Geophys. Res.: Space Phys. 2002. V. 107 (A8). P. 1223.  
<https://doi.org/10.1029/2001JA009143>
164. *Michalek G., Gopalswamy N., Lara A., Manoharan P.K.* // Astron. Astrophys. 2004. V. 423. P. 729.  
<https://doi.org/10.1051/0004-6361:20047184>
165. *Xie H., Gopalswamy N., Ofman L., Cyr O.C.St., Michalek G., Lara A., Yashiro S.* // Space Weather. 2006. V. 4 (10). P. S10002.  
<https://doi.org/10.1029/2006SW000227>
166. *Xue X.H., Wang C.B., Dou X.K.* // J. Geophys. Res. 2005. V. 110 (A8). P. A08103.  
<https://doi.org/10.1029/2004JA010698>
167. *Thernisien A.F.R., Howard R.A., Vourlidas A.* // Astrophys. J. 2006. V. 652. P. 763.  
<https://doi.org/10.1086/508254>
168. *Thernisien A.F.R.* // Astrophys. J. Suppl. Ser. 2011. V. 194(2). P. 33.  
<https://doi.org/10.1088/0067-0049/194/2/33>
169. *Shi T., Wang Y., Wan L., Cheng X., Ding M., Zhang J.* // Astrophys. J. 2015. V. 806(2). P. 271.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/806/2/271>
170. *Gopalswamy N., Makela P., Xie H., Yashiro S.* // Space Weather. 2013. V. 11(11). P. 661.  
<https://doi.org/10.1002/2013SW000945>
171. *Vršnak B.* // Solar Phys. 2001. V. 202. P. 173.  
<https://doi.org/10.1023/A:1011833114104>
172. *Vršnak B., Gopalswamy N.* // J. Geophys. Res.: Space Phys. 2002. V. 107. P. 1019.  
<https://doi.org/10.1029/2001JA000120>
173. *Vršnak B., Žic T.* // Astron. Astrophys. 2007. V. 472. P. 937.  
<https://doi.org/10.1051/0004-6361:20077499>
174. *Cargill P.J.* // Solar Phys. 2004. V. 221. P. 135.  
<https://doi.org/10.1023/B:SOLA.0000033366.10725.a2>
175. *Aschwanden M.J.* New Millennium Solar Physics: Astrophysics and Space Science Library. Springer Nature Switzerland AG, 2019  
<https://doi.org/10.1007/978-3-030-13956-8>
176. *Liu J., Ye Y., Shen C., Wang Y., Erdélyi R.* // Astrophys. J. 2018. V. 855. P. 109.  
<https://doi.org/10.3847/1538-4357/aaae69>
177. *Pizzo V., Millward G., Parsons A., Biesecker D., Hill S., Odstrčil D.* // Space Weather. 2011. V. 9. P. 03004.  
<https://doi.org/10.1029/2011SW000663>
178. *Zheng Y., MacNeice P., Odstrčil D., Mays M.L., Rastaetter L., Pulkkinen A., Taktakishvili A., Hesse M., Kuznetsova M.M., Lee H., Chulaki A.* // Space Weather. 2013. V. 11. P. 557.  
<https://doi.org/10.1002/swe.20096>
179. *Prise A.J., Harra L.K., Matthews S.A., Arridge C.S., Achilles N.* // J. Geophys. Res.: Space Phys. 2015. V. 120. P. 1566.  
<https://doi.org/10.1002/2014JA020256>
180. *Zhao X., Dryer M.* // Space Weather. 2014. V. 12. P. 448.  
<https://doi.org/10.1002/2014SW001060>
181. *Jian L.K., MacNeice P.J., Taktakishvili A., Odstrčil D., Jackson B., Yu H.S., Riley P., Sokolov I.V., Evans R.M.* // Space Weather. 2015. V. 13. P. 316.  
<https://doi.org/10.1002/2015SW001174>
182. *Arge C.N., Pizzo V.J.* // J. Geophys. Res. 2000. V. 105. P. 10465.  
<https://doi.org/10.1029/1999JA000262>
183. *Odstrčil D., Pizzo V.J.* // J. Geophys. Res. 1999. V. 104. P. 483.  
<https://doi.org/10.1029/1998JA900019>
184. *Odstrčil D., Pizzo V.J.* // J. Geophys. Res. 1999. V. 104. P. 493.  
<https://doi.org/10.1029/1998JA900038>
185. *Odstrčil D.* // Adv. Space Res. 2003. V. 32. P. 497.  
[https://doi.org/10.1016/S0273-1177\(03\)00332-6](https://doi.org/10.1016/S0273-1177(03)00332-6)
186. *Mikić Z., Linker J.A.* // Int. Solar Wind 8 Conf., Dana Point, California (USA), 1995 / Eds. D. Winterhalter, J. Gosling, S.R. Habbal, W.S. Kurth, M. Neugebauer. N.Y.: AIP, 1996 // AIP Conf. Proc. 1996. V. 382. P. 104.  
<https://doi.org/10.1063/1.51370>
187. *Riley P., Linker J.A., Mikić Z., Lionello R.* Space Weather / Ed. by P. Song, H.J. Singer, G.L. Siscoe. Washington: AGU Geophys. Monogr. Ser. 2001. V. 125. P. 159.  
<https://doi.org/10.1029/GM125p0159>
188. *Xie H., Ofman L., Lawrence G.* // J. Geophys. Res. 2004. V. 109. P. A03109.  
<https://doi.org/10.1029/2003JA010226>
189. *Pomoell J., Poedts S.* // J. Space Weather Space Clim. 2018. V. 8. P. A35.  
<https://doi.org/10.1051/swsc/2018020>
190. *Jian L.K., Russell C.T., Luhmann J.G., MacNeice P.J., Odstrčil D., Riley P., Linker J.A., Skoug R.M., Steinberg J.T.* // Solar Phys. 2011. V. 273. P. 179.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-011-9858-7>

191. *Gressl C., Veronig A.M., Temmer M., Odstrčil D., Linker J.A., Mikić Z., Riley P.* // *Solar Phys.* 2013. V. 289. P. 1783.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-013-0421-6>
192. *Kataoka R., Ebisuzaki T., Kusano K., Shiota D., Inoue S., Yamamoto T.T., Tokumaru M.* // *J. Geophys. Res.* 2009. V. 114. P. A10102.  
<https://doi.org/10.1029/2009JA014167>
193. *Kataoka R., Shiota D., Kilpua E., Keika K.* // *Geophys. Res. Lett.* 2015. V. 42. P. 5155.  
<https://doi.org/10.1002/2015GL064816>
194. *Vršnak B., Temmer M., Žic T., Taktakishvili A., Dumbović M., Möstl C., Odstrčil D.* // *Astrophys. J.: Supplement Ser.* 2014. V. 213 (2). P. 21.  
<https://doi.org/10.1088/0067-0049/213/2/21>
195. *Owens M.J., Spence H.E., McGregor S., Hughes W.J., Quinn J.M., Arge C.N., Riley P., Linker J., Odstrčil D.* // *Space Weather.* 2008. V. 6. P. S08001.  
<https://doi.org/10.1029/2007SW000380>
196. *Dumbović M., Čalogović J., Vršnak B., Temmer M., Mays M.L., Veronig A., Piantšičsch I.* // *Astrophys. J.* 2018. V. 854. P. 180.  
<https://doi.org/10.3847/1538-4357/aaa66>
197. *Wold A.M., Mays M.L., Taktakishvili A., Jian L.K., Odstrčil D., MacNeice P.* // *J. Space Weather Space Clim.* 2018. V. 8. P. A17.  
<https://doi.org/10.1051/swsc/2018005>
198. *Millward G., Biesecker D., Pizzo V., de Koning C.A.* // *Space Weather.* 2013. V. 11. P. 57.  
<https://doi.org/10.1002/swe.20024>
199. *Rollett T., Möstl C., Isavnin A., Davies J. A., Kubicka M., Amerstorfer U.V., Harrison R.A.* // *Astrophys. J.* 2016. V. 824 (2). P. 131.  
<https://doi.org/10.3847/0004-637X/824/2/131>
200. *Möstl C., Isavnin A., Boakes P.D., Kilpua E.K.J., Davies J.A., Harrison R.A., Barnes D., Krupar V., Eastwood J.P., Good S.W., Forsyth R.J., Bothmer V., Reiss M.A., Amerstorfer T., Winslow R.M., Anderson B.J., Philpott L.C., Rodriguez L., Rouillard A.P., Gallagher P., Nieves-Chinchilla T., Zhang T.L.* // *Space Weather.* 2017. V. 15. P. 955.  
<https://doi.org/10.1002/2017SW001614>
201. *Feng X., Zhao X.* // *Solar Phys.* 2006. V. 238. P. 167.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-006-0185-3>
202. *McKenna-Lawlor S.M.P., Dryer M., Kartalev M.D., Smith Z., Fry C.D., Sun W., Deehr C.S., Kecskemety K., Kudela K.* // *J. Geophys. Res.* 2006. V. 111. P. A11103.  
<https://doi.org/10.1029/2005JA011162>
203. *Kay C., Opher M.* // *Astrophys. J. Lett.* 2015. V. 811. L36.  
<https://doi.org/10.1088/2041-8205/811/2/L36>
204. *Kay C., Gopalswamy N., Reinard A., Opher M.* // *Astrophys. J.* 2017. V. 835. P. 117.  
<https://doi.org/10.3847/1538-4357/835/2/117>
205. *Török T., Downs C., Linker J. A., Lionello R., Titov V.S., Mikić Z., Riley P., Caplan R.M., Wijaya J.* // *Astrophys. J.* 2018. V. 856. P. 75.  
<https://doi.org/10.3847/1538-4357/aab36d>
206. *Savani N.P., Vourlidas A., Szabo A., Mays M.L., Richardson I.G., Thompson B.J., Pulkkinen A., Evans R., Nieves-Chinchilla T.* // *Space Weather.* 2015. V. 13. P. 374.  
<https://doi.org/10.1002/2015SW001171>
207. *Isavnin A.* // *Astrophys. J.* 2016. V. 833. P. 267.  
<https://doi.org/10.3847/1538-4357/833/2/267>
208. *Webb D., Nitta N.* // *Solar Phys.* 2017. V. 292 (10). P. 1.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-017-1166-4>
209. *Harrison R.A., Davies J.A., Möstl C., Liu Y., Temmer M., Bisi M.M., Eastwood J.P., deKoning C.A., Nitta N., Rollett T., Farrugia C.J., Forsyth R.J., Jackson B.V., Jensen E.A., Kilpua E.K.J., Odstrčil D., Webb D.F.* // *Astrophys. J.* 2012. V. 750. P. 45.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/750/1/45>
210. *Lugaz N., Farrugia C.J., Davies J.A., Möstl C., Davis C.J., Roussev I.I., Temmer M.* // *Astrophys. J.* 2012. V. 759. P. 68.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/759/1/68>
211. *Temmer M., Vršnak B., Rollett T., Bein B., de Koning C.A., Liu Y., Bosman E., Davies J.A., Möstl C., Žic T., Veronig A.M., Bothmer V., Harrison R., Nitta N., Bisi M., Flor O., Eastwood J., Odstrčil D., Forsyth R.* // *Astrophys. J.* 2012. V. 749. P. 57.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/749/1/57>
212. *Liu Y.D., Yang Z., Wang R., Luhmann J.G., Richardson J.D., Lugaz N.* // *Astrophys. J. Lett.* 2014. V. 793. P. L41.  
<https://doi.org/10.1088/2041-8205/793/2/L41>
213. *Liu Y.D., Hu H., Wang R., Yang Z., Zhu B., Liu Y.A., Luhmann J.G., Richardson J.D.* // *Astrophys. J. Lett.* 2015. V. 809. P. L34.  
<https://doi.org/10.1088/2041-8205/809/2/L34>
214. *Wu C.-C., Liou K., Lepping R.P., Hutting L., Plunkett S., Howard R.A., Socker D.* // *Earth Planets Space.* 2016. V. 68. P. 151.  
<https://doi.org/10.1186/s40623-016-0525-y>
215. *Lugaz N., Temmer M., Wang Y., Farrugia C.J.* // *Solar Phys.* 2017. V. 292. P. 64.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-017-1091-6>
216. *Шугай Ю.С., Веселовский И.С., Слемзин В.А., Ермолаев Ю.И., Родькин Д.Г.* // *Космич. исслед.* 2017. Т. 55 (1). С. 22.
217. *Родькин Д.Г., Шугай Ю.С., Слемзин В.А., Веселовский И.С.* // *Краткие сообщения по физике ФИАН.* 2016. № 9. С. 44.
218. *Burlaga L.F., Behannon K.W., Klein L.W.* // *J. Geophys. Res.* 1987. V. 92. P. 5725.  
<https://doi.org/10.1029/JA092iA06p05725>
219. *Burlaga L.F., Plunkett S.P., St. Cyr O.C.* // *J. Geophys. Res.* 2002. V. 107. P. 1266.  
<https://doi.org/10.1029/2001JA000255>
220. *Behannon K.W., Burlaga L.F., Hewish A.* // *J. Geophys. Res.* 1991. V. 96. P. 21.  
<https://doi.org/10.1029/91JA02267>
221. *Burlaga L., Berdichevsky D., Gopalswamy N., Lepping R., Zurbuchen T.* // *J. Geophys. Res.* 2003. V. 108. P. 1425.  
<https://doi.org/10.1029/2003JA010088>

222. Rouillard A.P., Lavraud B., Sheeley N.R., Davies J.A., Burlaga L.F., Savani N.P., Jacquy C., Forsyth R.J. // *Astrophys. J.* 2010. V. 719. P. 1385.  
<https://doi.org/10.1088/0004-637X/719/2/1385>
223. Moon Y.-J., Choe G.S., Wang H., Park Y.D. // *Astrophys. J.* 2003. V. 588. P. 1176.  
<https://doi.org/10.1086/374270>
224. Zhang J., Wang J. // *Astrophys. J. Lett.* 2002. V. 566. L117.  
<https://doi.org/10.1086/339660>
225. Echer E., Gonzalez W.D., Tsurutani B.T., Gonzalez A.L.C. // *J. Geophys. Res.: Space Phys.* 2008. V. 113. P. A05221.  
<https://doi.org/10.1029/2007JA012744>
226. Gonzalez W.D., Joselyn J.A., Kamide Y., Kroehl H.W., Rostoker G., Tsurutani B.T., Vasyliunas V.M. // *J. Geophys. Res.* 1994. V. 99. P. 5771.  
<https://doi.org/10.1029/93JA02867>
227. Lawrance M.B., Shanmugaraju A., Moon Y.-J., Syed Ibrahim M., Umapathy S. // *Solar Phys.* 2016. V. 291. P. 1547.  
<https://doi.org/10.1007/s11207-016-0911-4>
228. Ермолаев Ю.И., Лодкина И.Г., Николаева Н.С., Ермолаев М.Ю. // *Космич. исслед.* 2011. Т. 49 (1). С. 24.
229. Николаева Н.С., Ермолаев Ю.И., Лодкина И.Г. // *Геомагнетизм аэрономия.* 2011. Т. 51 (1). С. 51.
230. Николаева Н.С., Ермолаев Ю.И., Лодкина И.Г. // *Геомагнетизм аэрономия.* 2012. Т. 52 (1). С. 31.
231. Николаева Н.С., Ермолаев Ю.И., Лодкина И.Г. // *Геомагнетизм аэрономия.* 2012. Т. 52 (1). С. 41.
232. Николаева Н.С., Ермолаев Ю.И., Лодкина И.Г. // *Геомагнетизм аэрономия.* 2014. Т. 54 (2). С. 163.
233. Schwenn R., Dal Lago A., Huttunen E., Gonzalez W.D. // *Ann. Geophys.* 2005. V. 23. P. 1033.  
<https://doi.org/10.5194/angeo-23-1033-2005>