

КОСМИЧЕСКАЯ ПЛАЗМА

УДК 533.95

Образование и распространение плазменных потоков корональных выбросов массы в солнечной короне и гелиосфере

**В. А. Слемзин¹, Ф. Ф. Горяев¹, Д. Г. Родькин¹, Ю. С. Шугай²,
С. В. Кузин¹**

¹*Физический институт им. П.Н. Лебедева РАН (ФИАН), Москва, Россия*

²*Научно-исследовательский институт ядерной физики им. Д.В. Скобельцына МГУ им. М.В. Ломоносова, Москва, Россия*

E-mail: slem@sci.lebedev.ru

Поступила в редакцию 2018 г.

Настоящий обзор посвящен вопросам формирования в солнечной короне и распространения в гелиосфере плазменных потоков корональных выбросов массы и производных от них транзитных потоков межпланетных корональных выбросов массы в солнечном ветре. Рассматриваются основные параметры корональных выбросов массы, 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 корональных выбросов массы и транзитных потоков солнечного ветра, который является одним из ключевых факторов идентификации типов потоков и их источников, особенно в сложных комплексных структурах, образующихся в гелиосфере при взаимодействии потоков. Рассматриваются современные 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.

Ключевые слова: Солнце, солнечная корона, солнечный ветер, корональные выбросы массы, межпланетные корональные выбросы массы, прогнозирование космической погоды

Содержание

1. Введение. Типы потоков солнечного ветра	1
2. данные о параметрах и источниках СВ	4
3. Особенности потоков СВ и их источники на Солнце	6
3.1. Высокоскоростной ветер из корональных дыр	6
3.2. Межпланетные корональные выбросы массы	8
3.3. Медленный ветер	9
3.4. Идентификация типа потока и его источника на Солнце	9
4. Формирование КВМ в солнечной короне	13
4.1. Признаки КВМ и локализация их источников	13
4.2. Корреляция КВМ /МКВМ со вспышками и солнечной активностью	17
4.3. Инициация КВМ и разогрев плазмы в короне	19
4.4. Кинематика КВМ в короне и гелиосфере	24
5. Ионный состав КВМ и его эволюция в солнечной короне	26
5.1. Параметры ионного состояния и их формирование в короне	26

5.2. Эволюция ионного состава при движении КВМ в короне	29
5.3. Расчет ионного состава плазмы МКВМ	30
6. Распространение МКВМ в гелиосфере. Наблюдения и модели	32
6.1. Эмпирические модели	32
6.2. Численные МГД-модели распространения потоков СВ в гелиосфере.....	35
6.3. Сравнение точности моделей и их развитие	36
7. Взаимодействие квм/МКВМ с другими потоками СВ.....	39
8. Геоэффективность МКВМ.....	40
9. Заключение	42
Литература	43

1. ВВЕДЕНИЕ. ТИПЫ ПОТОКОВ СОЛНЕЧНОГО ВЕТРА

Ведущиеся более 50 лет измерения параметров солнечного ветра (СВ) в околоземном и межпланетном пространстве показывают, как долговременные вариации, связанные с циклами солнечной активности, так и кратковременные периодические и непериодические изменения, обусловленные переменностью солнечных источников СВ. В Таблице 1 приведены средние значения основных параметров СВ для фазы роста 22 (1986-1989), 23 (1996-2000) и 24 (2009-2014) солнечных циклов.

Таблица 1

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

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 ⁻³	8.3±5.1	7.2±4.2	5.8±3.4
Температура (10 ³ К)	112.6±85.2	89.6±66.5	75.6±58.9
Магнитное поле, Гс	4.7±2.6	4.1±2.1	3.2±1.8

СВ со скоростью менее 450 км/с обычно рассматривается как медленный, со скоростями более 450 км/с – как быстрый. Иногда при скорости более 725 км/с СВ называется сверхбыстрым [2]. Общая плотность потока протонов СВ на расстоянии 1 а.е. от Солнца, усредненная за длительный период времени, изменяется от $2 \times 10^8 \text{ см}^{-3}\text{с}^{-1}$ в высокоскоростной части СВ до $4 \times 10^8 \text{ см}^{-3}\text{с}^{-1}$ в потоке медленного ветра [3].

В СВ выделяют следующие типы крупномасштабных потоков, ассоциирующихся с основными источниками в солнечной короне: квазистационарные высокоскоростные потоки (ВСП) из корональных дыр (далее, ВСП КД), транзиентные потоки межпланетных корональных выбросов массы (МКВМ), связанные со корональными выбросами массы (КВМ), и потоки медленного СВ из стримеров и других локальных и нелокальных источников. Кроме крупномасштабных потоков, рассматриваются также возмущения СВ, возникающие при взаимодействии перечисленных потоков: ударные волны, области сжатия и их комбинации с основными потоками. Более подробно классификация возмущений СВ, связанных с крупномасштабными потоками, их признаки и геоэффективность рассматриваются в статье [4].

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

Согласно статистическим данным [6, 7, 8, 9], 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 надежный прогноз характеристик СВ 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 вакуумном ультрафиолетовом (ВУФ) и видимом диапазонах спектра. Поскольку во многих случаях в СВ 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 из КД и медленного СВ, поскольку в случаях такого взаимодействия возникающие возмущения СВ и их последствия зависят от типов и источников взаимодействующих потоков.

2. ДАННЫЕ О ПАРАМЕТРАХ И ИСТОЧНИКАХ СВ

Солнечный ветер исследуется с помощью приборов, установленных на различных космических аппаратах (КА) (таблица 2). В последнее время Измерения проводятся за пределами магнитосферы Земли в точках L1 (ACE, Wind), на околосолнечных (STEREO) или геостационарных орбитах (DSCOVR). Космический аппарат ULYSSES, запущенный в 1990 г., исследовал СВ в трех пролетах над полярными областями Солнца в 1994-1995, 2000-2001 и 2006-2007 г.г. [10, 11, 12, 13, 14]. Подробную информацию по этим и другим космическим аппаратам и приборам, данные которых наиболее часто используются при анализе параметров СВ можно найти в книге [15] и указанных в ней ссылках.

Таблица 2. Космические аппараты и приборы для измерений параметров СВ

КА, период работы, позиция	Приборы	Измеряемые параметры и диапазон	Сайт
Advanced Composition Explorer (ACE) 1997-н.в., L1	1) Electron, proton and alpha monitor (EPAM) 2) Magnetometer (MAG) 3) Solar wind electron proton alpha monitor (SWEPAM) 4) Solar wind ion mass spectrometer (SWIMS) 5) Solar wind ion composition spectrometer (SWICS)	1) параметры электронов и ионов, $E=0.03-5$ МэВ 2) параметры векторного магнитного поля 3) скорость, плотность, температура протонов и сверхтепловых 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	http://www.srl.caltech.edu/ACE/
ULYSSES, 1990-2008, 3 орбиты над солнечными полюсами	1). Solar wind ion composition spectrometer (SWICS) 2). Solar Wind Observations Over the Poles of the Sun (SWOOPS)	1). Зарядовый состав ионов СВ от H до Fe 2). 3D распределения параметров электронов и ионов	http://ufa.esac.esa.int/ufa/#data

Wind, 1994 – н.в., L1	1) Solar wind experiment (SWE) 2) 3D plasma analyzer 3) Magnetic field investigation (MFI)	1) параметры протонов, ионов и электронов 2) параметры ионов и электронов, E=3 эВ - 30 кэВ 3) параметры межпланетного магнитного поля	https://wind.nasa.gov
STEREO-A,B Движение по орбите Земли: STEREO A – опережение, STEREO B - отставание, 2006 – н.в.	1) Sun Earth connection coronal and heliospheric investigation (SECCHI) 2) In-situ measurements of particles and CME transients (IMPACT) 3) Plasma and suprathermal ion composition (PLASTIC)	1) изображения Солнца в ВУФ (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	https://stereo-ssc.nascom.nasa.gov
Deep Space Climate Observatory (DSCOVR), 2015 – н.в., L1	Solar wind plasma sensor and magnetometer (PLASMAG)	параметры протонов, ионов и электронов СВ, величина и направление магнитного поля	https://www.ngdc.noaa.gov/dscovr/

Сводные данные о параметрах СВ с нескольких КА собраны на сайте OMNIWeb Центра космических полетов им. Говарда, США (<https://omniweb.gsfc.nasa.gov>). Кроме данных СВ, в исследованиях процессов формирования КВМ в нижней короне Солнца используются изображения и спектры Солнца в жестком ультрафиолетовом диапазоне, 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), SDO/AIA (<https://sdo.gsfc.nasa.gov/data>), PROBA2/SWAP (<http://proba2.sidc.be/data/SWAP>). Основные параметры СВ, включая скорость, плотность и температуру потоков СВ, изображения и спектры Солнца можно получить на сайте Виртуальной солнечной обсерватории VSO (<https://sdac.virtualsolar.org/cgi/search>).

В Таблице 3 приведен список каталогов КВМ, МКВМ и сопутствующих явлений которые составляются на основании анализа параметров СВ, получаемых с космических аппаратов.

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

3. ОСОБЕННОСТИ ПОТОКОВ СВ И ИХ ИСТОЧНИКИ НА СОЛНЦЕ.

3.1. Высокоскоростной ветер из корональных дыр

Основными признаками ВСП КД в СВ являются: скачок скорости протонов от значений, характерных для медленного СВ, на 100 или более км/с последующим ее плавным снижением, понижение плотности протонов и напряженности магнитного

поля, повышение протонной температуры до 10^5 К и выше, и повышение протонного β плазмы больше 1. Источники ВСП КД ассоциируются с областями открытого магнитного поля. КД проявляются на ВУФ и рентгеновских изображениях Солнца в виде крупномасштабных областей пониженной яркости [16, 17, 18, 19].

При средней температуре короны 1.5-2 МК, температура плазмы в центре КД составляет в среднем ~ 0.8 МК, плотность плазмы внутри КД обычно в несколько раз меньше плотности окружающей короны [20], поэтому яркость КД на солнечном диске в ВУФ 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 нагрева вещества из хромосферы до температур 0.8-1.0 МК, при которой в плазме создается достаточное тепловое давление для преодоления гравитации. Одним из возможных механизмов формирования ВСП является нагрев и ускорение низкочастотными альвеновскими волнами [21].

Время жизни одной КД может составлять от 1 до 20 оборотов Солнца. 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 СВ, связанные с такими КД, могут отличаться от параметров полярных КД [22]. Эмпирически установлено, что максимальная скорость ВСП пропорциональна площади КД (для некоторых периодов квадратному корню из площади) в центральной части солнечного диска, в области $\pm 10^\circ$ – 30° по долготе и $\pm 45^\circ$ – 60° по широте [23, 24, 25]. Максимум этой площади соответствует максимальной скорости ВСП и примерно совпадает по времени с моментом пересечения центрального солнечного меридиана геометрическим центром КД.

ВСП КД распространяются в гелиосфере по спирали [26], образуемой движением плазмы в радиальном направлении, и вращением Солнца. В ВСП СВ можно выделить следующие части: переднюю кромку потока (Stream Interaction Region – SIR), основную часть (тело) потока и задний край (trailing edge). Передняя кромка представляет собой область взаимодействия ВСП и низкоскоростного фонового солнечного ветра, отделяющая плазму отчетливо разных свойств и происхождения. При взаимодействии ВСП с медленным СВ образуется ударная волна, создающая область сжатия на границе потоков. Именно передний лидирующий край ВСП СВ и примыкающая к нему область

сжатия воздействуют на магнитосферу Земли с наибольшей геоэффективностью [27, 28, 29]. При этом, в большинстве случаев происходит геомагнитное возмущение средней интенсивности. Передняя кромка ВСП и область сжатия длятся около суток и характеризуются 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 [27, 24]. КД, существующие в течение нескольких оборотов Солнца, создают рекуррентные ВСП, вращающиеся синхронно с вращением Солнца. В этом случае, передняя кромка потока обозначается как Corotating Interaction Region – CIR, коротирующая область взаимодействия потоков.

3.2. Межпланетные корональные выбросы массы

МКВМ - относительно кратковременные (в среднем от нескольких часов до полутора суток) и сложные по структуре плазменные потоки, представляющие собой сгустки намагниченной плазмы, образующиеся из корональных выбросов массы (КВМ). КВМ формируются в результате активных процессов на Солнце, в ходе которых происходят выбросы коронального вещества, связанные со вспышками или без вспышек [30, 31].

С наблюдательной точки зрения, формирование МКВМ происходит в 4 этапа: (1) извержение плазмы с формированием и расширением магнитного жгута (flux rope) в короне, наблюдаемое ВУФ-телескопами от поверхности и до расстояний 1.3 – 1.7 солнечных радиусов (R_{Sun}) от центра Солнца; (2) появление КВМ в поле зрения коронографов над лимбом, обычно на расстоянии более $2 R_{\text{Sun}}$; (3) распространение и эволюция КВМ в гелиосфере, и (4) появление МКВМ в точке наблюдения СВ, чаще всего регистрируемое в точке Лагранжа L1, по отклонениям параметров солнечного ветра от фоновых значений [32, 33]. МКВМ наиболее часто является причиной сильных магнитных бурь [6, 8].

Признаками МКВМ в СВ являются: повышенная скорость и плотность протонов с последующим плавным спадом, повышенная напряженность магнитного поля, падение протонной температуры T_p ниже $0.5 T_{exp}$, где T_{exp} значение температуры, ожидаемой по величине скорости, исходя из зависимости, установленной для квазистационарных потоков за длительный период времени [34, 35].

МКВМ по своим параметрам подразделяются на два типа: «магнитные облака» (magnetic clouds), отличающиеся несколько большим модулем напряженности

магнитного поля, и тем, что в пределах МО происходит вращение вектора поперечного магнитного поля (компоненты V_x , V_y), и “эжекта” (ejecta) – в которых магнитное поле более слабое и нет вращения его вектора [36, 35, 4, 37].

При скорости КВМ больше локальной альвеновской скорости фонового СВ возникают возмущения - ударные волны и области сжатия [4, 38]. Наиболее высокая геоэффективность транзитных потоков СВ достигается в событиях, в которых область сжатия предшествует МКВМ типа магнитного облака [9].

3.3. Медленный ветер

Источниками медленного СВ являются потоки плазмы, исходящие из стримеров, активных областей, границ низкоширотных КД и областей спокойного Солнца, в которых проявляется мелкомасштабная солнечная активность [39, 40, 41, 42, 43, 44, 22]. Медленный СВ сам по себе не является геоэффективным, однако он является средой, в которой распространяются ВСП КД и МКВМ, поэтому его параметры в значительной степени влияют на кинематику этих потоков. В частности, из вещества фонового СВ формируются области сжатия.

3.4. Идентификация типа потока и его источника на Солнце

Параметры СВ и их характерные значения для 3х типов потоков за период 1996-2000 г. по данным базы OMNI приведены в Таблице 4. На рис. 1 показаны графики параметров СВ, измеренных около Земли на расстоянии 1 а.е. за период с 29 июля по 12 августа 2011 г., на которых видны все три типа потоков СВ – медленный СВ, МКВМ (эжекта) и ВСП КД. Отметим, что в случаях взаимодействия потоков или после их прохождения в гелиосфере образуется область, в которой СВ является возмущенным (МС), поэтому указанные в Таблице 4 и на рис. 1 кинетические и магнитные параметры СВ могут не в полной мере соответствовать типу того или иного потока.

Наиболее надежно идентифицируются локальные источники ВСП КД. При наблюдении в СВ 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 ± 1 сутки. Далее, изучаются изображения Солнца, в вакуумно-ультрафиолетовом диапазоне (обычно, в длине волны 193 или 195 Å), полученные в предполагаемый период времени. На изображениях с помощью специальной методики обработки изображений (см., например, [24, 45])

определяются границы КД в центральной области солнечного диска и строится зависимость ее геометрической площади от времени с учетом вращения Солнца.

Таблица 4. Средние значения и дисперсия параметров для 3х типов потоков СВ за период 1996-2000 г. [4]

Параметр	ВСП СВ	МКВМ (эжекта)	МКВМ (магнитное облако)	Медленный ветер
V_p , км/с	540±80	410±90	410±110	370±40
N_p , см ⁻³	6.6±5.1	7.8±5.3	10.1±8.0	10.8±7.1
$ B $, нТ	6.4±3.5	6.4±2.8	12.0±5.2	5.9±2.9
T , 10 ⁴ , К	13.1±11.8	4.2±5.3	4.5±6.6	4.4±4.4

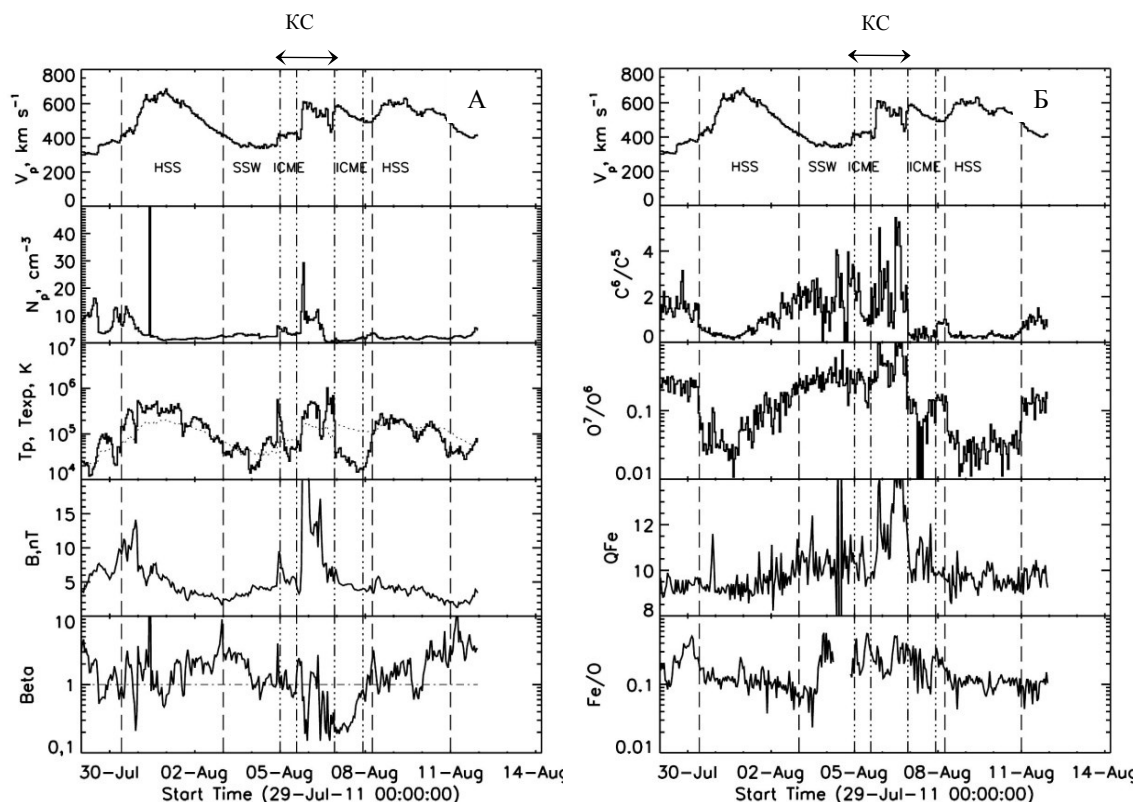


Рис. 1. Параметры трех типов потоков СВ в период с 29 июля по 12 августа 2011 г.: ICME – МКВМ (эжекта), KC – комплексная структура, образованная при КВМ-КВМ взаимодействии, HSS – ВСП КД, SSW – медленный СВ. График температуры T_{exp} , ожидаемой по скорости СВ, показан точечной кривой

Источниками МКВМ являются КВМ, сформированные в активных областях в связи со вспышками или без вспышек, или образованные в результате выброса протуберанцев или волокон, когда в ходе эволюции они поднимаются над поверхностью Солнца выше границы равновесия [46]. По времени прихода и скорости КВМ, 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 предполагаемый период: LASCO на обсерватории SOHO, COR2 на КА STEREO-A или B. Точность определения момента выхода КВМ по данным СВ такая же, как и для ВСП ± 1 сутки.

При выборе КВМ-источника МКВМ принимается во внимание геометрия его выхода (позиционный угол вершины и угловая ширина) и возможность попадания на КА, зарегистрировавшего транзит СВ. Наиболее надежно направление движения КВМ определяется в случае наблюдения одновременно коронографами COR2 на STEREO-A, B и LASCO, когда КА STEREO-A и B располагаются в западной и восточной полусферах, а LASCO - на линии Солнце-Земля (рис. 2). Дополнительными средствами для уточнения траектории движения КВМ являются наблюдения его движения в гелиосфере с помощью гелиосферных камер HI на КА STEREO [47, 48], а также методом радиозондирования [49]. В работе [50] проводилась дополнительная проверка правильности идентификации КВМ с помощью расчета времени и скорости прихода МКВМ к Земле по параметрам КВМ, полученным коронографами, с использованием эмпирической модели DBM [51] и с помощью модели WSA-ENLIL-Cone [52].

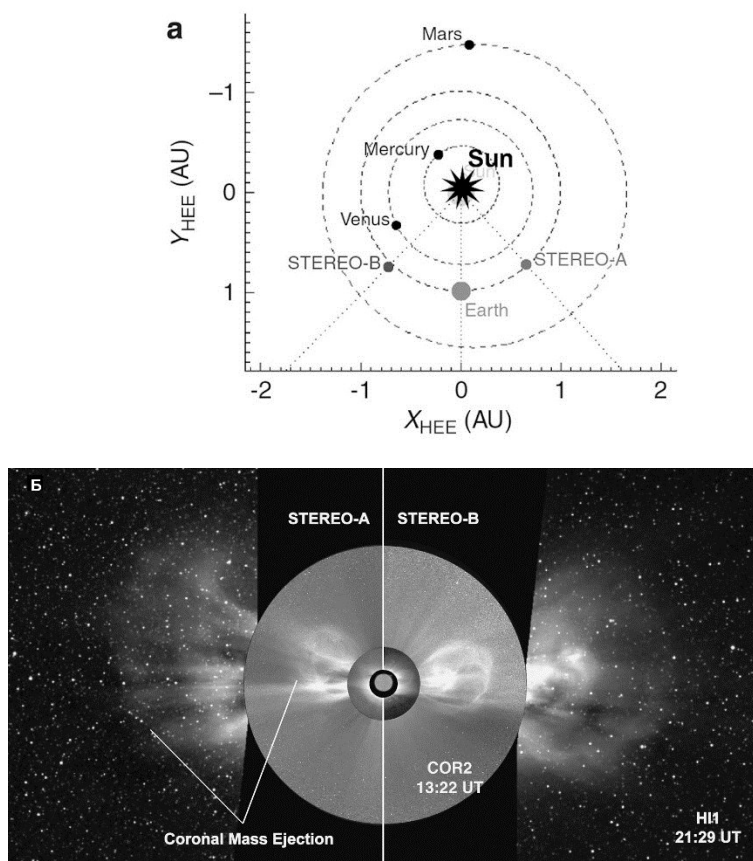


Рис. 2. Наблюдение KBM, направленного в сторону Земли, 12 декабря 2008 г.: (а) – схема расположения КА STEREO, (б) – изображения KBM в коронографах COR 2 и гелиосферных камерах HI [53].

Важную информацию для идентификации типа потока дает анализ ионного состава плазмы СВ, который формируется в нижней короне и фиксируется (“замораживается”) при выходе потока в гелиосферу, где плазма становится бесстолкновительной [54]. Анализ заряда и массового состава плазмы солнечного ветра помогает выделить различные его компоненты и определить их источник [55, 5, 56, 57, 22].

Ионный состав СВ характеризуется следующими параметрами (на примере прибора SWIMS на КА ACE): средним зарядом ионов C, O, Mg, Si, Fe и их распределением по величине заряда, температурно-зависимыми отношениями обилий ионов C^{6+}/C^{4+} , C^{6+}/C^{5+} , O^{7+}/O^{6+} , отношением обилий элементов с низким и высоким потенциалом ионизации He/O, C/O, N/O, Ne/O, Mg/O, Si/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, в базах данных приводятся также

значения массовых и термических скоростей ионов. В таблице 5 приведены типичные значения параметров ионного состава СВ, характерные для трех типов плазменных потоков [58, 59, 60]. Пример записи ионного состава плазмы для потоков СВ, зарегистрированных на КА ACE в период с 29 июля по 12 августа 2011, показан на правой панели рис. 1.

Таблица 5. Типичные параметры ионного состава для различных потоков СВ

Тип потока/ параметр	Медленный СВ	ВСП КД	МКВМ
C^{6+}/C^{5+}	0.7	0.4	1.1 – 5.6
O^{7+}/O^{6+}	0.1-2	0.09-0.2	1 – 6.6
Fe/O	0.1	0.05-0.07	0.07-0.15
$\langle Q_{Fe} \rangle$	8.5-9.5	9.5-10.5	10.5-14.2

* $\langle Q_{Fe} \rangle$ -средний заряд ионов Fe

4. ФОРМИРОВАНИЕ КВМ В СОЛНЕЧНОЙ КОРОНЕ

4.1. Признаки КВМ и локализация их источников

КВМ образуются вследствие эрупции корональных масс и вне солнечного диска обнаруживаются коронографами в видимом диапазоне в форме ярких расширяющихся плазменных структур. Свечение КВМ обусловлено томсоновским рассеянием видимого излучения диска на электронах плазмы при большей плотности, чем окружающая корона. Согласно каталогу CDAW (1996 – 2017 г.г.), масса КВМ, измеренная по коронографическим изображениям, находится в диапазоне $1 \cdot 10^{10}$ - $2 \cdot 10^{17}$ г, кинетическая энергия составляет $2 \cdot 10^{24}$ - $4 \cdot 10^{33}$ эрг. Скорость КВМ обычно находится в интервале от 200 до 2000 км/с. Для наиболее быстрых КВМ радиальная скорость не может превышать 4000 км/с из-за ограничения на максимальную свободную энергию, которая может накапливаться в активных областях [61].

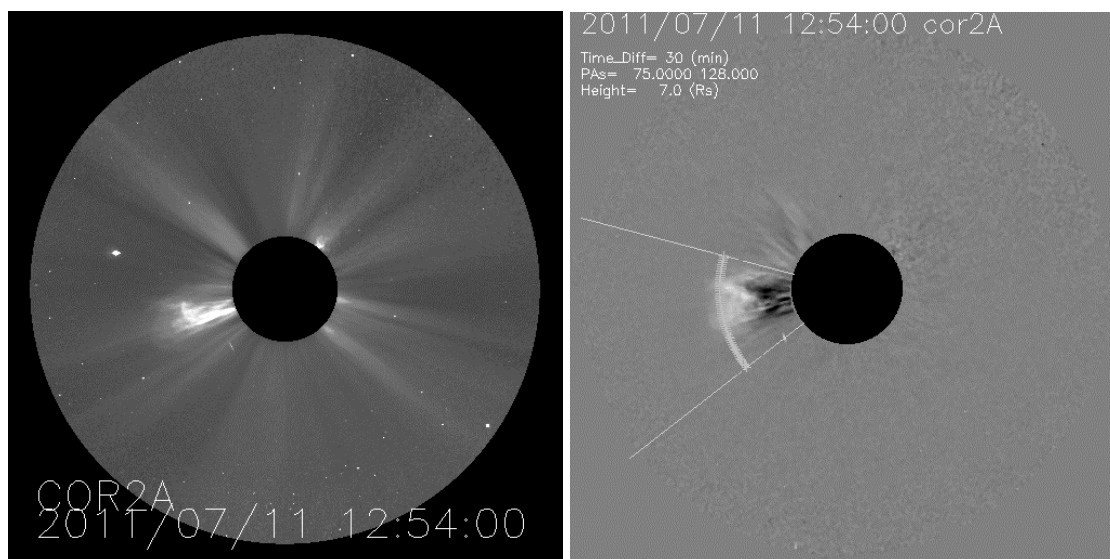


Рис. 3. Изображение выброса 11 июля 2011, наблюдавшегося коронографом COR 2 на аппарате STEREO-A. Слева – прямое изображение на фоне короны; справа – дифференциальное изображение, представленное в базе данных SEEDS

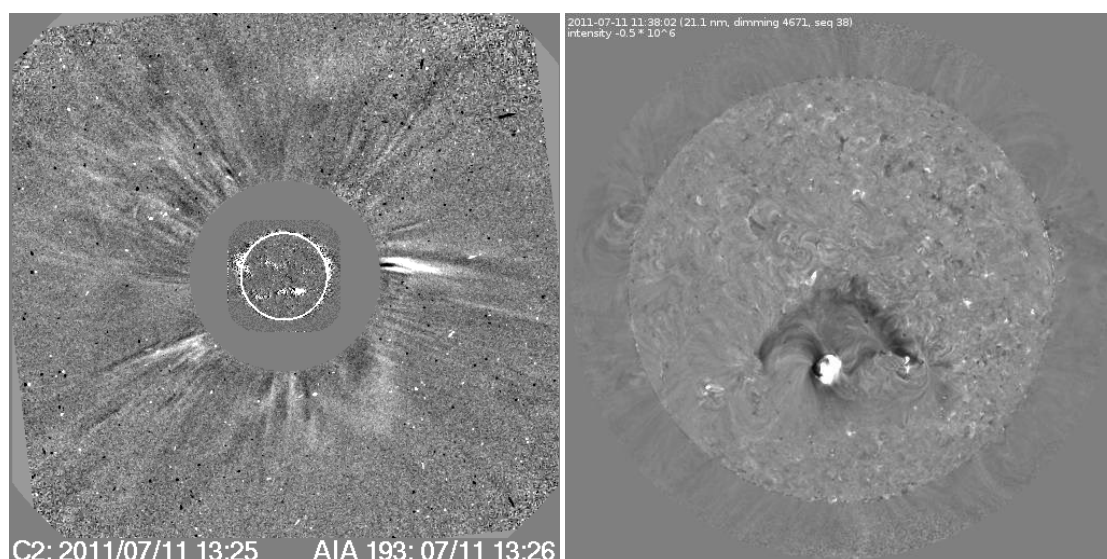


Рис. 4. Изображения КВМ: слева – коронографическое изображение КВМ типа гало в приборе LASCO 11 июля 2011 г. вместе с изображением солнечного диска в телескопе SDO/AIA (193 Å). Справа – димминг, образовавшийся при эрупции указанного КВМ (разностное изображение с телескопа SDO/AIA в канале 21.1 нм – по данным каталога <http://solardemon.oma.be/>)

Согласно каталогу CDAW, в 23 и 24 солнечных циклах (1996 – 2017 г.) 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 М и Х, частота возникновения которых растет с повышением уровня солнечной активности.

На рис. 3 показано типичное изображение КВМ, наблюдавшегося коронографом COR 2 на аппарате STEREO-A 11 июля 2011 г. Классический КВМ состоит из трех частей: фронтальной оболочки, темной полости и яркого ядра, формирующегося из вещества протуберанца [62, 63, 64]. КВМ, направленные на Землю, при наблюдении коронографом LASCO, расположенным в точке L1, имеют форму частичного или полного гало (рис. 4 слева).

Источники КВМ в солнечной короне могут быть найдены и локализованы в ВУФ 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 [65, 46].

Геометрически передний фронт КВМ представляет собой расширяющийся петлеобразный конус, закрепленный на поверхности Солнца в основаниях петель активной области, из которой произошел выброс плазмы. Магнитное поле в плазменном выбросе, как правило, выше, чем в окружающем СВ, и представляет собой скрученные в жгут магнитные силовые линии [66, 67]. В результате выброса, в прилегающих к основаниям участках короны объем плазмы уменьшается на десятки процентов, в результате образуются области потемнений в ВУФ изображениях – димминги (рис. 4, справа). Димминги достигают максимального размера, когда выброс проходит расстояние в несколько солнечных радиусов [68, 69]. В то же время, по данным наблюдений масса КВМ достигает максимума на расстояниях порядка $15 R_{\text{sun}}$ [70, 71]. Анализ данных наблюдений показывает, что рост массы КВМ не связан со «сгребанием» фоновой плазмы ее фронтальной структурой), а более вероятно является следствием истечения корональной плазмы по силовым линиям магнитного жгута.

При движении быстрых КВМ в солнечной короне, если их скорость превышает локальную альвеновскую скорость фонового СВ, образуется ударная волна, сопровождаемая областью сжатия фонового СВ. На начальном этапе, фронт ударной волны в плотной нижней короне вызывает возмущение, распространяющееся по диску в виде корональных волн, впервые обнаруженных в ВУФ диапазоне телескопом EIT на обсерватории SOHO (EIT-волны, [72]), которые представляют собой след ударной

волны, распространяющийся в плотных областях нижней короны. Свойства и природа корональных волн детально описаны в работах [73, 74] и ссылки в них.

Расширяющийся кольцевой фронт корональной волны образуется возмущениями, передающимися вдоль силовых линий альвеновскими волнами, от вершины петель к основаниям [75]. Магнитный жгут, поднимаясь, создает над собой волну сжатия, которая распространяется поперек силовых линий вверх в виде МГД волны и вдоль силовых линий в виде альвеновской волны. Возмущение, передающееся к основаниям арок в виде альвеновских волн, имеет вид ЕПГ-волны.

Одним из признаков возможного формирования КВМ является эрупция или исчезновение протуберанца, или волокна на солнечном диске. По микроволновым наблюдениям на радиогелиографе Нобеяма в период 1996-2001 гг. [76], 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 мнения о причинно-следственной связи между этими двумя процессами [46]: 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).

В периоды минимальной солнечной активности нередко наблюдаются т.н. скрытые КВМ («stealth CME»), у которых источник не обнаруживается по видимым признакам [77]. Наиболее часто такие явления наблюдаются в минимуме солнечной активности. По данным работы [78] в период минимума 1997 – 1998 г.г., такие события могли составлять до 16% от общего числа КВМ, в минимуме 2009 г. их число могло увеличиться до 33% [79], и в среднем по 23 циклу составляет около 12% [80]. Такие КВМ обычно имеют малую скорость [79, 81]. Свойства скрытых КВМ и модель их образования рассматриваются в статьях [82, 80]. В работах [83, 84] предполагается, что источниками скрытых CME являются области каналов волокон, ориентированных вдоль нейтральных линий магнитного поля. В работе [81] показано, что эти CME 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 [85]. В работе [86] рассматривались эти события как

проявление процесса пересоединения между замкнутыми силовыми линиями активных областей и открытыми линиями магнитного поля, который необходимо учитывать при разработке численных моделей эрупции.

4.2. Корреляция КВМ /МКВМ со вспышками и солнечной активностью

Вспышки и КВМ являются различными проявлениями выделения энергии при перестройке магнитного поля в солнечной короне [87, 88, 89]. Наиболее мощные и быстрые КВМ образуются в активных областях и ассоциируются со вспышками, однако в периоды солнечных минимумов большая часть КВМ образуется вследствие выброса волокон и протуберанцев вне активных областей [90]. Доля КВМ, ассоциированных со вспышками, растет с ростом балла вспышки: со вспышками балла С ассоциированы около 40% КВМ, балла Х – около 80%, причем при более мощных вспышках возникают наиболее быстрые КВМ [91].

В свою очередь, не все вспышки сопровождаются КВМ: около 70% вспышек С-класса, 44% М-класса и около 10% Х-класса не связаны с КВМ [92, 93]. В работе [94] исследовались параметры КВМ (скорость, ускорение, полярный угол, ширину и массу), используя данные LASCO и их связь со вспышками в период 2х солнечных циклов (1997-2014). Они обнаружили линейную зависимость между логарифмом потока вспышки и массой соответствующего КВМ и 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) расположения источника за солнечным лимбом; 2) слабой яркости источника ниже порога регистрации [95, 96, 97].

На Рис. 5 показано изменение годовых количеств МКВМ, магнитных облаков (МО), и КВМ из базы CDAW, связанных и не связанных со вспышками, за периоды 23 и 24 солнечных циклов в сравнении с изменением солнечной активности (годовое число солнечных пятен по данным каталога SILSO (<http://sidc.oma.be/silso/>)). В течение 24 цикла (2009 – 2016 гг.) число МКВМ было на 29% меньше, чем в 23 цикле, что коррелирует с уменьшением общего числа солнечных пятен. Доля МО среди МКВМ в течение 24 цикла больше, чем в предыдущий (0.79 и 0.62). Общее число КВМ в течение первых 8 лет 24го цикла было на 61% больше по сравнению с аналогичным периодом 23 цикла, но

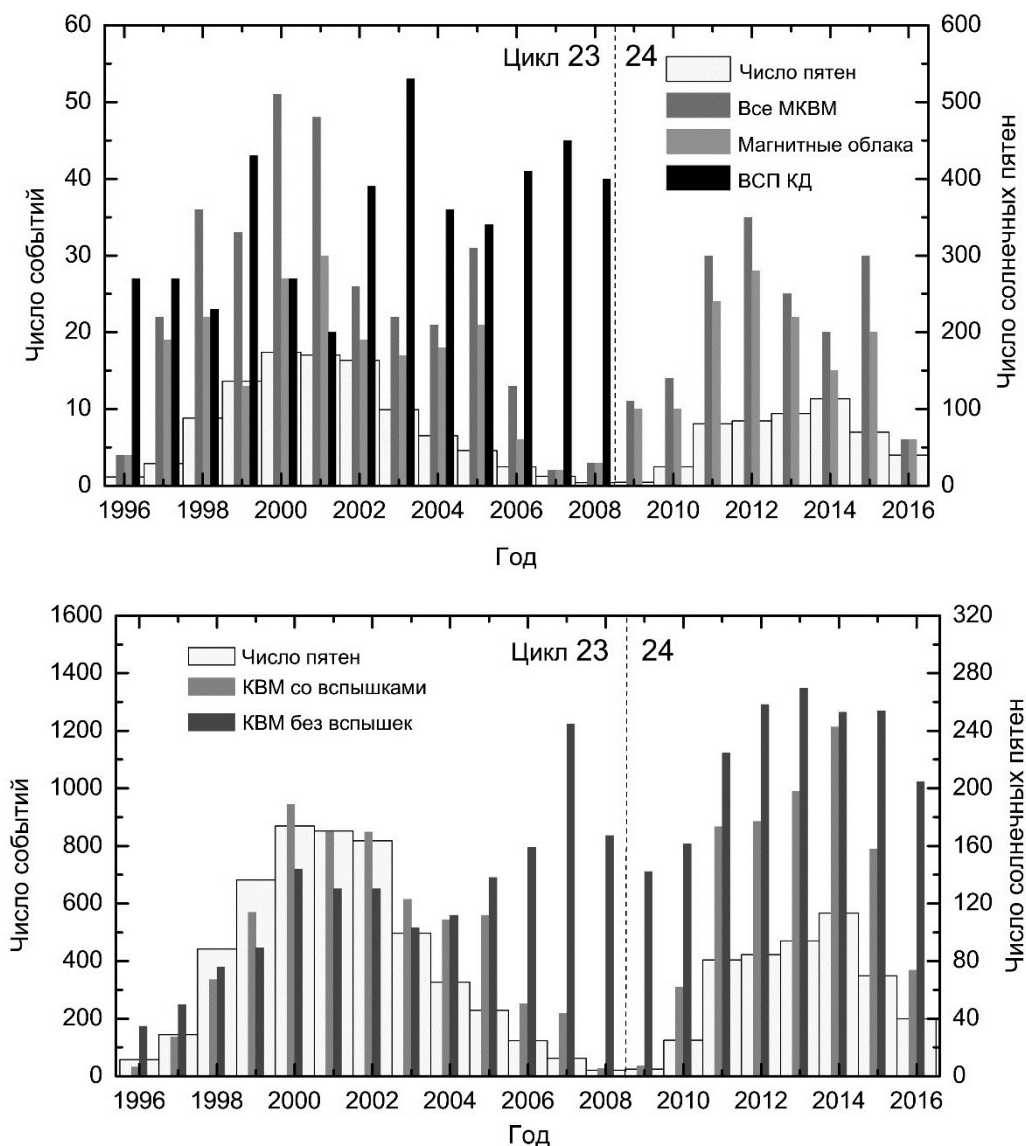


Рис.5. Годовые количества МКВМ и их источников - КВМ в сравнении с числом солнечных пятен в 23 и 24 циклах: (а) все МКВМ и МКВМ типа магнитных облаков; (б) КВМ со вспышками и без вспышек.

общее число вспышек было на 20% меньше. В начале 24 цикла число вспышек, зарегистрированных на GOES было в 2 раз меньше, чем в той же фазе 23 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 циклов сопоставимы – 0.7 и 0.77, корреляции между МКВМ и вспышками – 0.78 и 0.68, соответственно. В то же время сила вспышек в 24 цикле оказалась значительно слабее, чем в предыдущем цикле. Аналогично, в 24 цикле было зафиксировано значительное число слабо выраженных МКВМ (ICME-like

transients), у которых ряд признаков едва превышал порог регистрации или вообще отсутствовал [98].

4.3. Инициация КВМ и разогрев плазмы в короне

За исключением самых медленных КВМ, ускоряющихся потоком СВ, источником энергии для ускорения и нагрева КВМ во время процесса эрупции является высвобождение избытка свободной энергии магнитного поля, накопленной в структуре активной области, над его равновесным состоянием, происходящее в результате реструктуризации и катастрофического нарушения равновесия.

В соответствии со стандартной моделью вспышки (CSHKP - Carmichael, Sturrock, Hirayama, Kopp and Pneuman [99]) вспышки и КВМ – представляют собой различные проявления физического процесса конверсии магнитной энергии в радиационную и кинетическую энергию, соответственно [100, 65].

В классической модели эруптивной вспышки [101], в процессе эволюции магнитного поля активной области возникает магнитный жгут, внутри которого находится (но иногда отсутствует) протуберанец, находящийся в равновесии с окружающим магнитным полем. Из-за нарушения равновесия или неустойчивости, магнитный жгут закручивается и поднимается вверх, при этом возникают силовые линии антипараллельной направленности. По мере поднятия магнитного жгута происходит резистивное или бесстолкновительное магнитное пересоединение между восходящими и нисходящими линиями поля, и формируется токовый слой. Быстрое пересоединение приводит к двухленточной вспышке ниже точки пересоединения. В то же время, пересоединение устраняет некоторые магнитные линии, сдерживающие жгут, и облегчает его быстрое расширение благодаря силам Лоренца. Эруптирующий жгут вытесняет вышерасположенные линии магнитного поля, при этом формируется фронтальная структура КВМ и поршневая ударная волна.

Если не происходит быстрого пересоединения, магнитный жгут может расширяться за счет потери равновесия или МГД неустойчивостей. В этом случае вспышка не наблюдается. Часть огибающих силовых линий расширяются в межпланетное пространство вместе со жгутом. Другие линии магнитного поля, в особенности около подножий жгута, смещаются к его концам, укрепленным на поверхности Солнца. Схема формирования КВМ, адаптированная из работы [88], показана на рис. 6.

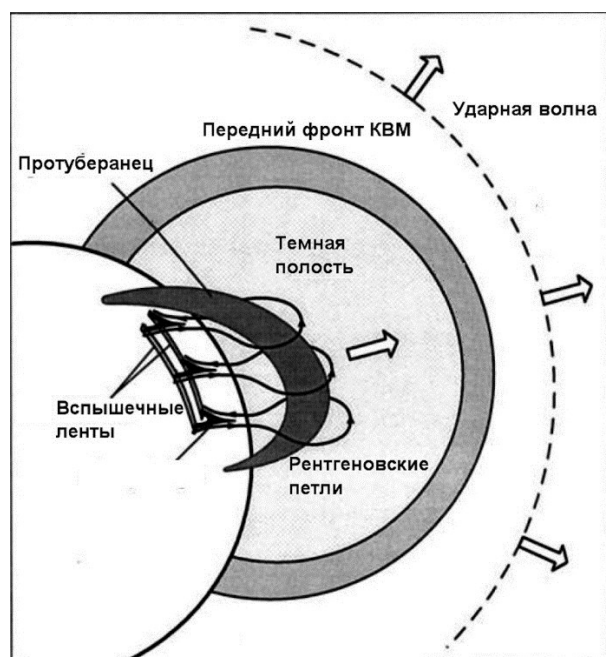


Рис. 6. Схема формирования КВМ (адаптировано из статьи [88])

Модели, описывающие инициацию и раннюю эволюцию КВМ разделяются на 2 типа: 1) основанные на магнитном пересоединении и 2) без пересоединения. К первому типу моделей относят: 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 [102, 103, 104, 105]. Механизм магнитного пробоя предполагает, что пересоединение происходит между эруптирующим ядром и вышележащим корональным магнитным полем, при этом эруптирующее ядро выбрасывается вверх [106, 107].

Ко второму типу моделей без магнитного пересоединения относятся: модель магнитного всплытия (“magnetic bouncy”), модель инъекции потока (“flux injection”), и модели тороидальной и изгибной неустойчивости.

Модель магнитного всплытия основывается на равновесии между расширением в межпланетное пространство нагретой корональной плазмы и сопротивлением переходу коронального магнитного поля в открытую конфигурацию [108]. Модель тороидальной неустойчивости описывает КВМ как магнитный жгут, изначально находящийся в равновесии, но эруптирующий из-за инъекции полоидального магнитного потока. Жгут выталкивается в гелиосферу силой Лоренца между ним и окружающим полем [109, 110].

Изгибная неустойчивость предполагает скручивание в магнитном жгуте, которое усиливает натяжение до достижения критического значения, в результате чего жгут выбрасывается [111]. Различные возможные схемы инициации КВМ рассмотрены в обзоре [112] и ссылок в этой статье.

Детальное исследование температуры и плотности разных структурных элементов КВМ в ряде событий 2010 и 2011 г. было проведено в статье [113]. Отмечено, что наиболее высокая температура (в среднем, 8 МК) и плотность ($\sim 1 \cdot 10^9 \text{ см}^{-3}$) достигаются в магнитном жгуте, 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 диммингах температура распределена в более широком интервал 1 – 4 МК при пониженной на 35 – 40% плотности. Авторы 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 [114] с применением метода дифференциальной меры эмиссии, используя изображения, полученные телескопом SDO/AIA и рентгеновским телескопом на КА Hinode. Нагрев протуберанца до 2.5 МК и петель магнитного жгута до 10 МК происходили в ранней стадии эрупции, когда скорость расширения эруптирующей плазмы была небольшой.

В работе [115] на основе анализа ионного состава плазмы МКВМ по данным ACE и ULYSSES было сделано предположение о том, что 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 потока кинетической энергии, и более горячей компоненты с температурой 3 МК, нагретой потоком энергии в 5 раз большим потока кинетической энергии. В работе [116] был рассмотрен процесс формирования ионного состава КВМ с помощью двухэтапной модели эволюции плазмы в нижней короне, включающей начальный нагрев с последующим охлаждением при расширении. В этой

модели профиль нагрева корональной плазмы обусловлен взаимодействием с джетом 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 массы.

В статье [117] было показано, что трехмерная МГД-модель глобальной солнечной короны с использованием эмпирически заданных параметров нагрева может обеспечить удовлетворительную точность расчета ее излучения в ВУФ и рентгеновском диапазонах спектра. В работах [118, 119] были предприняты попытки построить 2,5 мерную МГД-модель расчета ионного состава солнечного ветра и КВМ в короне, однако они получили лишь качественное согласие с данными измерений, что было, в частности, связано с неточным представлением процесса нагрева плазмы.

В работе [120] 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 [121, 122, 123, 124]. 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, причем параметры модели подбирались для наилучшего согласования расчетных значений с значениями, получаемыми методом анализа дифференциальной меры эмиссии по данным наблюдений телескопом SDO/AIA (рис. 7). На основе МГД-моделирования получены графики эволюции электронной температуры и плотности для магнитного жгута и кромки КВМ (рис. 8). 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 наблюдался перед или во время вспышки и КВМ в работах [125, 113, 126, 127].

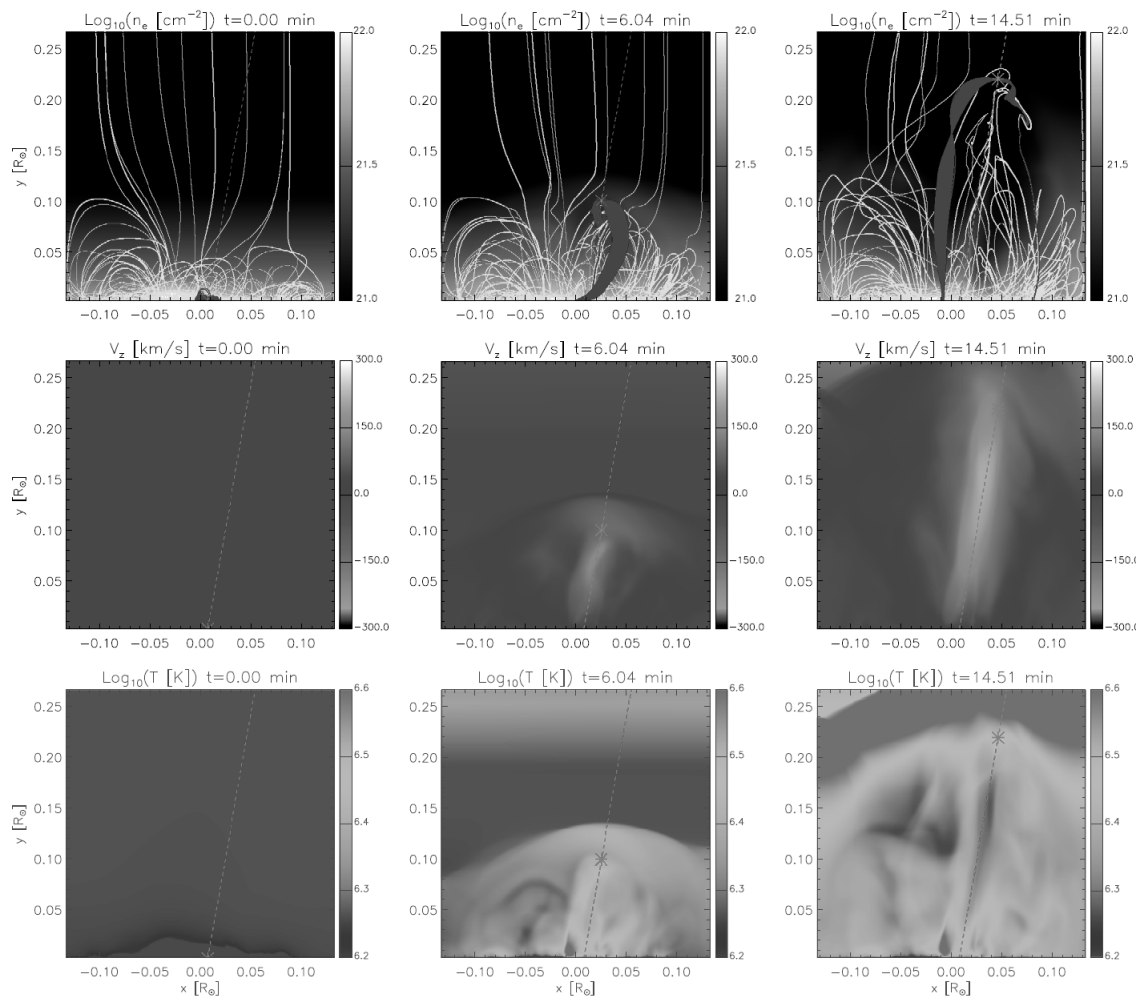


Рис. 7. МГД-расчет развития КВМ в событии 2 августа 2011 г. (а) – карты плотности плазмы магнитного жгута в моменты 0, 6.04 мин и 14.51 мин с момента его образования (05:54:40 UT); (б) – скорость подъема, и (с) – температура жгута. Положение апекса жгута отмечено звездочкой. Адаптировано из [120].

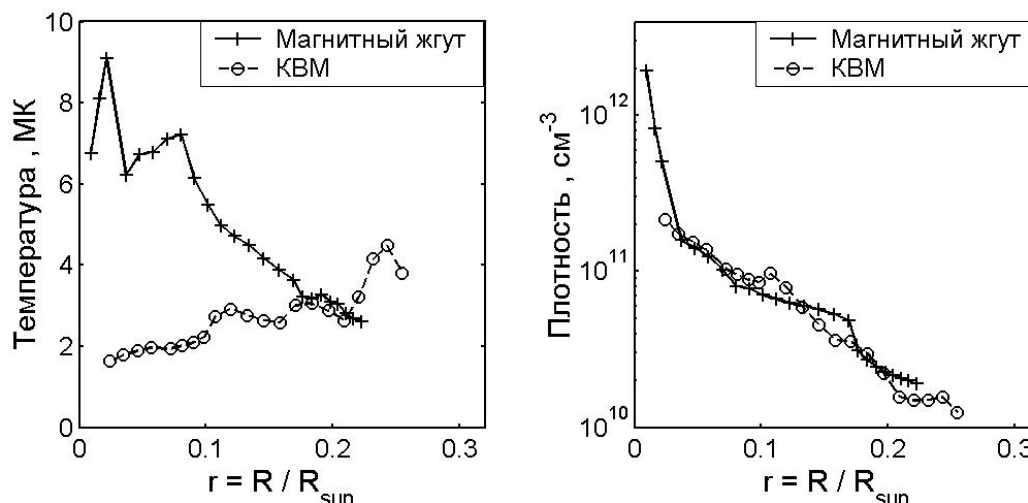


Рис.8. Температура (а) и плотность (б) плазмы магнитного жгута и КВМ в функции от радиального расстояния от поверхности Солнца в событии 2 августа 2011 г. Адаптировано из [120].

4.4. Кинематика КВМ в короне и гелиосфере

По данным наблюдений с помощью коронографа SOHO/LASCO эрупций, близких к лимбу, в статьях [89, 128] выделялись три типичные фазы эволюции КВМ:

- фаза инициации длительностью несколько десятков минут, в которой скорость не превышает 80 км/с, а расстояние составляет 1 – 3 R_{Sun} ;
- фаза разгона с ускорением 100-500 m/s^2 , длящаяся от нескольких минут до десятков минут, совпадающая по времени с пиком рентгеновской вспышки;
- фаза распространения, в которой скорость КВМ постепенно выравнивается со скоростью фонового солнечного ветра.

В одном случае фаза инициации отсутствовала, а в фазе разгона наблюдалось импульсное ускорение величиной 7300 m/s^2 . В работе [128] описано событие, в котором отсутствовала импульсная фаза, а ускорение было слабым и длилось около суток.

Синхронизация профиля ускорения КВМ с профилем яркости рентгеновской вспышки была установлена в работе [129].

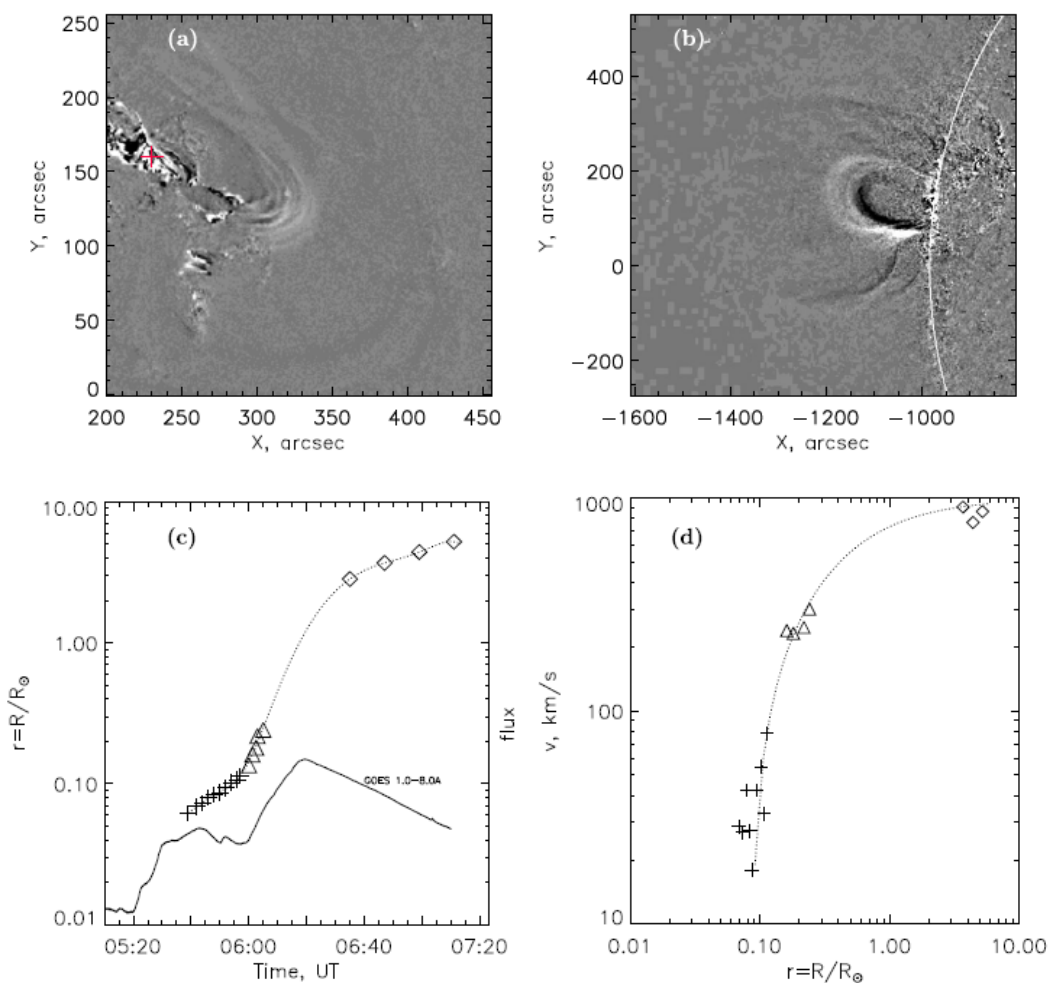


Рис. 9. Движение КВМ 2 августа 2011 г.: (а) в нижней короне (проекция на диск, изображение в канале SDO/AIA 211 Å); (б) в плоскости лимба (изображение в канале STEREO-A/EUVI 195 Å); (с) график подъема КВМ во времени по сводным данным измерений AIA (кресты), STEREO-A/EUVI (треугольники), LASCO (ромбы). Внизу приведен график потока вспышки в канале 1-8 Å по данным GOES; (д) скорость КВМ, рассчитанная по графику подъема (адаптировано из [120])

В работе [130] были определены три типа процессов формирования быстрых импульсных КВМ типа гало:

- 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 МКВМ авторами сделан вывод о существовании двух типов корональных выбросов массы, различающихся временным профилем скорости, который определяется площадью и магнитной конфигурацией активной области, в которой был сформирован выброс массы.

В работе [120] на примере выброса 2 августа 2011 изучена кинематика КВМ, сопряженного с двухфазной вспышкой. На рис. 9 показано формирование и движение фронта КВМ в нижней короне. График движения фронта КВМ (рис. 9с) построен на основе движения исходных петель в проекции на солнечный диск по изображениям SDO/AIA с учетом проекционного эффекта (рис. 9а) и в плоскости лимба по изображениям STEREO-A/EUVI (рис. 9b) и LASCO (на рисунке не показано). Фаза ускорения КВМ соответствовала второму пику в профиле потока от вспышки, ассоциированной с этим КВМ. Рис. 9d демонстрирует зависимость скорости КВМ от расстояния, рассчитанную по данным SDO, STEREO-A и LASCO. В процессе расширения КВМ скорость возросла с 26 км/с на $0.06R_{\text{Sun}}$ до 800 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.

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



Рис. 10. Схема формирования зарядового состояния КВМ в короне Солнца

Схема формирования зарядового состояния МКВМ в короне представлена на рис. 10. 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 показаны на рис. 11.

В процессе развития эрупции, за счет потока энергии от области пересоединения, 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 охлаждения из-за теплопроводности, радиационных потерь и адиабатического расширения, при этом поток энергии нагрева до момента затухания вспышки может продолжаться. Пока плазма находится в области столкновений, процессы ионизации и рекомбинации находятся в динамическом балансе и определяют зарядовое распределение ионов в зависимости от изменяющейся температуры и плотности. Область перехода в бесстолкновительный режим, когда времена ионизации и рекомбинации плазмы становятся порядка или больше времени распространения в гелиосфере, зависит от сорта иона, параметров плазмы формирующегося потока (плотность, температура, скорость движения) и состояния активности Солнца. Этот переход определяет замораживание

состояния ионизации, которое в зависимости от типа иона, типа потока и условий в корональной плазме, происходит на расстояниях от 1.5 до $5R_{\text{sun}}$ от поверхности Солнца [131, 132, 133, 116].

При высоком уровне солнечной активности температура и плотность плазмы в источнике, а также средняя скорость КВМ, возрастают. При этом, ионы, образовавшиеся в стадии нагрева, имеют повышенный средний заряд. При высокой скорости движения до границы замораживания ионы рекомбинируют незначительно, поэтому остаточное зарядовое состояние МКВМ оказывается достаточно высоким. Такой эффект соответствует прямым наблюдениям [59], в которых было выяснено, что более быстрые КВМ/МКВМ, как правило, имеют более высокие зарядовые состояния ионов, чем медленные.

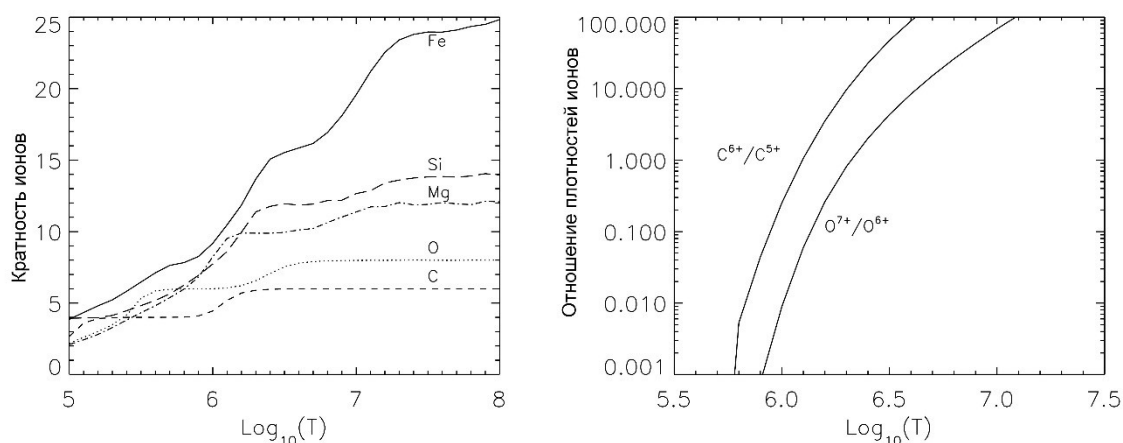


Рис. 11. Средний заряд ионов в равновесной плазме (левая панель) и температурно-зависимые отношения ионов C^{6+}/C^{5+} и O^{7+}/O^{6+} (правая панель) в функции от логарифма температуры плазмы по данным атомной базы данных CHIANTI [134, 135]

В статье [116] рассмотрено формирование ионного состава в рамках теоретической модели ранней эволюции КВМ на расстоянии от 2 до 5 R_{Sun} . В этой модели, на первой стадии плазма КВМ нагревается джетами 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 [115, 116] (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 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 [120] было проведено моделирование ионного состава КВМ в событии 2 августа 2011. 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 ВУФ изображениям. Рассчитанные значения хорошо согласуются с измеренными в МКВМ у Земли в предположении, что во время вспышки при движении плазмы вплоть до границ области заморзания 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:

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

где y_i – относительные обилия ионов, n_e и T_e – электронные плотность и температура, C_i и R_i – скорости ионизации и рекомбинации, 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 $t_r = 1/(n_e * R_i)$ и временем расширения плазмы $t_{exp} = n_e / (V * dn_e/dr)$. Вблизи места выброса $V \approx 0$ и n_e большое, поэтому $t_{exp} \gg t_r$ и ионы находятся в состоянии ионизационного равновесия. С увеличением расстояния $V \gg 1$ и n_e сильно падает, что соответствует условию «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 $\tau_{rec} = 1/(n_e * R_i)$, то чем больше скорость рекомбинации, тем быстрее рекомбинирует ион и тем быстрее устанавливается ионизационное равновесие.

В качестве примера, на рис. 12 показаны зависимости полных скоростей рекомбинации (радиационной и диэлектронной) для ионов $Fe^{8+} - Fe^{11+}$, $O^{6+} - O^{7+}$ и $C^{5+} - C^{6+}$ 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.

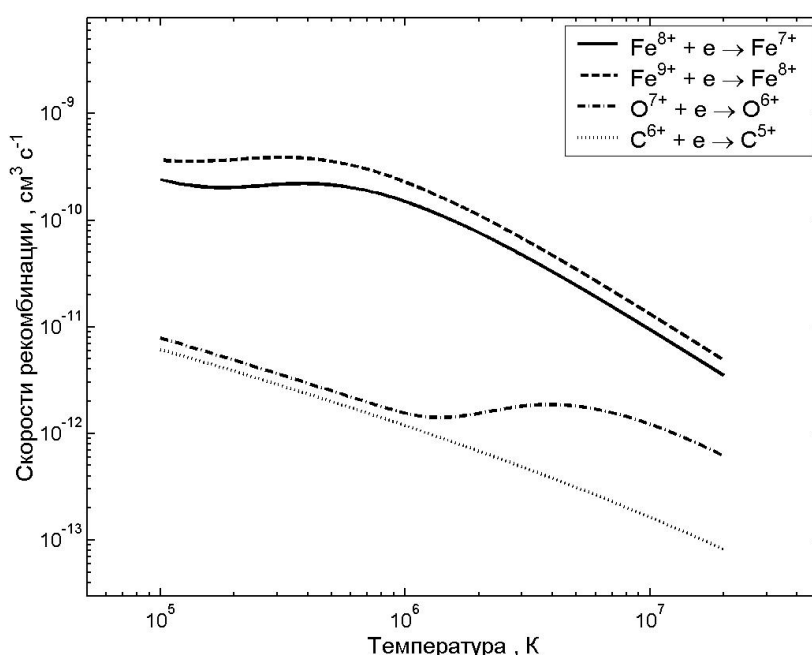


Рис. 12. Скорости рекомбинации ионов углерода, кислорода и железа в зависимости от температуры

5.3. Расчет ионного состава плазмы МКВМ

Рассмотрим методику расчета ионного состояния плазмы КВМ, примененную в работе [120].

1) С помощью методов спектроскопической диагностики методом дифференциальной меры эмиссии 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): скорости ионизации/рекомбинации много больше скоростей 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, показанные на рис. 9.

Для расстояний $r > r_0$ 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, [136, 137]). 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 α 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, [138, 139]). Подгонка параметра γ часто используется в корональных моделях, чтобы феноменологически учесть процессы с неизвестными механизмами нагрева плазмы (см. также [136, 137]).

Расчеты, проведенные с помощью уравнений (1) и рассмотренных модельных зависимостей температуры, плотности и скорости плазмы показали, что для удовлетворительного согласования рассчитанных и измеренных ионных параметров C^{6+}/C^{5+} , O^{7+}/O^{6+} и $\langle Q_{Fe} \rangle$ требуется ввести в рассмотрение дополнительный нагрев с

разной мощностью на пространственных интервалах $0.25 - 1.5 R_{sun}$ и $1.5 - 5 R_{sun}$. Независимые результаты плазменной диагностики и МГД расчеты в работе [120] также подтверждают то, что плазма КВМ после выброса продолжает нагреваться на достаточно большом расстоянии от области вспышки.

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 β 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 [140]). В статье [53] описана методика 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 46 солнечных радиусов растет угловая ширина КВМ и наблюдается постепенное отклонение траектории от высоких широт к плоскости эклиптики. За пределами $7 R_{Sun}$ 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 [141, 142]. В модели предполагается, что нерадиальность движения потока СВ ниже $30 R_{Sun}$ и ускорение потока в гелиосфере компенсируют друг друга, при этом положение источника на поверхности Солнца может быть определено с точностью порядка 10° по широте, и время прихода потока к Земле

можно оценить с точностью ± 24 часа. В нулевом приближении с такой точностью можно рассчитывать движение всех трех типов потоков СВ: медленного СВ, 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, связанных с взаимодействием с фоновым СВ.

В более точных эмпирических и численных моделях время прибытия транзитного потока МКВМ рассчитывается на основе наблюдаемых коронографом скорости и направления распространения КВМ с учетом взаимодействия с фоновой средой (например, [143, 144, 145, 76, 146, 147, 148]). Эмпирическая модель ЕСА (Empirical CME arrival), описанная в статье [145] учитывает эффект ускорения или замедления КВМ за счет взаимодействия с фоновым СВ при движении в гелиосфере и прогнозирует прибытие КВМ с ошибкой ± 10.7 часов.

В дальнейшем, для более точного описания движения КВМ в гелиосфере в работе [149] были предложены три различные двумерные модели конического расширения КВМ (Cone model). В работе [59] на наборе данных о 20 КВМ типа «галло» за период 2010-2012 г.г. было показано, что такой подход улучшил точность расчета времени прихода КВМ на 1 а.е. со средней абсолютной погрешностью 7.3 ± 3.2 часа, что сравнимо с погрешностью более сложных численных МГД моделей.

Как было показано в работах [150, 151], в гелиосфере на движение КВМ оказывают сильное влияние силы аэродинамического торможения между магнитными полями жгута и фонового солнечного ветра. Эта зависимость положена в основу эмпирической аэродинамической модели движения КВМ – Drag-based model (DBM, [152, 51]).

В этой модели на расстояниях более 20 солнечных радиусов 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 $20 R_{Sun}$, w – асимптотическая скорость фонового СВ, γ – коэффициент взаимодействия, знак плюс соответствует случаю $v_0 > w$, минус - $v_0 < w$. В базовой версии DBM предполагается, что w и γ постоянны. Согласно формуле (4), КВМ тормозится, если его начальная скорость больше скорости фонового ветра, или ускоряется в

противоположном случае. Магнитогидродинамическое моделирование [153] показало, что для плотных КВМ коэффициент аэродинамического торможения зависит от соотношения плотностей КВМ и фонового СВ. Наименьший коэффициент γ соответствует случаю, когда плотность КВМ больше плотности фонового СВ. Если плотность КВМ меньше плотности фонового СВ, коэффициент γ быстро растет. В формулах (4, 5) значение коэффициента взаимодействия зависит от параметров КВМ и фонового солнечного ветра и может изменяться от $2 \cdot 10^{-8}$ (массивные КВМ в быстром разряженном солнечном ветре) до $2 \cdot 10^{-7}$ (КВМ с низкой плотностью в медленном плотном солнечном ветре).

В модифицированной 2D версии модели Advanced Drag Model учитывается угловая 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 по медленному СВ, а затем по ВСП. Данный тип модели также не учитывает случаи взаимодействия КВМ с другими высокоскоростными потоками СВ в гелиосфере. Онлайн-версии DBM и Advance DBM доступны на сайте <http://oh.geof.unizg.hr/DBM/dbm.php>.

Обновленная версия DBM – the 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 [154]. Модель запускается несколько раз с разным набором параметров КВМ и окружающего СВ 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 [155] рассматривается нахождение таких скрытых зависимостей методом машинного обучения.

6.2. Численные МГД-модели распространения потоков СВ в гелиосфере

Комплексная численная МГД 3D-модель WSA+ENLIL+Cone [156, 157, 158, 52, 159, 160] является операционной моделью для прогнозирования параметров СВ в гелиосфере, используемой в Центре предсказания космической погоды Национальной администрации океанов и атмосферы США [<https://www.swpc.noaa.gov/products/wsa-enlil-solar-wind-prediction>]. Архив результатов расчетов структуры СВ в 2007-2016 г.г. расположен на сайте <http://helioweather.net>.

На первой, корональной стадии в модели WSA+ENLIL+Cone используется эмпирическая модель WSA [17, 161], 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 идеальном МГД-приближении [162, 163, 164]. Внутренняя граница модели ENLIL располагается на уровне 21,5 или 30 солнечных радиусов, 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 СВ (скорость, плотность, напряженность магнитного поля) на внутренней границе от эмпирической WSA или МГД-модели-Around-a-Sphere (MAS, [165, 166]). По этим данным рассчитываются параметры ВСП и медленного СВ. Параметры МКВМ рассчитываются с помощью конической модели КВМ, которая описывает распространение КВМ в гелиосфере в радиальном направлении в виде конуса с постоянной угловой шириной, при этом расширение КВМ предполагается изотропным (Cone model, [149, 167]).

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 СВ в трехмерном пространстве, включая все типы потоков: ВСП, МКВМ и фоновый СВ, однако в действующей версии она позволяет рассчитывать только время, скорость и плотность СВ в функции от времени и координат. При замене на корональной стадии эмпирической модели WSA МГД-моделью MAS, точности прогнозирования потоков СВ примерно одинаковы.

Модель солнечного ветра EUHFORIA (“European heliospheric forecasting information asset”) [168] также состоит из двух основных компонент: корональной

модели и гелиосферной модели, в которую включается КВМ. В корональной части (на расстояниях до 0.1 а.е.), аналогично модели WSA, используются полуэмпирические соотношения между параметрами СВ 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, [169, 170, 160]).

В гелиосферной части, с 0.1 а.е. и до 2 а.е., с помощью идеальной МГД-модели с учетом гравитации рассчитываются распространение, эволюция и взаимодействие потоков солнечного ветра и КВМ в зависимости от времени. КВМ вводится в виде конической структуры, аналогично описанной в [162, 163], параметры которой задаются по данным коронографических измерений. КВМ описывается как однородное гидродинамическое облако, характеризующееся постоянной угловой шириной, направлением распространения и скоростью. Поскольку распространение КВМ зависит от состояния фоновой гелиосферной среды, для учета ее возмущения прошедшими ранее потоками, в модель вводится информация о наиболее значительных КВМ, которые произошли в период за пять – семь дней до начала прогноза. В описываемой версии модель EUNFORIA рассчитывает только временные профили скорости и плотности потока СВ. В дальнейшем предполагается дополнить эти данные расчетом внутреннего магнитного поля КВМ на основе модели сферомака [171, 172].

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 г.г. с использованием МГД-модели WSA+ENLIL+Cone и DBM [173] 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 часов, в периоды повышения солнечной активности - до 10-11 часов.

В работе [52] использован ансамблевый подход к моделированию для оценки чувствительности модели WSA-ENLIL + Cone к начальным параметрам КВМ и обеспечения вероятностного прогнозирования времени прибытия КВМ. Моделирование

ансамблей учитывает изменчивость входных данных, основанных на наблюдениях, путем создания ансамбля, т.е. наборов из n наблюдений КВМ для расчета распределения прогнозов и прогнозирования вероятности времени прибытия КВМ. На наборе из 35 КВМ за период с января 2013 по июль 2014 для модели DBEM средняя ошибка составила $ME = -9.7$ часа, средняя абсолютная ошибка $MAE = 14.3$ часа и среднеквадратичная ошибка $RMSE = 16.7$ часа, что несколько хуже, но сравнимо с ошибками ENLIL ($ME = -6.1$ часа, $MAE = 12.8$ часа и $RMSE = 14.4$ часа). 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 [174] представлены результаты расчетов с использованием модели WSA-ENLIL-Cone с марта 2010 года по декабрь 2016 года. Исходные параметры КВМ были определены с помощью инструмента Stereoscopic CME Analysis Tool (StereoCAT) [52] и NOAA Space Weather Prediction Center CME Analysis Tool (CAT) [175]. Моделирование включало более 1800 КВМ, ошибка прогноза времени прибытия КВМ в трех местах: Земля, STEREO-A и B и составила: 10.4 ± 1.5 , 9.2 ± 1.5 , 12.2 ± 2.1 часа, соответственно, и в среднем, 10.4 ± 0.9 часа по всем локациям.

Улучшение точности прогнозирования МКВМ достигается при использовании стереоскопических наблюдений с двух КА STEREO A и B [176, 177], на которых установлены идентичные коронографы и широкоугольные камеры для съемок гелиосферы Heliospheric Imager (HI). 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 [176], на основе наблюдений с STEREO/HI разработана 3D-модель эволюции КВМ эллиптической формы Ellipse Evolution (EIEvo). При проверке на моделировании 21 КВМ в период с 2008-2012 прогноз времени прибытия МКВМ на 1 а.е. был улучшен до ± 6.5 часов, а прогноз скорости МКВМ до ± 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 по август 2017 для STEREO-A и с апреля 2007 по сентябрь 2014 для STEREO-B представлен в статье [48].

Гелиосферные изображения с STEREO / HI показали, что 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 КВМ. Расширенная версия каталога HICAT, известная как HIGeoCAT (с использованием геометрических моделей, доступна через сайт https://www.helcats-fp7.eu/catalogues/wp3_cat [177]. 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), the modified Nakamada–Akasofu–Fry/version-2 (NAFv.2), Forecasting a CME's Altered Trajectory (ForeCAT), описаны в работах [178, 179, 180, 181, 176, 177]. В работе [182] 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 часов, а средняя абсолютная ошибка - 10 часов [52].

Другая проблема прогнозирования – прогнозирование геоэффективности КВМ, для чего нужны расчеты величины и ориентации вектора ММП. Попытки прогнозирования магнитной структуры МКВМ, в частности, компоненты магнитного поля B_z , описаны в недавних работах (например, [183, 184, 181]). В работе [185] 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), и выявлены случаи, когда прогнозирование геоэффективности приводит к неверным оценкам. Возможно, некоторые из этих случаев, например, сильная геомагнитная буря 27 мая – 1 июня 2013 с $Dst = -199$ нТ, связаны с изменением параметров СВ вследствие взаимодействия потоков.

7. ВЗАИМОДЕЙСТВИЕ КВМ/МКВМ С ДРУГИМИ ПОТОКАМИ СВ

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 СВ и даже с окружающими магнитными структурами, что может отклонить КВМ от их изначального направления распространения или значительно повлиять на кинематические параметры, были рассмотрены в [186, 187, 188, 189, 190, 172, 191, 192, 193, 194]. Как результат такого взаимодействия в гелиосфере, составная структура может достичь Земли в форме комплексного коронального выброса, когда взаимодействуют два или несколько КВМ [195, 196], или в виде структуры, образовавшейся в результате взаимодействия КВМ и ВСП СВ [197, 198, 199]. 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 с определенной физической связью [200]. Гомологические КВМ возникают последовательно в одном источнике в интервале нескольких часов и имеют схожую морфологию [201]. Обзор разных аспектов, связанных с взаимодействием последовательных КВМ, можно найти в [192].

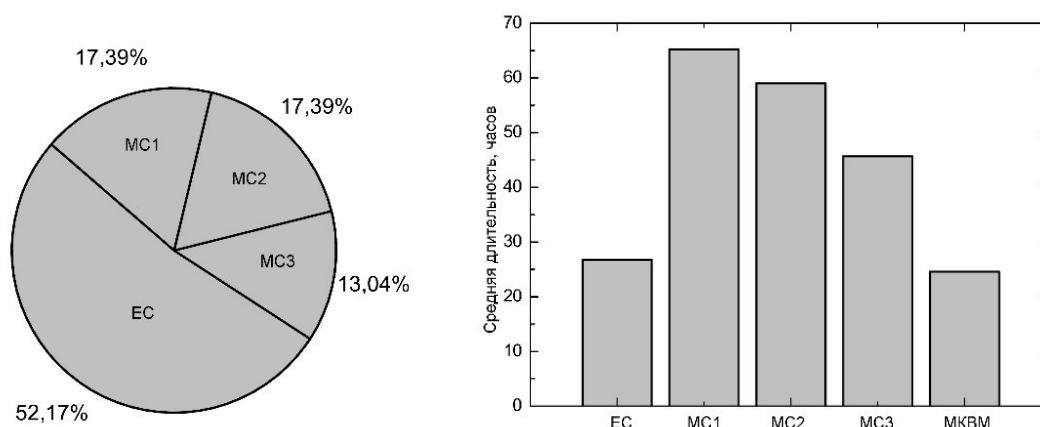


Рис. 13. (а) Соотношение между числами структур, образованных единичными источниками (ЕС) и множественными источниками (МС) в период январь 2010 – август 2011 г. [50]: МС1 и МС2 – при слабом и сильном взаимодействии КВМ-КВМ, МС3 – при взаимодействии КВМ-ВСП КД. (б) – средняя длительность единичных и комплексных структур (в часах).

В работе [50] 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. 13а). 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); (2) структуры, образующиеся при наложении двух или более КВМ в гелиосфере (сильное взаимодействие КВМ-КВМ); (3) комплексные структуры, образующиеся при взаимодействии КВМ с потоками ВСП СВ. Полученная средняя длительность комплексных структур СВ, образованных в результате взаимодействия (рис. 13б), составляет 2.4 дня, что более чем в 2 раза превышает таковую для транзитных событий с одним источником (1.12 дня).

В статье [50] 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. 1. В случае КВМ-ВСП взаимодействия измеренный профиль ионного состава зависит от последовательности прихода потоков и параметров их источников на Солнце.

В работе [188] рассматривается кинематика комплексной структуры, образованной упругим 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.

8. ГЕОЭФФЕКТИВНОСТЬ МКВМ

Геоэффективность потоков солнечного ветра определяется способностью вызвать сильные возмущения околоземного космического пространства, приводящие к магнитным бурям. Геоэффективность характеризуют различными индексами: Кр, Ар и Dst. Магнитные бури определяются по Dst-индексу, который рассчитывается на основе измерений магнитного поля на четырех приэкваториальных станциях. Бури с Dst от 0 до -50 нТ называют слабыми, от -50 до -100 нТ умеренными, от -100 до -200 нТ – сильными, ниже -200 нТ - экстремальными.

В работе [202] установлено, что все 90 интенсивных геомагнитных бурь, произошедших в 23м 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 быстрыми 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 коротирующими областями взаимодействия перед высокоскоростными потоками (CIR).

В работе [6] показано, что 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, [203]), которые описывают воздействие электрических полей (например, произведение $V*B_z$) или мощности потока. В работе [37] изучены свойства и геоэффективность типов МКВМ с повышенным магнитным полем и плавным вращением компонент магнитного поля (магнитных облаков) в течение первых 6 лет 23 и 24 циклов. Они отметили, что, хотя магнитные облака в течение 24 цикла регистрировались чаще, чем в 23, но их геоэффективность была ниже: среднее значение Dst индекса для геомагнитных бурь было в 2 раза меньше по сравнению с 23 циклом из-за меньшего по величине параметра $V*B_z$. В статье [204] было показано, что большинство геомагнитных бурь в течение роста 23 и 24 циклов были связаны с МКВМ.

В работе [9] рассмотрены 798 магнитных бурь с интенсивностью $Dst < -50$ нТ, произошедших в период 1976 – 2000 г., из которых источники были идентифицированы только у 464 бурь. С помощью метода наложенных эпох было предположено, 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 перед ними. В других работах этих авторов [205, 206, 207, 208, 209] 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 [210]. 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 транзитные 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 транзитных потоков.

В настоящее время продолжаются 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 транзитов. 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 транзитных потоков. Сделаны первые попытки смоделировать ионный состав МКВМ, исходя из параметров солнечных источников, получаемых по динамическим изображениям в ВУФ и рентгеновской областях спектра.

Для улучшения точности прогнозов, важной задачей является моделирование эволюции транзитных 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 околосолнечных 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/>).

ЛИТЕРАТУРА

1. *Watari S.* // Solar Phys. 2018. V. 293. P. 23. Doi: 10.1007/s11207-018-1248-y.
2. *Li K.J., Zhanng J., Feng W.* // Astrophys. J. 2016. V.151. P. 128. Doi: 10.3847/0004-6256/151/5/128.
3. *Wang Y.-M.* // The Astrophys. J. Lett. 2010. V. 715. L121. doi:10.1088/2041-8205/715/2/L121.
4. *Ермолаев Ю.И., Николаева Н.С., Лодкина И.Г., Ермолаев М.Ю.* // Космические исследования. 2009. Т. 47 (2). С. 99.
5. *Zhao L., Zurbuchen T.H., Fisk L.A.* // Geophys. Res. Lett. 2009. V. 36. P. L14104. Doi: 10.1029/2009GL039181.
6. *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. Doi: 10.1029/2007JA012321.
7. *Yermolaev Y.I., Nikolaeva N.S., Lodkina I.G., Yermolaev M.Y.* // J. Geophys. Res. 2012. V. 117. P. A00L07. Doi: 10.1029/2011JA017139.
8. *Yermolaev Y.I., Lodkina I.G., Nikolaeva N.S., Yermolaev M.Y.* // J. Geophys. Res.: Space Physics. 2013. V. 118. P. 4760. Doi: 10.1002/jgra.50467.
9. *Ермолаев Ю.И., Лодкина И.Г., Николаева Н.С., Ермолаев М.Ю.* // Космические исследования. 2010. Т. 48 (6). С. 499.
10. *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. Doi: 10.1029/1999JA000383.
11. *McComas D.J., Goldstein R., Gosling J.T., Skoug R.M.* // Space Sci. Rev. 2001. V. 97. P. 99. Doi: 10.1023/A:1011826111330.
12. *Wang Y.-M., Sheely Jr. N.R.* // Astrophys. J. 2006. V. 653. P. 708. Doi: 10.1086/508929.

13. von Steiger R., Schwadron N.A., Fisk L.A., Geiss J., Gloeckler G., Hefli S., Wilken B., Wimmer-Schweingruber R.F., Zurbuchen T.H. // J. Geophys. Res. 2000. V.105. P. 27217. Doi: 10.1029/1999JA000358.
14. Richardson I.G. // Solar Phys. 2014. V. 289. P. 3843. Doi: 10.1007/s11207-014-0540-8.
15. Howard T. Coronal Mass Ejections: An Introduction. N.Y.: Springer-Verlag. 2011. Doi: 10.1007/978-1-4419-8789-1.
16. 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. Doi: 10.1007/BF00149859.
17. Wang Y.-M., Sheeley N.R., Jr. // Astrophys. J., 1990. V. 355. P. 726. Doi: 10.1086/168805.
18. Cranmer S. // Living Rev. Solar Phys. 2009. V. 6. P. 1. Doi: 10.12942/lrsp-2009-3.
19. Wang Y.-M., Hawley S.H., Sheeley N.S. // Science. 1996. V. 271. P. 464-469. doi: 10.1126/science.271.5248.464.
20. Zhang J., Woch J., Solanki S. K., R. von Steiger, and Forsyth R. // J. Geophys. Res. 2003. V. 108. P. 1144. doi:10.1029/2002JA009538.
21. McIntosh S.W., Kiefer K.K., Leamon R.J., Kasper J.C., Stevens M.L. // The Astrophys. J. Lett. 2011. V. 740. L23. doi:10.1088/2041-8205/740/1/L23.
22. Wang Y.-M. // Space Science Rev. 2012. V. 172. P. 123. doi: 10.1007/s11214-010-9733-0.
23. Vršnak B., Žic T. // Astron. Astrophys. 2007. V. 472. P. 937. Doi: 10.1051/0004-6361:20077499.
24. Шугай, Ю.С., Веселовский, И.С., Ситон Д.Б., Бергманс Д. // Астрономический вестник. 2011. Т. 45 (6). С. 560.
25. Hofmeister S.J., Veronig, A., Temmer, M., Vennerstrom S., Heber B., Vršnak B. // J. Geophys. Res.: Space Physics. V. 123. P. 1738. Doi: 10.1002/2017JA024586.
26. Parker E.N. // Space Sci. Rev. 1965. V. 4. P. 666. Doi: 10.1007/BF00216273.
27. 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. doi:10.1029/2005JA011273.
28. Yermolaev Yu.I., Nikolaeva N.S., Lodkina I.G., Yermolaev M.Yu. // Ann. Geophys. 2010. V. 28. P. 2177. doi:10.5194/angeo-28-2177-2010.
29. Zhang Y., Sun W., Feng X. S., Deehr C. S., Fry C. D., Dryer M. // J. Geophys. Res. 2008. V. 113. A08106. doi:10.1029/2008JA013095.

30. *Gosling J.T., Bame S.J., McComas D.J., Phillips J.L.* // *Geophys. Res. Lett.* 1990. V. 17. P. 901. doi: 10.1029/GL017i007p00901.
31. *Webb, D.F., Howard, T.A.* // *Living Rev. Solar Phys.* 2012. V. 9. P. 3. Doi: 10.12942/lrsp-2012-3.
32. *Richardson I.G., Cane H.V.* // *J. Geophys. Res.* 2004. V. 109. P. A09104. Doi: 10.1029/2004JA010598.
33. *Richardson I.G., Cane H.V.* // *Solar Phys.* 2010. V. 264. P. 189. Doi: 10.1007/s11207-010-9568-6.
34. *Lopez R.E., Freeman J.W.* // *J. Geophys. Res.* 1987. V. 92. P. 13679. doi: 10.1029/OJGREAA000092000A12013679000001.
35. *Zurbuchen T.H., Richardson I.G.* // *Space Sci. Rev.* 2006. V. 123. P. 31. Doi: 10.1007/s11214-006-9010-4.
36. *Bothmer V., Schwenn R.* // *Ann. Geophys.* 1998. V. 16. P. 1. Doi: 10.1007/s00585-997-0001-x.
37. *Gopalswamy N., Yashiro S., Xie H., Akiyama S., Mäkelä P.* // *J. Geophys. Res.: Space Physics.* 2015. V. 120. P. 9221. doi:10.1002/2015JA021446.
38. *Kim J.Y., Ghim Y.S., Song C.H., Yoon S.C., Han J.S.* // *J. Geophys. Res.* 2007. V. 112. P. D07202. Doi: 10.1029/2005JD006946.
39. *Antiochos S.K., Mikić Z., Titov V.S., Lionello R., Linker J.A.* // *The Astrophys. J.* 2011. V. 731. P. 112. doi:10.1088/0004-637X/731/2/112.
40. *Antiochos S.K., Linker J.A., Lionello R., Mikić Z., Titov V., Zurbuchen T.H.* // *Space Sci. Rev.* 2012. V. 172. P. 169. doi: 10.1007/s11214-011-9795-7.
41. *Eselevich M., Eselevich V., Fujiki K.* // *Solar Phys.* 2007. V. 240. P. 135. doi: 10.1007/s11207-006-0197-z.
42. *Liewer P.C., Neugebauer M., Zurbuchen T.H.* // *Solar Phys.* 2004. V. 223. P. 209. doi: 10.1007/s11207-004-1105-z.
43. *Riley P., Luhmann J.G.* // *Solar Phys.* 2012. V. 277. P. 355. doi: 10.1007/s11207-011-9909-0.
44. *Slemzin V., Harra L., Urnov A., Kuzin S., Goryaev F., Berghmans D.* // *Solar Phys.* 2013. V. 286. P. 157. doi: 10.1007/s11207-012-0004-y.
45. *Слемзин В.А., Шугай Ю.С.* // *Космические исследования.* 2015. Т. 53 (1). С. 51.
46. *Филиппов Б.П.* Эруптивные процессы на Солнце. М.: ФИЗМАТЛИТ, 2007.

47. 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. DOI 10.1007/s11207-008-9299-0.
48. Harrison R. A., Davies J. A., Barnes D., Byrne J. P., Perry C. H., Bothmer V., Odstrčil D. // *Solar Phys.* 2018. V. 293. P. 5. doi: 10.1007/s11207-018-1297-2.
49. 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.
50. Rodkin D., Slemzin V., Zhukov A.N., Goryaev F., Shugay Y., Veselovsky I. // *Solar Phys.* 2018. V. 293. P. 78. Doi: 10.1007/s11207-018-1295-4.
51. 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. Doi: 10.1007/s11207-012-0035-4.
52. 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. Doi: 10.1007/s11207-015-0692-1.
53. Byrne J.P., Maloney S.A., McAteer R.T.J., Refojo J.M., Gallagher P.T. // *Nature Communications.* 2010. V.1 (6). P. 74. Doi: 10.1038/ncomms1077.
54. Hundhausen A.-J., Gilbert H.-E., Bame S.-J. // *J. Geophys. Res.* 1968. V. 73. P. 5485. Doi: 10.1029/JA073i017p05485.
55. Fisk L.A., Schwadron N.A., Zurbuchen T.H. // *Space Sci. Rev.* 1998. V. 86. P. 51. Doi: 10.1023/A:1005015527146.
56. Zhao L., Landi E., Zurbuchen T.H., Fisk L.A., Lepri S.T. // *Astrophys. J.* 2014. V. 793. P. 44. doi:10.1088/0004-637X/793/1/44.
57. Kilpua E.K.J., Mierla M., Zhukov A.N., Rodriguez L., Vourlidas A., Wood B. // *Solar Phys.* 2014. V. 289. P. 3773. Doi: 10.1007/s11207-014-0552-4.
58. Feldman U. // *Phys. Scripta.* 1992. V. 46 (3). P. 202. Doi: 10.1088/0031-8949/46/3/002.
59. Gopalswamy N., Mäkelä P., Akiyama S., Xie H., Yashiro S., Reinard A.A. // *Solar Phys.* 2013. V. 284. P. 17. Doi: 10.1007/s11207-012-0215-2.
60. Henke T., Woch J., Schwenn R., Mall U., Gloeckler G., von Steiger R., Forsyth R.J., Balogh A. // *J. Geophys. Res.* 2001. V. 106. P. 10597. DOI: 10.1029/2000JA900176.

61. *Gopalswamy N., Yashiro S., Michalek G., Xie H., Makela P., Vourlidas A., Howard R.A.* // Sun and Geosphere. 2010. V. 5. P. 7.
62. *Fisher, R.R., Poland, A.I.* // *Astrophys. J.* 1981. V. 246. P. 1004. doi: 10.1086/158995.
63. *Illing, R.M.E., Hundhausen, A.J.* // *J. Geophys. Res.* 1985. V. 90. P. 275. Doi: 10.1029/JA090iA01p00275.
64. *Cremades, H., Bothmer, V.* // *Astron. Astrophys.* 2004. V. 422. P. 307. DOI: 10.1051/0004-6361:20035776.
65. *Hudson, H.S., Cliver, E.W.* // *J. Geophys. Res.* 2001. V. 106. P. 25199. doi: 10.1029/2000JA904026.
66. *Кузнецов В.Д.* Плазменная гелиогеофизика / Под ред. Л.М. Зеленого, И.С. Веселовского. М.: ФИЗМАТЛИТ, 2008. Т. 1. С. 81.
67. *Чашей И.В.* Плазменная гелиогеофизика / Под ред. Л.М. Зеленого, И.С. Веселовского. М.: ФИЗМАТЛИТ, 2008. Т. 1. С. 272.
68. *Harrison R.A., Lyons M.* // *Astron. Astrophys.* 2000. V. 358. P. 1097.
69. *Gopalswamy N., Lara A., Lepping R.P., Kaiser M.L., Berdichevsky D., St. Cyr O.C.* // *Geophys. Res. Lett.* 2000. V. 27. P. 145. Doi: 10.1029/1999GL003639.
70. *Vourlidas A., Subramanian P., Dere K.P., Howard R. A.* // *Astrophys. J.* 2000. V. 534. P. 456. Doi: 10.1086/308747.
71. *Howard R.A., Vourlidas A.* // *Solar Phys.* 2018. V. 293 (4). P. 55. Doi: 10.1007/s11207-018-1274-9.
72. *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. Doi: 10.1086/312030.
73. *Zhukov A.N., Auchere F.* // *Astron. Astrophys.* 2004. V. 427. P. 705. Doi: 10.1051/0004-6361:20040351.
74. *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.* V. 273. P. 461. Doi: 10.1007/s11207-011-9781-y.
75. *Chen P.F., Fang C., Shibata K.* // *Astrophys. J.* 2005. V. 622. P. 1202. DOI 10.1086/428084.
76. *Gopalswamy N., Shimojo M., Lu W., Yashiro S., Shibasaki K., Howard R.A.* // *Astrophys J.* 2003. V. 586. P. 562. doi:10.1086/367614.

77. *Robbrecht E., Patsourakos S., Vourlidas A.* // *Astrophys. J.* 2009. V. 701. P. 283. DOI 10.1088/0004-637X/701/1/283.
78. *Wang Y., Chen C., Gui B., Shen C., Ye P., Wang S.* // *J. Geophys. Res.* 2011. V. 116. P. A04104. doi:10.1029/2010JA016101.
79. *Ma S., Attrill G.D.R., Golub L., Lin J.* // *Astrophys. J.* 2010. V. 722. P. 289. DOI: 10.1088/0004-637X/722/1/289
80. *Nitta N.V., Mulligan T.* // *Solar Phys.* 2017. V. 292 (9). P. 125. doi: 10.1007/s11207-017-1147-7.
81. *D'Huys E., Seaton D.B., Poedts S., Berghmans D.* // *Astrophys. J.* V. 795. P. 49. DOI: 10.1088/0004-637X/795/1/49.
82. *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. Doi: 10.1002/2016JA023432.
83. *Vourlidas A., Colaninno R., Nieves-Chinchilla T., Stenborg G.* // *Astrophys. J. Lett.* V. 733. P. L23. DOI: 10.1088/2041-8205/733/2/L23.
84. *Pevtsov A.A., Panasenco O., Martin S.F.* // *Solar Phys.* 2012. V. 277. P. 185. DOI: 10.1007/s11207-011-9881-8.
85. *Svestka, Z., E.W. Cliver* // *Colloquium №113 of the International Astronomical Union, Iguazu, Argentina, 1991 / Ed. by Z. Svestka, B.V. Jackson, M.E. Machado. Springer-Verlag // LNP. V. 399. P. 1. 1992.*
86. *Crooker N.U., Kahler S.W., Larson D.E., Lin R.P.* // *J. Geophys. Res.* 2004. V. 109. P. A03108. DOI: 10.1029/2003JA010278.
87. *Harrison R.A.* // *Astron. Astrophys.* 1995. V. 304. P. 585.
88. *Forbes T.G.* // *J. Geophys. Res.* V. 105. P. 23153. Doi: 10.1029/2000JA000005.
89. *Zhang J., Dere K.P., Howard R.A., Kundu M.R., White S.M.* // *Astrophys. J.* 2001. V. 559. P. 452. Doi: 10.1086/322405.
90. *Sheeley N.R. Jr., Bohlin J.D., Brueckner G.E., Purcell J.D., Scherrer V.E., Tousey R., Smith J.B. Jr., Speich D.M., Tandberg Hanssen E., Wilson R.M., de Loach A.C., Hoover R.B., McGuire J.P.* // *Solar Phys.* 1975. V. 45. P. 377. Doi: 10.1007/BF00158457.
91. *Yashiro S., Michalek G., Akiyama S., Gopalswamy N., Howard R.A.* // *Astrophys. J.* 2008. V. 673. P. 1174. Doi: 10.1086/524927.
92. *Yashiro S., Gopalswamy N., Akiyama S., Michalek G., Howard R.A.* // *J. Geophys. Res.* 2005. V. 110. P. A12S05. Doi: 10.1029/2005JA011151.

93. Wang Y., Zhang J. // *Astrophys. J.* 2007. V. 665. P. 1428. Doi: 10.1086/519765.
94. Compagnino A., Romano P., Zuccarello F. // *Solar Phys.* 2017. V. 292. P. 5. Doi: 10.1007/s11207-016-1029-4.
95. Hiei E., Hundhausen A.J., Sime D.G. // *Geophys. Res. Lett.* 1993. V. 20. P. 2785. Doi: 10.1029/93GL01449.
96. Wu Y.Q., Tang Y.H., Dai Y., Wu G.P. // *Solar Phys.* 2002. V. 207. P. 159. Doi: 10.1023/A:1015539816386.
97. Zhou G., Wang J., Cao Z. // *Astron. Astrophys.* 2003. V. 397. P. 1057. DOI: 10.1051/0004-6361:20021463.
98. Kilpua E.K.J., Jian L.K., Li Y., Luhmann J.G., Russell C.T. // *Solar Phys.* 2012. V. 281. P. 391. DOI: 10.1007/s11207-012-9957-0.
99. Aschwanden M.J. *Physics of the Solar Corona*. Chichester (UK): Praxis Publishing Ltd., N.Y., Berlin: Springer, 2005.
100. Yokoyama T., Shibata K. // *Nature*. 1995. V. 375. P. 42. Doi: 10.1038/375042a0.
101. Chen P.F. // *Liv. Rev. Sol. Phys.* 2011. V. 8 (1). P. 1. Doi: 10.12942/lrsp-2011-1.
102. Moore R.L. // *Solar Phys.* 1987. V. 113. P. 121. DOI: 10.1007/BF00147689.
103. Moore R.L., Roumeliotis G. // *Colloquium №133 of the International Astronomical Union, Iguazu, Argentina, 1991 / Ed. by Z. Svestka, B.V. Jackson, M.E. Machado. Springer-Verlag // LNP. V. 399. P. 69. 1992.*
104. Moore R.L., Sterling A.C., Hudson H.S., Lemen J.R. // *Astrophys. J.* 2001. V. 552. P. 833. Doi: 10.1086/320559.
105. Sturrock P.A. // *Solar Phys.* 1989. V. 121. P. 387. DOI: 10.1007/BF00161708.
106. Antiochos S. K., DeVore C. R., Klimchuk J. A. // *Astrophys. J.* 1999. V. 510. P. 485. Doi: 10.1086/306563.
107. Lynch B.J., Antiochos S.K., DeVore C.R., Luhmann J.G., Zurbuchen T.H. // *Astrophys. J.* 2008. V. 683. P. 1192. DOI: 10.1086/589738.
108. Low B.C. // *Physics of Plasmas* 1994. V. 1. P. 1684. doi: 10.1063/1.870671.
109. Chen J. // *Astrophys. J.* 1989. V. 338. P. 453. Doi: 10.1086/167211.
110. Chen J. // *J. Geophys. Res.* 1996. V. 101. P. 27499. DOI: 10.1029/96JA02644.
111. Hood A.W., Priest E.R. // *Solar Phys.* 1981. V. 73. P. 289. DOI: 10.1007/BF00151683.
112. Green L.M., Torok T., Vrsnak B., Manchester W., Veronig A. // *Space Sci. Rev.* 2018. V. 214. P. 46. Doi: 10.1007/s11214-017-0462-5.

113. *Cheng X., Zhang J., Saar S.H., Ding M.D.* // *Astrophys. J.* 2012. V. 761. P. 62. Doi: 10.1088/0004-637X/761/1/62.
114. *Lee J.-Y., Raymond J.C., Reeves K.K., Moon Y.-J., Kim K.-S.* // *Astrophys. J.* 2017. V. 844. P. 3. Doi: 10.3847/1538-4357/aa79a4.
115. *Lepri S.T., Laming J.M., Rakowski C.E., von Steiger R.* // *Astrophys. J.* 2012. V. 760. P. 105. Doi: 10.1088/0004-637X/760/2/105.
116. *Gruesbeck J.R., Lepri S.T., Zurbuchen T.H., Antiochos S.K.* // *Astrophys. J.* 2011. V. 730. P. 103. Doi: 10.1088/0004-637X/730/2/103.
117. *Lionello R., Linker J.A., Mikić Z.* // *Astrophys. J.* 2009. V. 690. P. 902. Doi: 10.1088/0004-637X/690/1/902.
118. *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. DOI: 10.1088/0004-637X/740/2/112.
119. *Reinard A.A., Lynch B.J., Mulligan T.* // *Astrophys. J.* 2012. V. 761. P. 175. DOI: 10.1088/0004-637X/761/2/175.
120. *Rodkin D., Goryaev F., Pagano P., Gibb G., Slemzin V., Shugay Y., Veselovsky I., Mackay D.H.* // *Solar Phys.* 2017. V. 292. P. 90. Doi: 10.1007/s11207-017-1109-0.
121. *Pagano P., Raymond J.C., Reale F., Orlando S.* // *Astron. Astrophys.* 2008. V. 481. P. 835. Doi: 10.1051/0004-6361:20079088.
122. *Pagano P., Mackay D.H., Poedts S.* // *Astron. Astrophys.* 2013. V. 560. P. A38. Doi: 10.1051/0004-6361/201322036.
123. *Pagano P., Mackay D.H., Poedts S.* // *Astron. Astrophys.* 2013. V. 554. P. A77. Doi: 10.1051/0004-6361/201220947.
124. *Pagano P., Mackay D.H., Poedts S.* // *Astron. Astrophys.* 2014. V. 568. P. A120. Doi: 10.1051/0004-6361/201424019.
125. *Cheng X., Zhang J., Liu Y., Ding M.D.* // *Astrophys. J. Lett.* 2011. V. 732. P. L25. DOI: 10.1088/2041-8205/732/2/L25.
126. *Cheng X., Zhang J., Ding M.D., Liu Y., Poomvises W.* // *Astrophys. J.* 2013. V. 763. P. 43. DOI: 10.1088/0004-637X/763/1/43.
127. *Zhang J., Cheng X., Ding M.-D.* // *Natur. Comm.* 2012. V. 3. P. 747. doi: 10.1038/ncomms1753.

128. *Zhang J., Dere K.P., Howard R.A., Vourlidas A.* // *Astrophys. J.* 2004. V. 604. P. 420. DOI: 10.1086/381725.
129. *Temmer M., Veronig A.M., Kontar E.P., Krucker S., Vršnak B.* // *Astrophys. J.* 2010. V. 712. P. 1410. Doi: 10.1088/0004-637X/712/2/1410.
130. *Файнштейн В.Г., Загайнова Ю.С.* // *Космические исследования.* 2015. Т. 53 (1). С. 35.
131. *Feldman U., Landi E., Schwadron N.-A.* // *J. Geophys. Res.* 2005. V. 110. P. A07109. Doi: 10.1029/2004JA010918.
132. *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. Doi: 10.1126/science.7754380.
133. *Rakowski C.E., Laming J.M., Lepri S.T.* // *Astrophys. J.* 2007. V. 667. P. 602. Doi: 10.1086/520914.
134. *Dere K.P., Landi E., Mason H.E., Monsignori Fossi B.C., Young P.R.* // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 1997. V. 125. P. 149. Doi: 10.1051/aas:1997368.
135. *Landi E., Young P.R., Dere K.P., Del Zanna G., Mason H.E.* // *Astrophys. J.* 2013. V. 763 (2). P. 86. Doi: 10.1088/0004-637X/763/2/86.
136. *Kumar A., Rust D.M.* // *J. Geophys. Res.* 1996. V. 101. P. 15667. Doi: 10.1029/96JA00544.
137. *Lee J.-Y., Raymond J.C., Ko Y.-K., Kim K.-S.* // *Astrophys. J.* 2009. V. 692. P. 1271. Doi: 10.1088/0004-637X/692/2/1271.
138. *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. Doi: 10.1086/320971.
139. *Ciaravella A., Raymond J.C., Reale F., Strachan L., Peres G.* // *Astrophys. J.* 2001. V. 557. P. 351. Doi: 10.1086/321662.
140. *Byrne J.P., Morgan H., Habbal S.R., Gallagher P.T.* // *Astrophys. J.* 2012. V. 752. P. 145. Doi: 10.1088/0004-637X/752/2/145.
141. *Nolte J.T., Roelof E.C.* // *Solar Phys.* 1973. V. 33. P. 241. doi: 10.1007/BF00152395.
142. *McNeice P., Elliot B., Acebal A.* // *Space Weather.* 2011. V. 9. S10003. doi:10.1029/2011SW000665.
143. *Vandas M., Fischer S., Dryer M., Smith Z., Detman T.* // *J. Geophys. Res.* 1996. V. 101. P. 15645. Doi: 10.1029/96JA00511.

144. *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. Doi: 10.1029/98GL00704.
145. *Gopalswamy N., Lara A., Yashiro S., Kaiser M.L., Howard R.A.* // *J. Geophys. Res.* 2001. V. 106. P. 29207. doi:10.1029/2001JA000177.
146. *Gopalswamy N., Lara A., Manoharan P.K., Howard R.A.* // *Advances in Space Res.* 2005. V 36. P. 2289. Doi: 10.1016/j.asr.2004.07.014.
147. *Wang Y.M., Yee P.Z., Wang S., Zhou G.P., Wang J.* // *J. Geophys. Res.* 2002. V. 107 (A11). 1340. doi:10.1029/2002JA009244.
148. *Zhang J., Dere K.P., Howard R.A., Bothmer V.* // *Astrophys. J.* 2003. V. 582. P. 520. Doi: 10.1086/344611.
149. *Zhao X.P., Plunkett S.P., Liu W.* // *J. Geophys. Res.: Space Physics.* 2002. V. 107 (A8). 1223. Doi: 10.1029/2001JA009143.
150. *Vršnak B.* // *Solar Phys.* 2001. V. 202. P. 173. Doi: 10.1023/A:1011833114104.
151. *Vršnak B., Gopalswamy N.* // *J. Geophys. Res.: Space Phys.* 2002. V. 107. P. 1019. Doi: 10.1029/2001JA000120.
152. *Vršnak B., Žic T.* // *Astron. Astrophys.* 2007. V. 472. P. 937. Doi: 10.1051/0004-6361:20077499.
153. *Cargill P.J.* // *Solar Phys.* 2004. V. 221. P. 135. doi: 10.1023/B:SOLA.0000033366.10725.a2.
154. *Dumbović M., Čalogović J., Vršnak B., Temmer M., Mays M.L., Veronig A., Piantchitsch I.* // *Astrophys. J.* 2018. V. 854. P. 180. Doi:10.3847/1538-4357/aaaa66.
155. *Liu J., Ye Y., Shen C., Wang Y., Erdélyi R.* // *Astrophys. J.* 2018. V. 855. P. 109. Doi: 10.3847/1538-4357/aaae69.
156. *Pizzo, V., Millward G., Parsons A., Biesecker D., Hill S., Odstrcil D.* // *Space Weather.* 2011. V. 9. P. 03004. DOI: 10.1029/2011SW000663.
157. *Zheng Y., Macneice P., Odstrcil 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. Doi: 10.1002/swe.20096.
158. *Prise A.J., Harra L.K., Matthews S.A., Arridge C.S., Achilleos N.* // *J. Geophys. Res.: Space Physics.* 2015. V. 120. P. 1566. Doi: 10.1002/2014JA020256.
159. *Zhao X., Dwyer M.* // *Space Weather.* 2014. V. 12. P. 448. doi:10.1002/2014SW001060.

160. *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. Doi: 10.1002/2015SW001174.
161. *Arge C.N., Pizzo V.J.* // *J. Geophys. Res.* 2000. V. 105. P. 10465. Doi: 10.1029/1999JA000262.
162. *Odstrčil D., Pizzo V.J.* // *J. Geophys. Res.* 1999. V. 104. P. 483. doi:10.1029/1998JA900019.
163. *Odstrčil D., Pizzo V.J.* // *J. Geophys. Res.* 1999. V. 104. P. 493. doi:10.1029/1998JA900038.
164. *Odstrčil D.* // *Advances in Space Res.* 2003. V. 32. P. 497. doi:10.1016/S0273-1177(03)00332-6.
165. *Mikić Z., Linker J.A.* // *Int. Solar Wind 8 Conf., Dana Point, California (USA), 1995 / Ed. by D. Winterhalter, J. Gosling, S.R. Habbal, W.S. Kurth, M. Neugebauer. N.Y.: AIP, 1996 // AIP Conf. Proc.* 1996. V. 382. P. 104. doi:10.1063/1.51370.
166. *Riley P., Linker J.A., Mikić Z., Lionello R.* // *Space Weather: Geophys. Monogr. Ser.* 2001. V. 125. P. 159. doi:10.1029/GM125p0159.
167. *Xie H., Ofman L., Lawrence G.* // *J. Geophys. Res.* 2004. V. 109. P. A03109. doi: 10.1029/2003JA010226.
168. *Pomoell J., Poedts S.* // *J. Space Weather Space Clim.* 2018. V. 8. P. A35. Doi: 10.1051/swsc/2018020.
169. *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. DOI: 10.1029/2007SW000380.
170. *Gressl C., Veronig A.M., Temmer M., Odstrčil D., Linker J.A., Mikić Z., Riley P.* // *Solar Phys.* 2013. V. 289. P. 1783. Doi: 10.1007/s11207-013-0421-6.
171. *Kataoka R., Ebisuzaki T., Kusano K., Shiota D., Inoue S., Yamamoto T. T., Tokumaru M.* // *J. Geophys. Res.* 2009. V. 114. P. A10102. DOI: 10.1029/2009JA014167.
172. *Kataoka R., Shiota D., Kilpua E., Keika K.* // *Geophys. Res. Lett.* 2015. V. 42. P. 5155. Doi: 10.1002/2015GL064816.
173. *Vršnak B., Temmer M., Žic T., Taktakishvili A., Dumbović M., Möstl C., Odstrčil D.* // *Astrophys. J.: Supplement Ser.* 2014. V. 213 (2). 21. Doi: 10.1088/0067-0049/213/2/21.

174. *Wold A.M., Mays M.L., Taktakishvili A., Jian L.K., Odstrcil D., Macneice P.* // *J. Space Weather Space Clim.* 2018. V. 8. P. A17. Doi: 10.1051/swsc/2018005.
175. *Millward G., Biesecker D., Pizzo V., de Koning C.A.* // *Space Weather.* 2013. V. 11. P. 57. doi: 10.1002/swe.20024.
176. *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. Doi: 10.3847/0004-637X/824/2/131.
177. *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. doi: 10.1002/2017SW001614.
178. *Feng X., Zhao X.* // *Sol Phys.* 2006. V. 238. P. 167. Doi: 10.1007/s11207-006-0185-3.
179. *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. doi:10.1029/2005JA011162.
180. *Kay C., Opher M.* // *Astrophys. J. Lett.* 2015. V. 811. L36. Doi: 10.1088/2041-8205/811/2/L36.
181. *Kay C., Gopalswamy N., Reinard A., Opher M.* // *Astrophys. J.* 2017. V. 835. P. 117. Doi: 10.3847/1538-4357/835/2/117.
182. *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. Doi: 10.3847/1538-4357/aab36d.
183. *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. DOI: 10.1002/2015SW001171.
184. *Isavnin A.* // *Astrophys. J.* 2016. V. 833. P. 267. DOI: 10.3847/1538-4357/833/2/267.
185. *Webb D., Nitta N.* // *Solar Phys.* 2017. V. 292 (10). P. 1. doi: 10.1007/s11207-017-1166-4.
186. *Harrison R.A., Davies J.A., Möstl C., Liu Y., Temmer M., Bisi M.M., Eastwood J.P., de Koning C.A., Nitta N., Rollett T., Farrugia C.J., Forsyth R.J., Jackson B.V., Jensen E.A., Kilpua E.K.J., Odstrcil D., Webb D.F.* // *Astrophys. J.* 2012. V. 750. P. 45. Doi: 10.1088/0004-637X/750/1/45.

187. *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. Doi: 10.1088/0004-637X/759/1/68.
188. *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., Odstrcil D., Forsyth R.* // *Astrophys. J.* 2012. V. 749. P. 57. Doi: 10.1088/0004-637X/749/1/57.
189. *Liu Y.D., Yang Z., Wang R., Luhmann J.G., Richardson J.D., Lugaz N.* // *Astrophys. J. Lett.* 2014. V. 793. P. L41. Doi: 10.1088/2041-8205/793/2/L41.
190. *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. Doi: 10.1088/2041-8205/809/2/L34.
191. *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. Doi: 10.1186/s40623-016-0525-y.
192. *Lugaz N., Temmer M., Wang Y., Farrugia C.J.* // *Solar Phys.* 2017. V. 292. P. 64. Doi: 10.1007/s11207-017-1091-6.
193. *Шугай Ю.С., Веселовский И.С., Слемзин В.А., Ермолаев Ю.И., Родькин Д.Г.* // *Космические исследования.* 2017. Т. 55 (1). С. 22.
194. *Родькин Д.Г., Шугай Ю.С., Слемзин В.А., Веселовский И.С.* // *КСФ ФИАН.* 2016. №9. С. 44.
195. *Burlaga L.F., Behannon K.W., Klein L.W.* // *J. Geophys. Res.* 1987. V. 92. P. 5725. Doi: 10.1029/JA092iA06p05725.
196. *Burlaga L.F., Plunkett S.P., St. Cyr O.C.* // *J. Geophys. Res.* 2002. V. 107. P. 1266. Doi: 10.1029/2001JA000255.
197. *Behannon K.W., Burlaga L.F., Hewish A.* // *J. Geophys. Res.* 1991. V. 96. P. 21. Doi: 10.1029/91JA02267.
198. *Burlaga L., Berdichevsky D., Gopalswamy N., Lepping R., Zurbuchen T.* // *J. Geophys. Res.* 2003. V. 108. P. 1425. Doi: 10.1029/2003JA010088.
199. *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. Doi: 10.1088/0004-637X/719/2/1385.
200. *Moon Y.-J., Choe G.S., Wang H., Park Y.D.* // *Astrophys. J.* 2003. V. 588. P. 1176. Doi: 10.1086/374270.
201. *Zhang J., Wang J.* // *Astrophys. J. Lett.* 2002. V. 566. L117. Doi: 10.1086/339660.

202. *Echer E., Gonzalez W.D., Tsurutani B.T., Gonzalez A.L.C.* // J. Geophys. Res.: Space Phys. 2008. V. 113. P. A05221. Doi: 10.1029/2007JA012744.
203. *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. Doi: 10.1029/93JA02867.
204. *Lawrance M.B., Shanmugaraju A., Moon Y.-J., Syed Ibrahim M., Umaphy S.* // Solar Phys. 2016. V. 291. P. 1547. DOI: 10.1007/s11207-016-0911-4.
205. *Ермолаев Ю.И., Лодкина И.Г., Николаева Н.С., Ермолаев М.Ю.* // Космические исследования. 2011. Т. 49 (1). С. 24.
206. *Николаева Н.С., Ермолаев Ю.И., Лодкина И.Г.* // Геомагнетизм и аэрономия. 2011. Т. 51 (1). С. 51.
207. *Николаева Н.С., Ермолаев Ю.И., Лодкина И.Г.* // Геомагнетизм и аэрономия. 2012. Т. 52 (1). С. 31.
208. *Николаева Н.С., Ермолаев Ю.И., Лодкина И.Г.* // Геомагнетизм и аэрономия. 2012. Т. 52 (1). С. 41.
209. *Николаева Н.С., Ермолаев Ю.И., Лодкина И.Г.* // Геомагнетизм и аэрономия. 2014. Т. 54 (2). С. 163.
210. *Schwenn R., Dal Lago A., Huttunen E., Gonzalez W.D.* // Ann. Geophys. 2005. V. 23. P. 1033. Doi: 10.5194/angeo-23-1033-2005.