

УДК 523.98-866:523.9-735

МОНОХРОМАТИЧЕСКИЕ РЕНТГЕНОВСКИЕ НАБЛЮДЕНИЯ СОЛНЕЧНЫХ КАСПОВ

© 2025 А. А. Рева^{1*}, С. А. Богачев¹, А. С. Кириченко¹, И. П. Лобода¹¹Институт космических исследований РАН, Москва, 117997 Россия

Поступила в редакцию 11 марта 2024 года; после доработки 4 октября 2024 года; принята к публикации 21 октября 2024 года

В данной работе мы исследуем возможность наблюдения каспов — горячих остроконечных структур над вспышечными петлями на Солнце — с помощью спектрогелиографа Mg XII, работавшего на борту спутника «КОРОНАС-Ф». Этот прибор строил монохроматические изображения короны Солнца в линии Mg XII $\lambda 8.42 \text{ \AA}$, которая формируется при температурах более 4 МК. Такие наблюдения вершин каспов, в других случаях затрудненные доминированием холодного фона короны, могут помочь в анализе динамики пересоединения и топологии магнитного поля. Мы рассмотрели три каспа по наблюдениям с помощью спектрогелиографа Mg XII в сравнении с наблюдениями телескопов Extreme ultraviolet Imaging Telescope (EIT) и Soft X-ray Telescope (SXT) и пришли к заключению, что EIT может наблюдать каспы, только если они расположены на лимбе, а видимость каспов на изображениях SXT зависит от взаимного расположения каспов и соседних корональных структур. В свою очередь, изображения Mg XII свободны от этих проблем и являются наиболее подходящими для исследования каспов. Характерные размеры и характерное время жизни рассмотренных каспов составляют 300–500 Мм и 4–16 часов соответственно. Для двух каспов наблюдается движение вершины (то есть X-точки) в течение 2–3 часов с характерными скоростями 10–40 км с⁻¹. Это означает, что пересоединение может происходить на шкале нескольких часов после импульсной фазы вспышки. Используя значения скорости движения вершины каспа, мы оценили темп магнитного пересоединения: $M_A \approx 0.13$.

Ключевые слова: Солнце: корона — Солнце: вспышки — Солнце: магнитные поля — Солнце: рентгеновские лучи, гамма-лучи

1. ВВЕДЕНИЕ

Солнечная вспышка — это импульсное высвобождение магнитной энергии короны Солнца, которое сопровождается всплеском излучения в широком спектральном диапазоне (Fletcher et al., 2011; Benz, 2017). Вспышки являются одним из основных проявлений солнечной активности.

Согласно стандартной модели вспышки (Carmichael, 1964; Sturrock, 1966; Hirayama, 1974; Kopp and Pneuman, 1976; Svestka and Cliver, 1992), ее магнитная конфигурация состоит из аркады петель и X-точки, расположенной над аркадой (см. рис. 1). Вспышка начинается благодаря процессам пересоединения внутри X-точки. Во время пересоединения происходит ускорение электронов, которые, достигнув хромосферы, нагревают плазму до высоких температур. Нагретая хромосферная плазма заполняет корональные петли, наблюдаемые нами в рентгеновском и вакуумном ультрафиолетовом (ВУФ) диапазонах.

*E-mail: reva.antoine@gmail.com

В реальности, как продемонстрировали данные, полученные с помощью SXT (Tsuneta et al., 1991) и Hard X-ray Telescope (HXT; Kosugi et al., 1991) на борту спутника «Yohkoh» (Ogawara et al., 1991), картина является более сложной. На изображениях SXT у вспышечных петель наблюдался яркий источник мягкого рентгеновского (МР) излучения рядом с их вершиной. При этом жесткое рентгеновское (ЖР) излучение регистрировалось не только у основания петли, но и над ее вершиной (Masuda et al., 1994; 1995). Также над петлей наблюдался остроконечный ореол — касп (Tsuneta et al., 1992; Tsuneta, 1996).

Новые экспериментальные данные потребовали уточнения и развития стандартной модели вспышки. Согласно современным взглядам, после того как хромосферное испарение заполнит вспышечную петлю, для потока плазмы из области пересоединения она становится препятствием. В результате при столкновении потока плазмы со вспышечной петлей формируется ударная волна, которая приводит к нагреву плазмы (Shibata et al., 1995). В

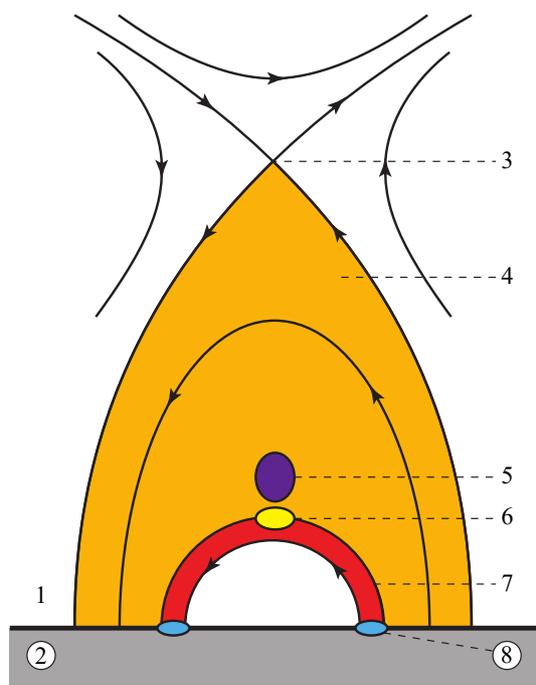


Рис. 1. Стандартная модель вспышки: 1 — корона; 2 — хромосфера; 3 — X-точка; 4 — касп; 5 и 6 — надпетельные источники ЖР- и МР-излучения соответственно; 7 — вспышечная петля; 8 — ЖР-источники в основании петли.

свою очередь, нагретая плазма наблюдается в виде источника МР-излучения над петлями.

Относительно природы источника ЖР-излучения над вспышечной петлей нет единой точки зрения. Возможно, ЖР-источник соответствует области ускорения электронов, находящейся рядом с областью пересоединения (Masuda et al., 1994; Kruicker and Battaglia, 2014). С другой стороны, возможно, что ЖР-источники — это излучение электронов, ускоренных в коллапсирующей магнитной ловушке (Somov and Kosugi, 1997; Bogachev and Somov, 2001). Также ЖР-источник может быть результатом ударной волны или турбулентности (Liu et al., 2013).

В свою очередь, каспы возникают благодаря потоку горячей плазмы, нагретой в области пересоединения (Tsuneta et al., 1992). Этот поток заполняет пространство между вспышечной петлей и X-точкой. Тем самым подсвечиваются контуры магнитного поля, что придает каспам характерную остроконечную форму.

Наблюдения каспов явились косвенным подтверждением стандартной модели вспышки. Во-первых, форма каспов совпадает с формой контуров магнитного поля, предсказываемых стандартной моделью. Во-вторых, вершина каспа имеет повышенную температуру (Tsuneta et al., 1992; Tsuneta, 1996; Gou et al., 2015), что находится в

соответствии с моделью пересоединения Петчека (Petschek, 1964; Cargill and Priest, 1983).

На сегодняшний день наблюдения каспов интересны для исследования процессов пересоединения. Карта температуры плазмы внутри каспа позволяет анализировать модели пересоединения (Gou et al., 2015). С другой стороны, для эруптивных вспышек X-точка, а значит, и вершина каспа должны подниматься (Kopp and Pneuman, 1976; Lin, 2004). Поэтому анализ движения вершины каспа может дать информацию о динамике пересоединения.

Помимо этого, наблюдения каспов могут быть полезны и для анализа коронального магнитного поля. На сегодняшний день нет способов прямого измерения карты магнитного поля короны Солнца. Обычно для диагностики коронального магнитного поля экстраполируют фотосферное поле, которое можно измерить с помощью магнитографов (Wiegmann and Sakurai, 2021). Используемые методы (Nakagawa, 1974; Chodura and Schlueter, 1981; Sakurai, 1981; Wheatland et al., 2000; Yan and Sakurai, 2000) дают отличающиеся друг от друга результаты (Schrijver et al., 2008; De Rosa et al., 2009). При этом ВУФ- и МР-изображения короны подсвечивают контуры магнитного поля. Поэтому их используют для корректировки экстраполяции магнитного поля (Wiegmann and Neukirch, 2002; Carcedo et al., 2003; Feng et al., 2007a,b; Malanushenko et al., 2012), а также для определения его топологических особенностей (Masson et al., 2014; Reva et al., 2016a,b; Seaton et al., 2017; Seaton and Darnel, 2018; Chen et al., 2023). Изображения каспов могут аналогичным образом использоваться для определения положения X-точки.

Для наблюдения каспов необходим инструмент, чувствительный к излучению горячей плазмы. Первые наблюдения каспов (Tsuneta et al., 1992; Hiei et al., 1993; Tsuneta, 1996; Yoshida and Tsuneta, 1996; Reeves et al., 2008) были выполнены с помощью рентгеновских телескопов на основе зеркал скользящего падения, а именно: Soft X-ray Telescope (SXT; Tsuneta et al., 1991) на борту «Yohkoh» (Ogawara et al., 1991) и X-Ray Telescope (XRT; Golub et al., 2007) на борту «Hinode» (Kosugi et al., 2007). Для современных наблюдений каспов (Liu et al., 2014; Gou et al., 2015; Guidoni et al., 2015; Seaton et al., 2017; Hernandez-Perez et al., 2019) используются главным образом ВУФ-телескопы на основе зеркал с многослойным покрытием, такие как Atmospheric Imaging Assembly (AIA; Lemen et al., 2012) на борту Solar Dynamic Observatory (SDO; Pesnell et al., 2012) и Solar UltraViolet Imager (SUVI; Darnel et al., 2022) на борту GOES.

Оба типа приборов имеют большую спектральную ширину пропускания. Ее недостаточно, чтобы изолировать горячие линии (формирующиеся при температурах более 5 МК) от холодных (1–2 МК). Поскольку большая часть короны имеет температуру 1–2 МК (Paterson et al., 2023; Ulyanov et al., 2024), то получаемые изображения горячей плазмы также содержат и сигнал от холодной. Из-за этого слабое излучение вершины каспа сливается с ярким излучением холодного фона, что осложняет наблюдения.

Теоретически монохроматические изображения горячей плазмы можно получить с помощью изображающих спектрометров, таких как Coronal Diagnostic Spectrometer (CDS; Harrison et al., 1995) на борту SOHO (Solar and Heliospheric Observatory) и EUV Imaging Spectrometer (EIS; Culhane et al., 2007) на борту Hinode. Однако из-за их малого поля зрения и большого времени построения изображений шанс регистрации вспышки мал. По этой причине наблюдения каспов изображающими спектрометрами редки (Warren et al., 2018).

Наиболее подходящим для этой цели является инструмент, способный строить монохроматические изображения Солнца в линии, формирующейся при высоких температурах. В этом случае прибор будет слеп к излучению холодного коронального фона и в то же время будет способен видеть излучение горячих каспов.

Этим требованиям удовлетворяет спектрогелиограф Mg XII (Reva et al., 2021). Благодаря использованию в качестве фокусирующего элемента кристаллического зеркала прибор мог строить монохроматические изображения в линии Mg XII λ 8.42 Å, которая формируется при температуре более 4 МК. Уникальный температурный отклик делает спектрогелиограф удобным инструментом для исследования горячей корональной плазмы. Спектрогелиограф Mg XII использовался для изучения таких явлений, как вспышки (Grechnev et al., 2006a,b; Urnov et al., 2007; Shestov et al., 2010; Reva et al., 2015), корональные выбросы массы (Kirichenko and Bogachev, 2013; Reva et al., 2017, 2023, 2024), токовые слои (Reva et al., 2022), а также явления микроактивности (Reva et al., 2012, 2018; Kirichenko and Bogachev, 2017a,b; Bogachev et al., 2020; Kirichenko et al., 2023).

В то же время для исследования каспов данный инструмент до сих пор не применялся. Здесь мы восполняем этот пробел. Мы проанализировали возможность наблюдений каспов спектрогелиографом Mg XII, сравнили наблюдения в линии Mg XII λ 8.42 Å с данными, полученными на других

изображающих инструментах, а также исследовали, какую информацию о динамике каспов можно получить с помощью этого прибора.

2. ЭКСПЕРИМЕНТАЛЬНЫЕ ДАННЫЕ

2.1. Спектрогелиограф Mg XII

Спектрогелиограф Mg XII работал на спутниках программы «КОРОНАС» (Комплексные Орбитальные Околоназемные Наблюдения Активности Солнца): «КОРОНАС-И» (1994; Sobel'Man et al., 1996), «КОРОНАС-Ф» (2001–2005; Ogaevsky and Sobelman, 2002; Zhitnik et al., 2002) и «КОРОНАС-Фотон» (2009; Kotov, 2011; Kuzin et al., 2009, 2011). Здесь мы используем данные, полученные в рамках проекта «КОРОНАС-Ф», потому что этот спутник работал длительное время в течение максимума солнечной активности (см. рис. 2). Продолжительность времени работы «КОРОНАС-И» была небольшой, а «КОРОНАС-Фотон» работал в минимуме солнечной активности. На изображениях Mg XII, полученных на спутнике «КОРОНАС-Фотон», были зарегистрированы только слабые вспышки и микровспышки (Kirichenko and Bogachev, 2017a,b; Bogachev et al., 2020).

В качестве фокусирующего элемента в спектрогелиографе используется кристаллическое сферическое зеркало. Благодаря кристаллической оптике прибор может «вырезать» из спектра Солнца излучение одной линии иона Mg XII λ 8.42 Å. Более подробно принципы его устройства описаны в Reva et al. (2021).

Сильной стороной спектрогелиографа Mg XII является его температурный отклик. Линия иона Mg XII λ 8.42 Å формируется при температурах плазмы более 4 МК. При меньших температурах ее излучение пренебрежимо мало. Максимум излучения достигается при 10 МК. При дальнейшем увеличении температуры интенсивность линии падает, но относительно медленно (см. рис. 3). Таким образом, спектрогелиограф чувствителен к плазме с температурой свыше 4 МК и слеп к излучению более холодной. Поскольку большая часть короны имеет температуру 1–2 МК (Paterson et al., 2023; Ulyanov et al., 2024), то на изображениях магния подсвечены только те участки, где был значительный нагрев.

Спектрогелиограф Mg XII, работавший на спутнике «КОРОНАС-Ф», имел по умолчанию угловое разрешение 4". Однако нередко ради увеличения частоты кадров изображения регистрировались с вдвое меньшим разрешением. Реальное пространственное и временное разрешение менялось в зависимости от орбиты спутника и программы наблюдений. Более подробно технические характеристики прибора приведены в Zhitnik et al. (2003).

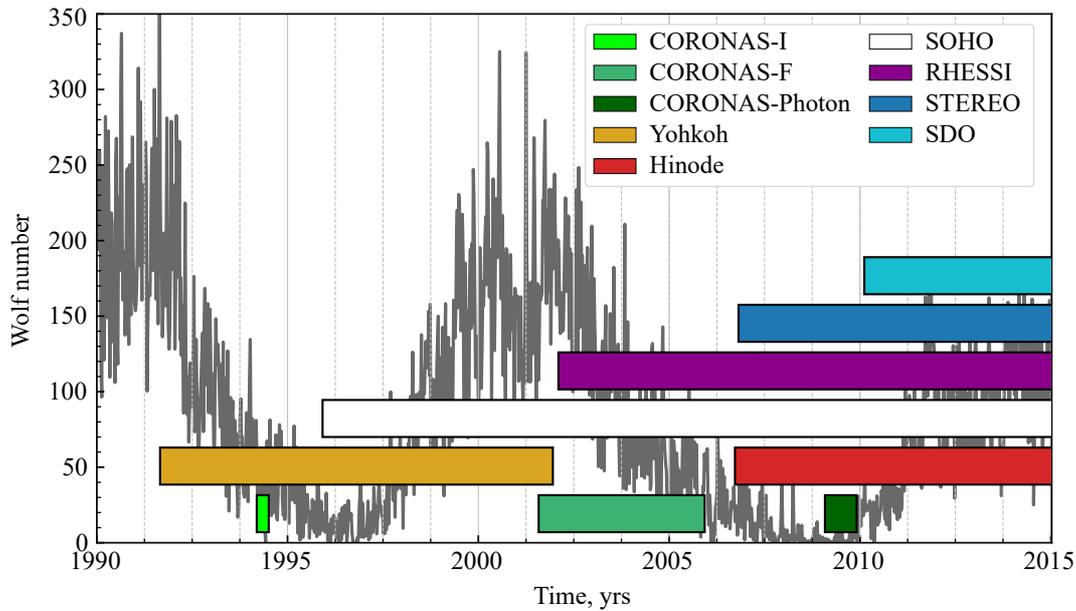


Рис. 2. Солнечный цикл и время работы основных солнечных космических обсерваторий. Светло-зеленый: «КОРОНАС-И»; зеленый: «КОРОНАС-Ф»; темно-зеленый: «КОРОНАС-Фотон»; желтый: «Yohkoh»; красный: «Hinode»; белый: «SOHO»; фиолетовый: «RHESSI» (Lin et al., 2002); синий: «STEREO» (Kaiser et al., 2008); светло-синий: «SDO».

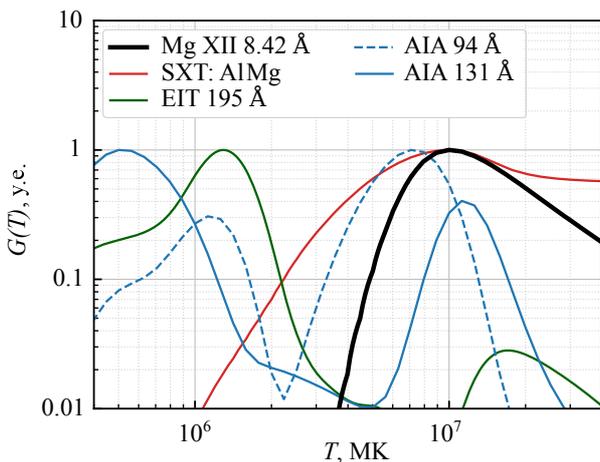


Рис. 3. Нормированный температурный отклик приборов, изображающих горячую плазму. Черный: спектрогелиограф Mg XII; красный: SXT-AlMg; зеленый: EIT λ 195 Å; синий: AIA λ 94 Å; синий пунктир: AIA λ 131 Å.

2.2. Выбор интервала наблюдений

Спектрогелиограф Mg XII на борту спутника «КОРОНАС-Ф» функционировал с сентября 2001 по ноябрь 2003 года. Из-за ограничений, вызванных орбитой и телеметрией, спектрогелиограф Mg XII не мог наблюдать Солнце 100 % времени. Суммарная длительность непрерывных наблюдений инструмента составляла примерно три месяца. За это время спектрогелиограф наблюдал 15 касповых структур.

Тем не менее в этой работе мы ограничили анализ периодом с сентября по декабрь 2001 года. Данный выбор обусловлен следующими причинами.

Во-первых, спутник Yohkoh вышел из строя 14 декабря 2001 года. Поэтому анализ данных в интервале с сентября по декабрь 2001 года дает возможность сравнить изображения Mg XII не только с изображениями EIT (Delaboudinière et al., 1995), но еще и с изображениями SXT. То есть мы можем сравнивать изображения, получаемые телескопами на основе разных фокусирующих элементов: кристаллической оптики, многослойных зеркал, а также зеркал скользящего падения.

Во-вторых, начиная с 2002 года ради повышения частоты кадров спектрогелиограф Mg XII получал изображения с вдвое худшим пространственным разрешением, в то время как в 2001 году изображения регистрировались преимущественно с полным разрешением. Поскольку в данной работе нас интересует именно качество изображений, то наблюдения в 2001 году для нас являются предпочтительными.

В-третьих, детектор спектрогелиографа напрямую освещался рентгеновским излучением, что приводило к его деградации. В результате даже при снятии кадров с закрытым входным окном на изображении присутствовал остаточный сигнал («нагар», см. рис. 7 в Kuzin et al., 2023b). Хотя данный дефект можно устранить программными методами, он все же сказывается на качестве изображений. На кадрах, полученных в 2001 году,

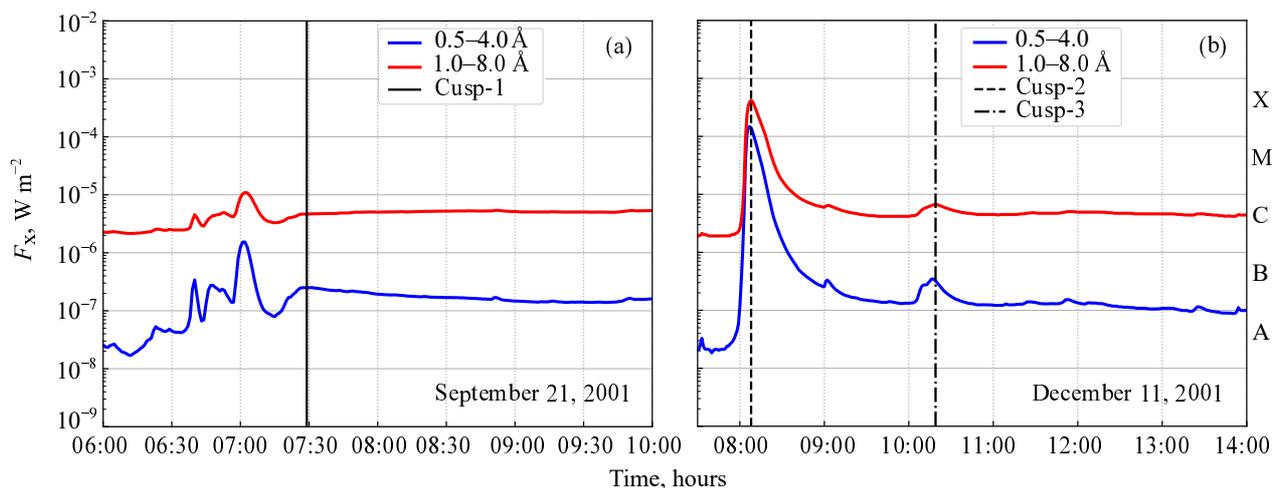


Рис. 4. Поток рентгеновского излучения Солнца, регистрируемого спутником GOES. Вертикальные линии соответствуют пикам вспышек событий: Cusp-1 (черная сплошная), Cusp-2 (штриховая), Cusp-3 (штрихпунктирная).

«нагар» или отсутствовал, или был незначителен. Это служит еще одной причиной в пользу выбора данного интервала наблюдений.

2.3. Другие инструменты

Отсутствие сигнала от холодного коронального фона является основной сильной стороной спектрогелиографа Mg XII, в то же время это — и его слабость. Наблюдения с этого прибора сложно интерпретировать без вспомогательных данных. В настоящей работе мы в качестве вспомогательных будем использовать данные EIT и SXT.

Ультрафиолетовый телескоп EIT (Delaboudinière et al., 1995) на борту спутника SOHO (Domingo et al., 1995) получает изображения в линиях 171, 195, 285 и 304 Å. Пространственное разрешение прибора составляет 5", а размер пикселя 2"6. EIT работал в двух режимах: синоптическом и режиме ожидания КВМ (корональных выбросов массы). В синоптическом режиме инструмент получал изображение во всех четырех каналах каждые шесть часов. В режиме ожидания КВМ телескоп получал изображения в канале 195 Å каждые 12 минут.

Телескоп SXT (Soft X-ray Telescope; Tsuneta et al., 1991) работал на борту спутника «Yohkoh» (Ogawara et al., 1991). В качестве фокусирующего элемента он использовал зеркала скользящего падения. Для ограничения спектрального диапазона применялись тонкопленочные фильтры. Телескоп был чувствительным к излучению в интервале 2–40 Å, которое формируется при температурах более 2 МК. Прибор имел угловое разрешение в 2"5. Однако в зависимости от программы наблюдений изображения также снимались с вдвое

и вчетверо худшим разрешением. Частота кадров определялась программой наблюдений.

Для анализа магнитного поля мы использовали данные Michelson Doppler Imager (MDI; Scherrer et al., 1995), работавшего на спутнике SOHO. Этот прибор измерял фотосферное магнитное поле (его компоненту вдоль луча зрения) с угловым разрешением в 4" и периодичностью кадров в 96 мин.

3. РЕЗУЛЬТАТЫ

Для анализа в данной работе мы отобрали три каспа, наблюдавшиеся спектрогелиографом Mg XII в 2001 году. Для удобства мы обозначили их Cusp-1, Cusp-2 и Cusp-3 (см. рис. 4).

Эти события представляют собой качественно разные сценарии наблюдения. В случае Cusp-1 и вспышка, и касп наблюдались на лимбе (см. рис. 5). Для события Cusp-2 и вспышка, и касп наблюдались на диске (см. рис. 6). Cusp-3 представляет собой промежуточный случай: вспышка наблюдалась на диске, а вершина каспа — на лимбе (см. рис. 7). По нашему мнению, анализ этих трех событий даст возможность адекватно сравнить, как телескопы на основе различных фокусирующих элементов — многослойных и кристаллических зеркал и зеркал скользящего падения — изображают каспы в различных наблюдательных условиях.

Характеристики анализируемых каспов приведены в таблице 1. Ниже мы более подробно рассмотрим каждое из этих событий.

Таблица 1. Характеристики анализируемых каспов

Характеристики	Cusp-1	Cusp-2	Cusp-3
Координаты	S23W90	N16W39	S32E29
Время пика вспышки, UT	21.09.2001.09.21	11.12.2001 08:08	11.12.2001 10:19
Сила вспышки	C4.7	X 2.8	C4.6
Время жизни каспа, часы	$\gtrsim 8$	≈ 4	≈ 16
Положение каспа	Лимб	Диск	Лимб
Положение активной области	Лимб	Диск	Диск

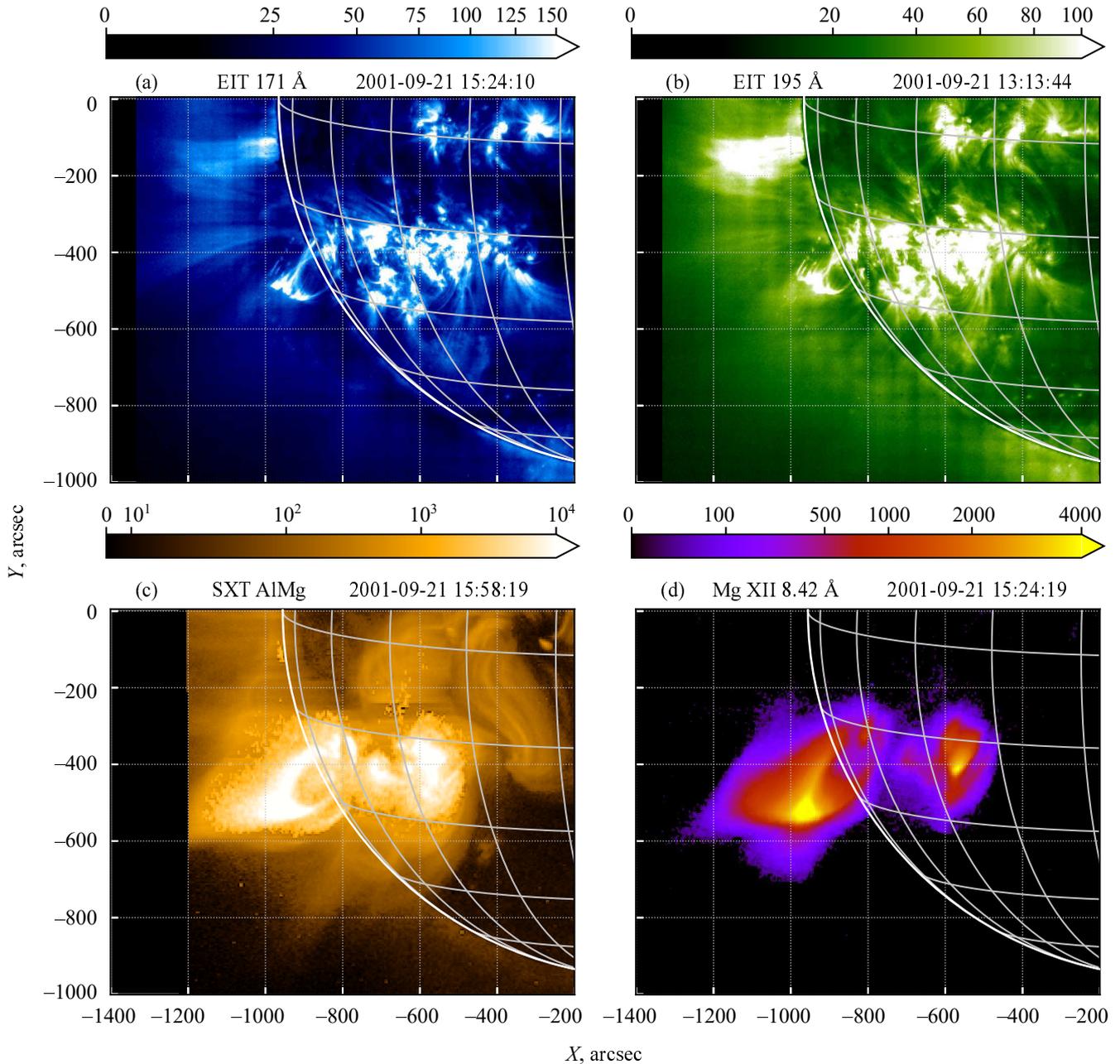


Рис. 5. Наблюдение события Cusp-1: (a) EIT λ 171 Å; (b) EIT λ 195 Å; (c) SXT-канал AlMg; (d) спектрогелиограф Mg XII.

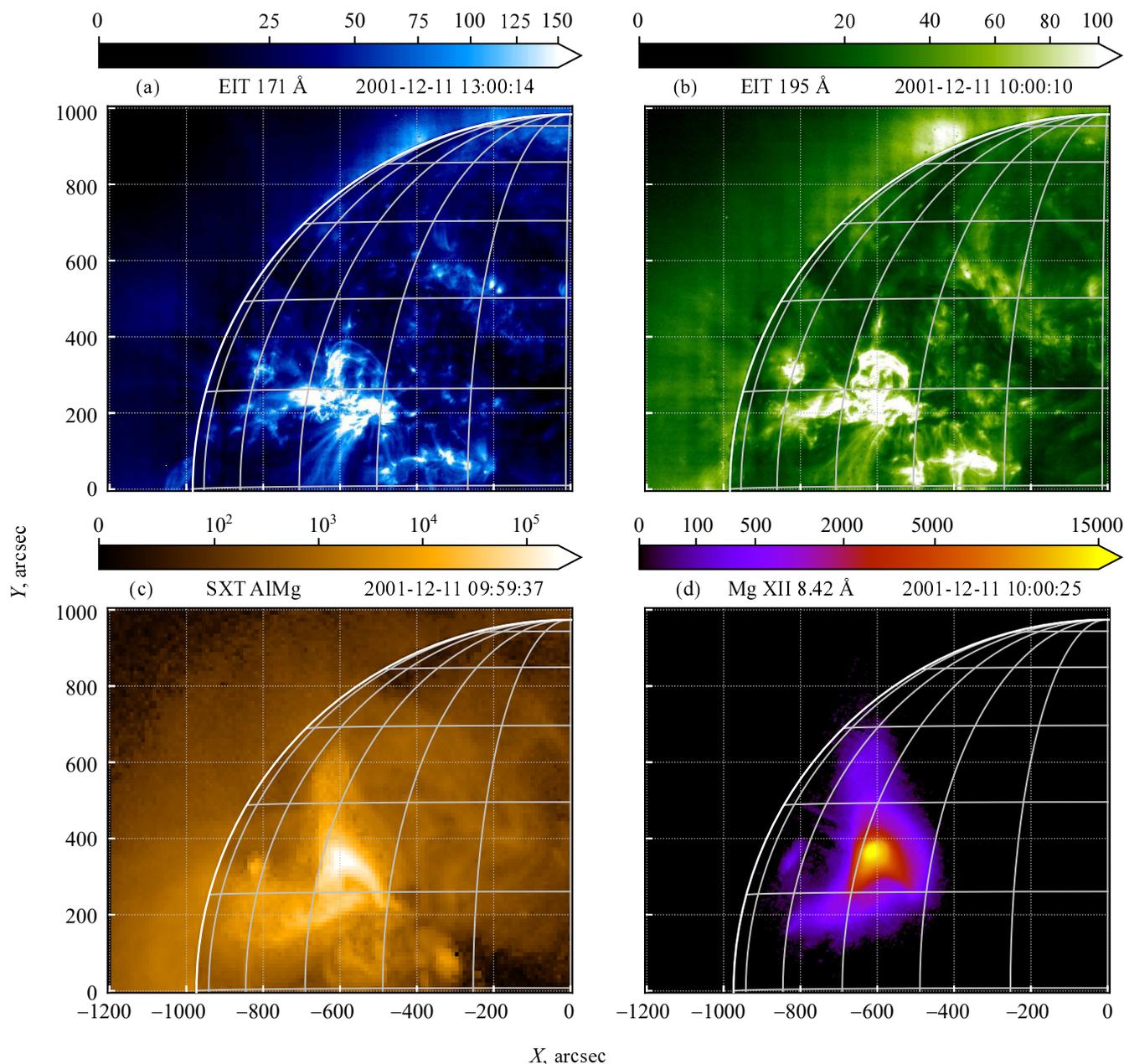


Рис. 6. То же, что на рис. 5, но для Cusp-2.

3.1. Событие Cusp-1

Событие Cusp-1 наблюдалось на юго-восточном лимбе (координаты: S23W90) после C4.7-вспышки, произошедшей в 07:29 UT 21 сентября 2001 года (см. рис. 4а). Вспышка была ассоциирована с КВМ. Данные Mg XII для этого события были доступны с 13:42 по 15:35 UT. Предполагая, что касп возник сразу после вспышки, мы оцениваем время жизни каспа как не менее 8 часов.

Вспышечная структура на изображениях Mg XII согласуется с теоретическими ожиданиями (см. рис. 1). Она состоит из вспышечной петли, яркой

точки в вершине петли и блеклого каспа над петлей. Яркая точка в 2–3 раза ярче петли, а интенсивность вершины каспа в 40–50 раз меньше интенсивности яркой точки. Касп достигает высоты примерно 300 Мм.

На изображениях EIT вспышечная структура видна как потемнение. Для этого события EIT отклонился от стандартной программы наблюдений: в режиме ожидания КВМ данные регистрировались в канале 171 Å вместо 195 Å. На изображениях EIT $\lambda 171 \text{ \AA}$ наблюдается расширение темного

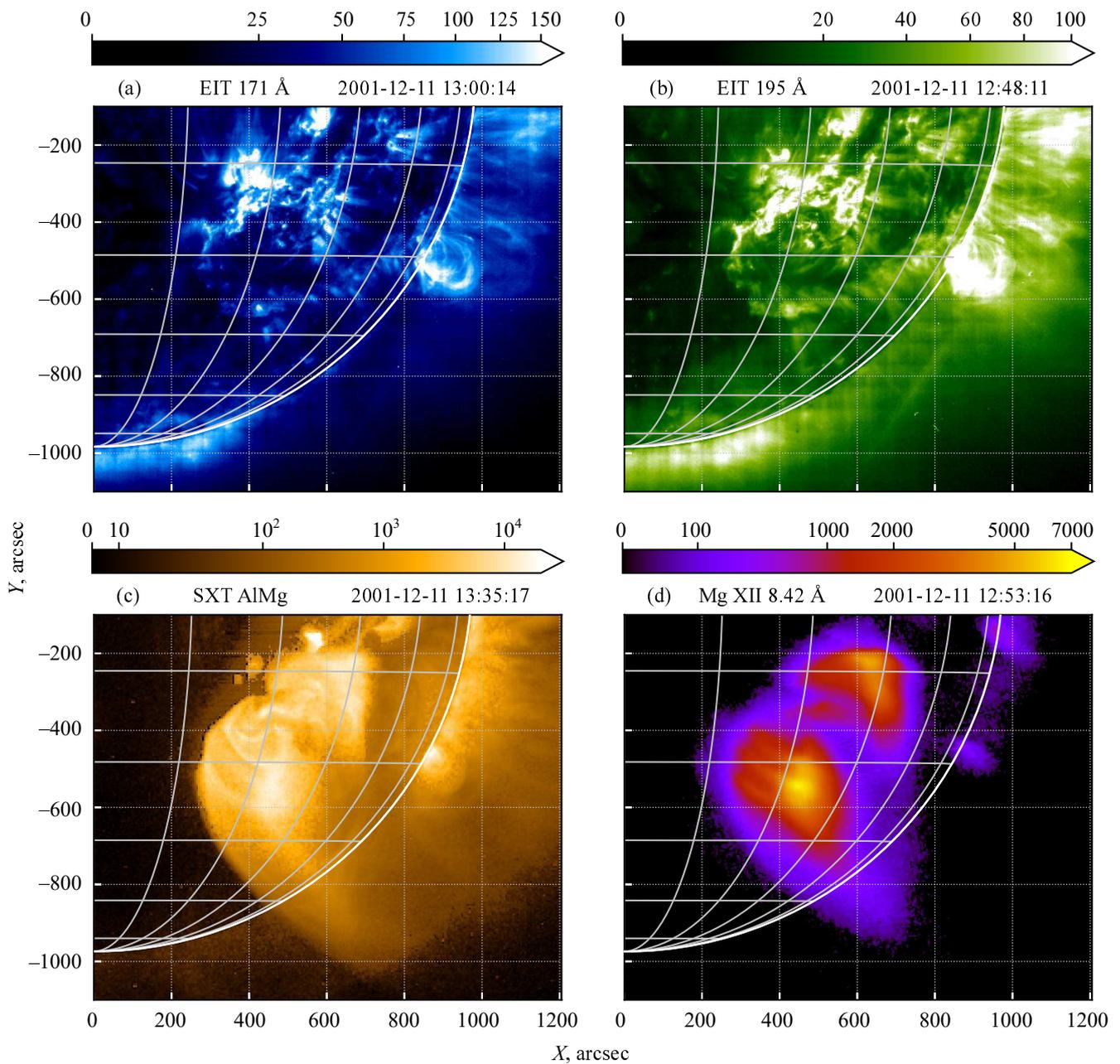


Рис. 7. То же, что на рис. 6, но для Cusp-3.

каспа. Его вершину видно только на разностных изображениях на ранних стадиях вспышки.

На снимках SXT мы отчетливо можем различить яркую вспыхечную петлю и нижнюю часть каспа. Однако саму вершину каспа видно лишь на нескольких кадрах во время ранних стадий вспышки. На более поздних стадиях вершина каспа сливается с корональным фоном и выходит за границы кадра.

В стандартной модели солнечной вспышки движение X-точки — это признак магнитного пересоединения. Для анализа динамики пересоединения

мы измерили зависимость высоты вершины каспа от времени, используя изображения спектрогелиографа Mg XII, канала SXT-AlMg и разностных изображений EIT $\lambda 171 \text{ \AA}$. Положение вершины определялось вручную визуально.

Основная ошибка такого метода — его субъективность. Из-за нечеткости изображений при повторных измерениях один и тот же человек на одном и том же кадре будет указывать на разные участки изображения. Чтобы сгладить эффект и оценить ошибку измерения, мы повторили процедуру девять раз. Результат представлен на рис. 8а.

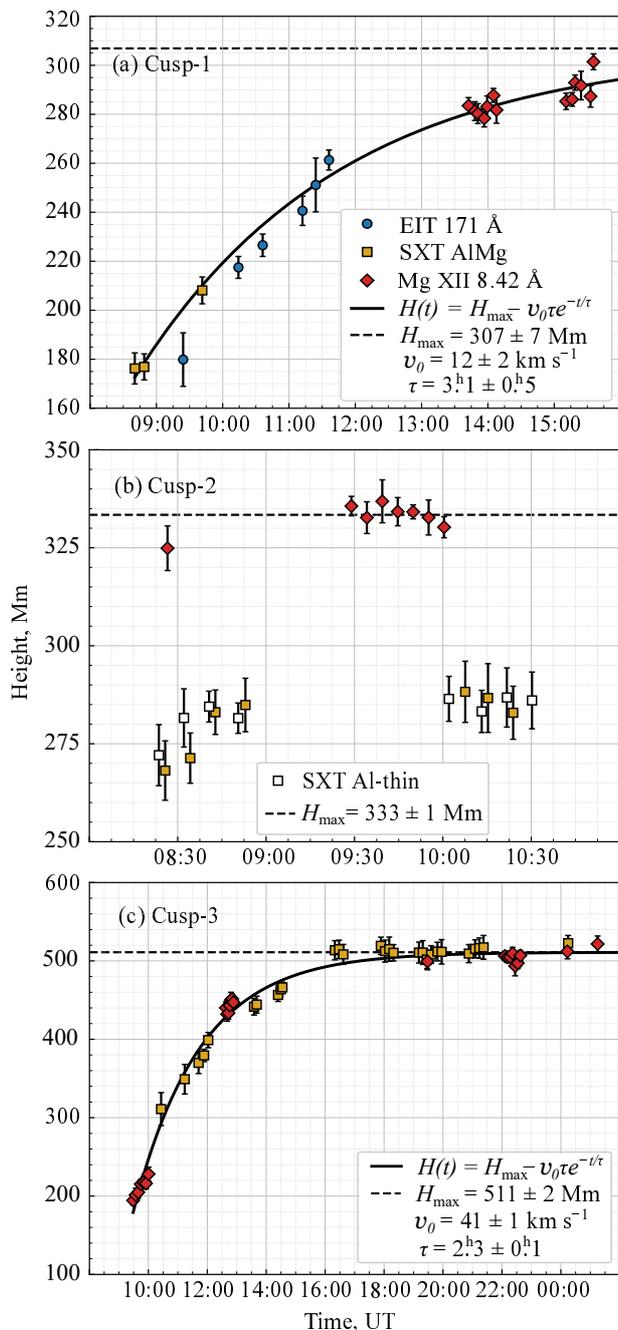


Рис. 8. Зависимость высоты вершины каспа от времени для событий Cusp-1 (a), Cusp-2 (b) и Cusp-3 (c). Синие кружки — измерения EIT λ 171 Å; желтые квадраты — SXT канал AlMg; пустые квадраты — SXT канал Al-thin; красные ромбы — спектрогелиограф Mg XII.

Как видно по рис. 8а, высота вершины каспа увеличивается в среднем на 120 Мм примерно за шесть часов. При этом скорость движения вершины на ранних стадиях больше, чем на поздних.

Для оценки характерной скорости движения вершины (v) мы предположим, что она зависит от

Таблица 2. Параметры движения вершины каспа

Параметры	Cusp-1	Cusp-2	Cusp-3
H_{\max} , Мм	310 ± 5	333 ± 1	511 ± 2
v_0 , км с $^{-1}$	12 ± 1	—	41 ± 1
τ , часы	3.3 ± 0.4	—	2.3 ± 0.1

времени следующим образом:

$$v(t) = v_0 e^{-t/\tau}, \quad (1)$$

где v_0 — это характерная скорость движения, а τ — характерная длительность движения.

Проинтегрировав уравнение (1), получаем выражение для высоты вершины (H) от времени:

$$H(t) = H_{\max} - v_0 \tau e^{-t/\tau}, \quad (2)$$

где H_{\max} — это максимальная высота, которой достигает вершина каспа.

Используя метод наименьших квадратов, мы аппроксимировали экспериментально измеренные значения высоты вершины каспа выражением (2). Как видно из рис. 8а, это приближение хорошо описывает экспериментальные данные. Нами получены следующие характерные параметры движения вершины каспа: $H_{\max} = 310 \pm 5$ Мм, $v_0 = 12 \pm 1$ км с $^{-1}$ и $\tau = 3.3 \pm 0.4$ ч (см. таблицу 2).

3.2. Событие Cusp-2

Событие Cusp-2 наблюдалось в северо-восточной части солнечного диска (координаты: N16W39) после X 2.8-вспышки, произошедшей в 08:08 UT 11 декабря 2001 года (см. рис. 4b). Вспышка была ассоциирована с КВМ.

Данные Mg XII для этого события были доступны, начиная с ранних стадий вспышки. Однако вблизи от пика вспышки ПЗС-матрица спектрогелиографа была пересвечена, и избыточный сигнал заливал предполагаемое положение каспа. Первый кадр, на котором видны его признаки, это 08:26 UT. Касп начал терять интенсивность примерно в 12:00 UT. Поэтому мы оцениваем время его жизни примерно в четыре часа.

Структура события Cusp-2 на изображениях Mg XII также хорошо согласуется с теоретическими ожиданиями. Она состоит из вспышечной петли, яркой точки в вершине петли и блеклого каспа над петлей. Яркая точка в 3–5 раз ярче петли, а интенсивность вершины каспа в 100–150 раз меньше интенсивности яркой точки. Касп достигает высоты около 300 Мм. На данных EIT не видно никаких признаков каспа. Вероятно, соответствующее потемнение незначительно по сравнению с ярким излучением солнечного диска. На

изображениях SXT структура вспышечной области схожа со структурой на снимках Mg XII. Однако из-за наличия сигнала от холодного коронального фона границы каспа несколько размыты.

Ни на изображениях спектрогелиографа Mg XII, ни на SXT-изображениях не наблюдается движения вершины каспа (см. рис. 8b). Высота вершины на ранних стадиях вспышки несколько ниже, чем на поздних. Однако эти изменения лежат в пределах погрешности. По нашему мнению, этого недостаточно, чтобы уверенно подтвердить наличие движения вершины. На изображениях Mg XII высота вершины каспа составляет $H_{\max} = 333 \pm 1$ Мм (см. таблицу 2). Стоит отметить, что вершина каспа на SXT-изображениях немного ниже, чем на данных спектрогелиографа Mg XII. Мы предполагаем, что эффект вызван разной температурной чувствительностью приборов.

На SXT-снимках относительно слабый сигнал горячей вершины каспа смешивается с относительно сильным сигналом холодного диска Солнца. В результате вершина каспа становится плохо различимой и создается иллюзия, что видимое положение вершины находится ниже реального. В то же время на изображениях Mg XII нет сигнала от холодного диска Солнца. Поэтому слабый сигнал вершины каспа легче идентифицировать и наблюдаемое положение вершины находится близко к реальному.

3.3. Событие Cusp-3

Событие Cusp-3 наблюдалось в юго-западной части солнечного диска (координаты: S32E29) после C4.6-вспышки, произошедшей в 10:19 UT 11 декабря 2001 года (см. рис. 4). Вспышка была ассоциирована с KBM. Вспышечная активная область находилась на диске, а вершина каспа на лимбе.

Полученные на спектрогелиографе Mg XII данные для этого события были доступны на ранних, средних и поздних стадиях вспышки (см. рис. 9). Интенсивность каспа начала падать 12 декабря примерно в 02:00 UT. Наша приблизительная оценка времени жизни каспа — 16 часов.

На изображениях Mg XII наблюдается вспышечная аркада, состоящая из трех отдельных горячих петель. В вершинах петель находится яркий источник. Над аркадой наблюдается касп. Яркий источник в 3–4 раза ярче петель и в 70–100 раз ярче вершины каспа. На изображениях SXT мы видим схожую структуру. Однако сигнал от вспышечной структуры перемешан с сигналом от короны, и поэтому наблюдаемая структура размыта. На изображениях, полученных EIT, не видно никакой динамики.

Для этого события наблюдается движение вершины каспа как на изображениях Mg XII, так и на SXT. На снимках спектрогелиографа Mg XII вершину можно увидеть на самых ранних стадиях вспышки. На изображениях SXT — только тогда, когда она достигла лимба Солнца.

Мы измерили координаты вершины каспа в зависимости от времени (см. рис. 8) и затем приблизили координаты каспа с помощью выражения (2). В результате нами получены следующие параметры движения вершины каспа: $H_{\max} = 511 \pm 2$ Мм, $v_0 = 41 \pm 1$ км с⁻¹ и $\tau = 2.3 \pm 0.1$ часов (см. таблицу 2).

Стоит отметить, что на рис. 8с представлены значения высоты, измеренные на изображениях. Из-за проекционных эффектов они будут отличаться от реальных значений. Если предположить, что касп направлен вдоль радиуса Солнца, то реальные значения высоты и скорости должны быть примерно в два раза больше.

Когда касп достиг большой высоты, положение его вершины на изображениях SXT и Mg XII примерно совпало (см. рис. 8с). В то же время, когда касп близок к лимбу (12:00–14:00 UT на рис. 8с), вершина на изображениях Mg XII немного выше, чем на SXT. Мы думаем, что эффект вызван теми же причинами, что и для события Cusp-2: за счет смешения сигнала холодной и горячей плазмы на SXT-данных границы вершины размываются.

3.4. Оценка темпа магнитного пересоединения

Движение вершины каспа вызвано движением X-точки магнитной конфигурации. Используя скорость движения вершины каспа (v_{top}), можно оценить темп магнитного пересоединения (M_A) с помощью следующего выражения:

$$M_A = \frac{v_{\text{in}}}{v_A}, \quad (3)$$

где v_{in} — это скорость, с которой магнитные силовые линии втекают внутрь X-точки, а v_A — альвеновская скорость плазмы рядом с X-точкой.

Для оценки мы будем считать, что $v_{\text{in}} \sim v_{\text{top}}$. Хотя эти скорости отличаются друг от друга, моделирование показывает, что они являются величинами одного порядка (Reeves et al., 2008). Учитывая влияние проекционных эффектов, мы получим $v_{\text{in}} \sim 80$ км с⁻¹.

Альвеновская скорость определяется следующим выражением:

$$v_A = \frac{B}{\sqrt{4\pi m_p n_p}}, \quad (4)$$

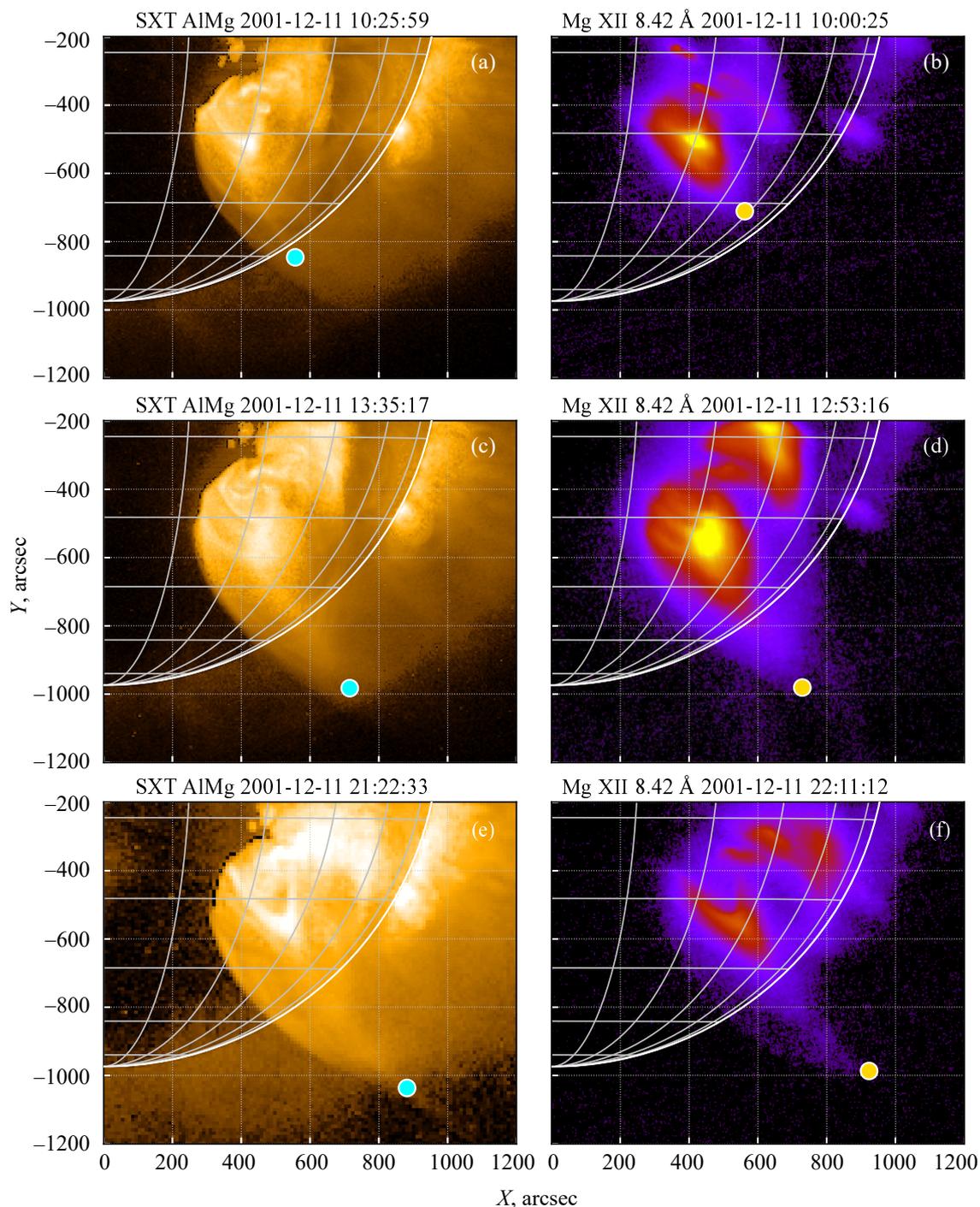


Рис. 9. Эволюция каспа в событии Cusp-3. Панели (а), (с), (е) — изображения, полученные телескопом SXT (канал AlMg); панели (b), (d), (f) — изображения, полученные спектрогелиографом Mg XII. Круг указывает на измеренное положение вершины каспа.

где B — это характерное магнитное поле рядом с X -точкой, m_p — масса протона, n_p — характерная концентрация протонов рядом с X -точкой.

Поскольку мы не можем измерить магнитное поле в короне напрямую, то для его оценки мы будем использовать потенциальное поле, восста-

новленное по фотосферным магнитограммам MDI. Данную оценку мы выполним только для события Cusp-3. Событие Cusp-1 произошло на лимбе, и поэтому не совсем ясно, какой активной области оно соответствует. В свою очередь, для события Cusp-2 не наблюдается движения вершины каспа.

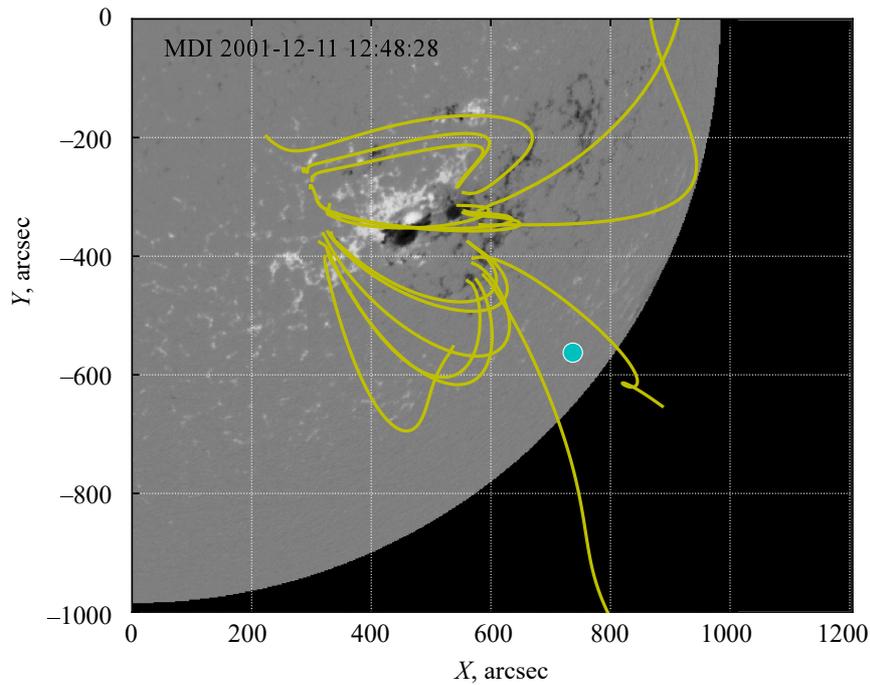


Рис. 10. Потенциальное магнитное поле, восстановленное для события Cusp-3. Желтые линии — магнитные силовые линии, синий круг — точка, в которой оценивается магнитное поле.

Для восстановления потенциального поля мы воспользовались библиотекой `sunkit-magex` языка Python (Stansby et al., 2020), которая реализует метод Potential Field Source Surface (PFSS; Altschuler and Newkirk, 1969; Schatten et al., 1969). Мы применили этот метод к синоптическим картам MDI и рассчитали магнитное поле в точке, находящейся на высоте $h = 400$ Мм над анализируемой активной областью (см. рис. 10). Магнитное поле составило 0.9 Гс.

Естественно, полученное магнитное поле отличается от реального. Во-первых, поле вспышечной активной области непотенциально. Во-вторых, для расчета `sunkit-magex` использует синоптические карты, время регистрации которых отличается от времени наблюдения каспа. Тем не менее по порядку величины полученное поле должно совпадать с реальным. В связи с этим при расчетах мы будем считать, что $B \sim 1$ Гс.

Экспериментальные данные не позволяют нам измерить концентрацию плазмы вблизи каспа. Поэтому для оценки мы воспользуемся формулой Баумбаха–Аллена (Cox and Pilachowski, 2000):

$$n_e = \left(\frac{2.99}{\rho^{16}} + \frac{1.55}{\rho^6} + \frac{0.036}{\rho^{1.5}} \right) \times 10^8 \text{ см}^{-3}, \quad (5)$$

где $\rho = R/R_\odot$, R — расстояние до центра Солнца, R_\odot — радиус Солнца. Для $h = 400$ Мм мы получаем значение $n_e \approx 1.2 \times 10^7 \text{ см}^{-3}$.

Используя оценки для B и n_e , мы получаем $v_A \approx 625 \text{ км с}^{-1}$. В свою очередь, это дает оценку для $M_A \approx 0.13$.

Величина M_A , найденная нами, находится на верхней границе диапазона значений, полученных в других работах (см. таблицу 3). Данная оценка M_A согласуется также с моделью вспышечного пересоединения Петчека (0.01–0.1; Petschek, 1964) и расходится с моделью Свита–Паркера (10^{-7} ; Parker, 1957; Sweet, 1958).

4. ОБСУЖДЕНИЕ И ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Основной задачей данной работы мы ставили исследование технической возможности наблюдения каспов спектрогелиографом Mg XII и сравнение изображения каспов в линии Mg XII $\lambda 8.42 \text{ \AA}$ с изображениями, полученными другими типами приборов. Также мы намеревались выяснить, какие аспекты развития каспов можно наблюдать на изображениях Mg XII.

Для этих целей мы отобрали три вспышки, каспы для которых наблюдались на изображениях спектрогелиографа Mg XII, а также были доступны данные телескопов EIT и SXT. Это позволило сравнить возможности наблюдения каспов приборами, использующими разные типы фокусирующей оптики: кристаллические зеркала, зеркала с многослойным покрытием и зеркала скользящего падения.

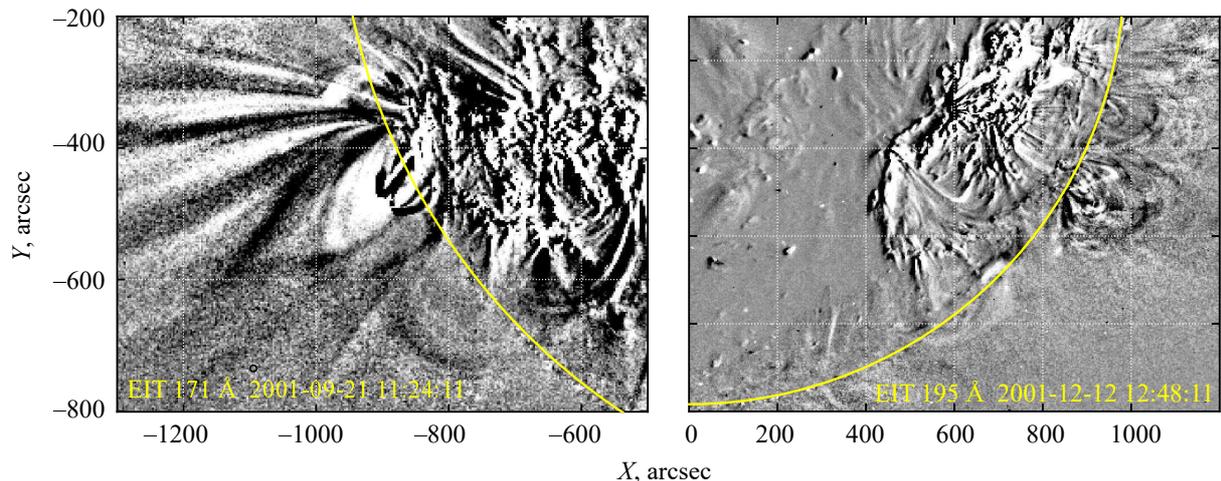


Рис. 11. Видимость каспов на изображениях ЕИТ. Панель (а): разностные изображения ЕИТ $\lambda 171 \text{ \AA}$ для события Cusp-1. Панель (б): разностные изображения ЕИТ $\lambda 195 \text{ \AA}$ для события Cusp-3.

Таблица 3. Темп магнитного пересоединения (M_A), наблюдаемый в солнечных вспышках

M_A	Ссылка
0.07	Tsuneta (1996)
0.001–0.1	Dere (1996)
0.06	Tsuneta et al. (1997)
0.0002–0.13	Ohyama and Shibata (1997)
0.02	Ohyama and Shibata (1998)
0.001–0.03	Yokoyama et al. (2001)
0.001–0.01	Isobe et al. (2002)
0.001–0.03	Nogliki et al. (2005)
0.001–0.01	Nagashima and Yokoyama (2006)
0.002–0.006	Savage et al. (2010)
0.07	Cheng et al. (2018)
0.01	Chen et al. (2020)
0.13	Эта работа

Если и вспышечная активная область, и касп находятся на лимбе, то касп наблюдается всеми тремя типами приборов. Однако на изображениях ЕИТ касп виден как потемнение. Дело в том, что каналы ЕИТ 171 и 195 \AA чувствительны к относительно холодной плазме (1–2 МК, см. рис. 3). Поэтому горячие структуры будут видны как потемнения. Чтобы определить положение вершины каспа, необходимо анализировать разностные изображения (см. рис. 11).

Если же касп находится на диске, то на данных ЕИТ его нельзя различить даже с помощью разностных изображений (см. рис. 11). На фоне яр-

кого излучения диска незначительные потемнения, вызванные наличием каспа, незаметны. То есть на изображениях ЕИТ можно наблюдать касп, только если он находится на лимбе.

Стоит отметить, что современные телескопы на основе многослойных зеркал — такие, как AIA и SUVI — имеют каналы, центрированные около линий 94 и 131 \AA . Пик чувствительности этих каналов приходится на 7 и 10 МК соответственно. Поэтому на изображениях в этих каналах каспы будут видны не как потемнение, а как уярчение. Используя эти данные, можно наблюдать каспы без разностных изображений (Liu et al., 2014; Gou et al., 2015; Seaton et al., 2017; Hernandez-Perez et al., 2019).

Телескопы AIA наблюдают корону в нескольких каналах (95, 131, 171, 193, 211 и 335 \AA), которые покрывают диапазон температур 0.5–20 МК. Если касп достаточно яркий, то, используя данные нескольких каналов, можно построить температурные карты с помощью методов анализа дифференциальной меры эмиссии (Hannah and Kontar, 2012; Aschwanden et al., 2015). В свою очередь, эти карты могут быть использованы для анализа механизмов магнитного пересоединения (Gou et al., 2015).

Тем не менее горячие каналы AIA также чувствительны и к излучению холодного фона. Поэтому, если касп обладает низкой интенсивностью, его наблюдение на диске Солнца может быть затруднено.

Структура каспа на SXT-снимках имеет сходство со структурой на изображениях спектрогелиографа Mg XII. При этом касп на изображениях SXT наблюдается как на диске, так и на лимбе. Однако SXT чувствителен к излучению холодного

фона, что может затруднить наблюдения. В зависимости от того, как вершина каспа пересекается на луче зрения с другими структурами, могут возникнуть сложности в наблюдении каспа на ранних (Cusp-3) или поздних (Cusp-1) стадиях вспышки. Также если касп наблюдается на диске Солнца, где количество холодной плазмы вдоль луча зрения велико, то на изображениях SXT вершина каспа будет размыта, что может вызвать трудности в определении ее положения (Cusp-2).

Изображения, полученные спектрогелиографом Mg XII, более удобны для наблюдения каспов, чем изображения SXT и EIT. Отсутствие холодного фона на данных Mg XII является существенным преимуществом. Благодаря этому с помощью спектрогелиографа Mg XII можно наблюдать каспы как на лимбе, так и на диске.

Основная сложность при наблюдениях каспа с помощью спектрогелиографа Mg XII возникает на ранних стадиях сильных вспышек. Прибор в качестве детектора использует ПЗС-матрицу. Когда сигнал в отдельном пикселе ПЗС-матрицы превышает глубину потенциальной ямы, то «лишние» электроны перемещаются в соседние пиксели. Поэтому во время сильных солнечных вспышек сигнал вспышки заливает соседние пиксели, что ведет к потере информации. Из-за этого эффекта динамику каспа невозможно изучать во время ранних стадий сильных вспышек. Стоит отметить, что это недостаток не столько конкретного типа приборов, сколько типа детекторов. Заливка соседних пикселей во время сильных вспышек свойственна любому прибору, используемому в качестве детектора ПЗС-матрицу.

От этого недостатка можно избавиться, если заменить ПЗС-матрицу на КМОП-матрицу¹. За счет другого устройства КМОП-матриц, у них отсутствует эффект заливки сигнала. Относительно недавно появились КМОП-матрицы, пригодные для использования в космических условиях. Они были опробованы в следующих космических экспериментах: Sun Watcher with Active Pixel Sensor and Image Processing (SWAP; Seaton et al., 2013) на борту Project for On-Board Autonomy-2 (PROBA-2; Santandrea et al., 2013), Extreme Ultraviolet Imager (EUI; Rochus et al., 2020) на борту Solar Orbiter (Müller et al., 2020) и в рамках эксперимента Норби-2 (Kuzin et al., 2022; 2023a).

По соотношению интенсивностей различных частей вспышечной структуры на изображениях Mg XII можно сделать качественный вывод о соотношении концентраций. Можно предположить, что концентрация в ярком надпетельном источнике больше, чем внутри петли, а концентрация внутри

петли больше, чем в вершине каспа. Однако количественный вывод сделать нельзя. Интенсивность излучения (I) изотермического источника определяется следующим выражением:

$$I = G(T)n_e^2V, \quad (6)$$

где $G(T)$ — это температурный отклик прибора (см. рис. 3), n_e — концентрация электронов, а V — объем источника. Выражение (6) содержит две неизвестные величины, и их нельзя определить по данным только одного канала.

Для анализа каспов желательно наличие второго канала, работающего на том же принципе, что и спектрогелиограф Mg XII, но имеющего другой температурный отклик. Теоретически можно построить спектрогелиограф на длинах волн Si XIV λ 6.18 Å и Si XIII λ 6.65 Å (Reva et al., 2021), но в реальном эксперименте этого еще не было сделано.

Второй канал также позволит измерить температуру каспа. В свою очередь, температурная карта плазмы внутри каспа — это важный инструмент анализа пересоединения внутри X-точки (Tsuneta et al., 1992; Gou et al., 2015).

Для двух из трех анализируемых каспов наблюдается движение вершины. При условии, что вершина каспа совпадает с положением X-точки, движение вершины является косвенным признаком наличия пересоединения в течение нескольких часов после импульсной фазы вспышки. Измеренная скорость движения вершины каспа позволяет оценить темп магнитного пересоединения. Наличие поствспышечного пересоединения и характерные масштабы времени согласуются с другими работами по поствспышечному пересоединению (например, Liu et al., 2013), а также с аналитическими моделями эруптивных вспышек (Lin, 2004).

Хотя спектрогелиограф Mg XII может дать информацию о положении X-точки и динамике поствспышечного пересоединения, объем доступных данных мал. Суммарная длительность непрерывных наблюдений спектрогелиографа на спутнике «КОРОНАС-Ф» составляет всего три месяца. «КОРОНАС-Фотон» работал в минимуме активности и в основном регистрировал микровспышки. В свою очередь, «КОРОНАС-И» проработал короткое время и не успел зарегистрировать существенный объем информации.

Мы считаем перспективным создание прибора, схожего по устройству со спектрогелиографом Mg XII, который на сегодняшний день включен в состав двух будущих обсерваторий: Интергелиозонд (Kuznetsov et al., 2016) и Кортес (Kirichenko et al., 2021). Однако на момент написания статьи эти миссии не имеют определенной даты запуска.

¹Комплементарная структура металл–оксид–диэлектрик

Мы надеемся, что в будущем появятся новые космические эксперименты с приборами, подобными спектрогелиографу Mg XII, и это позволит нам более детально исследовать динамику солнечных вспышек.

БЛАГОДАРНОСТИ

Данные MDI и EIT предоставлены консорциумом SOHO/EIT и SOHO/MDI. «SOHO» — это проект международной кооперации между ESA и NASA. Миссия «Yohkoh» была разработана и запущена ISAS/JAXA (Japan) с участием международных партнеров NASA и SERC/PPARC (UK). В настоящей работе использованы данные, предоставленные архивом Yohkoh Legacy data Archive (YLA), расположенным в Montana State University и поддерживаемым NASA. В работе использовалась версия 5.1.0 (<https://zenodo.org/records/8384174>) пакета открытого программного обеспечения `sunpy` (Barnes et al., 2020). Для обработки данных были задействованы библиотеки `numpy` (версия 1.26.0; Harris et al., 2020), `scipy` (версия 1.11.3; Virtanen et al., 2020), `pandas` (версия 2.1.3; McKinney, 2010; Pandas, 2023) и `sunkit-magex` (Stansby et al., 2020). Для построения графиков использовалась библиотека `matplotlib` (версия 3.8.1; Hunter, 2007).

ФИНАНСИРОВАНИЕ

Работы выполнены при финансовой поддержке Российского научного фонда: проект № 23-72-30002, <https://rscf.ru/project/23-72-30002> (оценка темпа магнитного пересоединения, раздел 3.4) и проект № 21-72-10157, <https://rscf.ru/project/21-72-10157/> (обработка изображений и измерение скорости движения каспов, разделы 3.1–3.3).

КОНФЛИКТ ИНТЕРЕСОВ

Авторы данной работы заявляют, что у них нет конфликта интересов.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. M. D. Altschuler and G. Newkirk, *Solar Physics* **9** (1), 131 (1969). DOI:10.1007/BF00145734
2. M. J. Aschwanden, P. Boerner, A. Caspi, et al., *Solar Physics* **290** (10), 2733 (2015). DOI:10.1007/s11207-015-0790-0
3. W. T. Barnes et al. (SunPy Community), *Astrophys. J.* **890**, id. 68 (2020). DOI:10.3847/1538-4357/ab4f7a
4. A. O. Benz, *Living Reviews in Solar Physics* **14** (1), article id. 2 (2017). DOI:10.1007/s41116-016-0004-3
5. S. A. Bogachev and B. V. Somov, *Astronomy Reports* **45** (2), 157 (2001). DOI:10.1134/1.1346724
6. S. A. Bogachev, A. S. Ulyanov, A. S. Kirichenko, et al., *Physics-Uspekhi* **63** (8), 783 (2020). DOI:10.3367/UFNe.2019.06.038769
7. L. Carcedo, D. S. Brown, A. W. Hood, et al., *Solar Physics* **218** (1), 29 (2003). DOI:10.1023/B:SOLA.0000013045.65499.da
8. P. J. Cargill and E. R. Priest, *Astrophys. J.* **266**, 383 (1983). DOI:10.1086/160786
9. H. Carmichael, in *Proc. AAS-NASA Symp. on Physics of Solar Flares, Goddard Space Flight Center, Greenbelt, 1963*, Ed. by W. N. Hess (NASA Science and Technical Information Division, Washington, 1964), p. 451.
10. B. Chen, C. Shen, D. E. Gary, et al., *Nature Astronomy* **4**, 1140 (2020). DOI:10.1038/s41550-020-1147-7
11. Y. Chen, X. Cheng, J. Chen, et al., *Astrophys. J.* **959** (2), id. 67 (2023). DOI:10.3847/1538-4357/ad09d8
12. X. Cheng, Y. Li, L. F. Wan, et al., *Astrophys. J.* **866** (1), article id. 64 (2018). DOI:10.3847/1538-4357/aadd16
13. R. Chodura and A. Schlueter, *J. Computational Phys.* **41** (1), 68 (1981). DOI:10.1016/0021-9991(81)90080-2
14. A. N. Cox and C. A. Pilachowski, *Physics Today* **53** (10), 77 (2000). DOI:10.1063/1.1325201
15. J. L. Culhane, L. K. Harra, A. M. James, et al., *Solar Physics* **243**, 19 (2007). DOI:10.1007/s01007-007-0293-1
16. M. Darnel, D. B. Seaton, C. Bethge, et al., *Space Weather* **20** (4), article id. e2022SW003044 (2022). DOI:10.1029/2022SW003044
17. M. L. De Rosa, C. J. Schrijver, G. Barnes, et al., *Astrophys. J.* **696** (2), 1780 (2009). DOI:10.1088/0004-637X/696/2/1780
18. J. Delaboudinière, G. E. Artzner, J. Brunaud, et al., *Solar Physics* **162**, 291 (1995). DOI:10.1007/BF00733432
19. K. P. Dere, *Astrophys. J.* **472**, 864 (1996). DOI:10.1086/178116
20. V. Domingo, B. Fleck, and A. I. Poland, *Solar Physics* **162**, 1 (1995). DOI:10.1007/BF00733425
21. L. Feng, B. Inhester, S. K. Solanki, et al., *Astrophys. J.* **671** (2), L205 (2007a). DOI:10.1086/525525
22. L. Feng, T. Wiegmann, B. Inhester, et al., *Solar Physics* **241** (2), 235 (2007b). DOI:10.1007/s11207-007-0370-z
23. L. Fletcher, B. R. Dennis, H. S. Hudson, et al., *Space Sci. Rev.* **159**, 19 (2011). DOI:10.1007/s11214-010-9701-8
24. L. Golub, E. Deluca, G. Austin, et al., *Solar Physics* **243**, 63 (2007). DOI:10.1007/s11207-007-0182-1

25. T. Gou, R. Liu, and Y. Wang, *Solar Physics* **290** (8), 2211 (2015). DOI:10.1007/s11207-015-0750-8
26. V. V. Grechnev, S. V. Kuzin, A. M. Urnov, et al., *Solar System Research* **40** (4), 286 (2006a). DOI:10.1134/S0038094606040046
27. V. V. Grechnev, A. M. Uralov, V. G. Zandanov, et al., *Publ. Astron. Soc. Japan* **58**, 55 (2006b). DOI:10.1093/pasj/58.1.55
28. S. E. Guidoni, D. E. McKenzie, D. W. Longcope, et al., *Astrophys. J.* **800** (1), article id. 54 (2015). DOI:10.1088/0004-637X/800/1/54
29. I. G. Hannah and E. P. Kontar, *Astron. and Astrophys.* **539**, id. A146 (2012). DOI:10.1051/0004-6361/201117576
30. C. R. Harris, K. J. Millman, S. J. van der Walt, et al., *Nature* **585** (7825), 357 (2020). DOI:10.1038/s41586-020-2649-2
31. R. A. Harrison, E. C. Sawyer, M. K. Carter, et al., *Solar Physics* **162**, 233 (1995). DOI:10.1007/BF00733431
32. A. Hernandez-Perez, Y. Su, J. Thalmann, et al., *Astrophys. J.* **887** (2), article id. L28 (2019). DOI:10.3847/2041-8213/ab5ba1
33. E. Hiei, A. J. Hundhausen, and D. G. Sime, *Geophys. Research Letters* **20** (24), 2785 (1993). DOI:10.1029/93GL01449
34. T. Hirayama, *Solar Physics* **34**, 323 (1974). DOI:10.1007/BF00153671
35. J. D. Hunter, *Computing in Science and Engineering* **9** (3), 90 (2007). DOI:10.1109/MCSE.2007.55
36. H. Isobe, T. Yokoyama, M. Shimojo, et al., *Astrophys. J.* **566** (1), 528 (2002). DOI:10.1086/324777
37. M. L. Kaiser, T. A. Kucera, J. M. Davila, et al., *Space Sci. Rev.* **136**, 5 (2008). DOI:10.1007/s11214-007-9277-0
38. A. Kirichenko, S. Kuzin, S. Shestov, et al., *Frontiers in Astronomy and Space Sciences* **8**, id. 66 (2021). DOI:10.3389/fspas.2021.646895
39. A. Kirichenko, I. Loboda, A. Reva, et al., *Solar-Terrestrial Physics* **9** (2), 3 (2023). DOI:10.12737/stp-92202301
40. A. S. Kirichenko and S. A. Bogachev, *Astronomy Letters* **39** (11), 797 (2013). DOI:10.1134/S1063773713110042
41. A. S. Kirichenko and S. A. Bogachev, *Astrophys. J.* **840**, article id. 45 (2017a). DOI:10.3847/1538-4357/aa6c2b
42. A. S. Kirichenko and S. A. Bogachev, *Solar Physics* **292**, article id. 120 (2017b). DOI:10.1007/s11207-017-1146-8
43. R. A. Kopp and G. W. Pneuman, *Solar Physics* **50**, 85 (1976). DOI:10.1007/BF00206193
44. T. Kosugi, S. Masuda, K. Makishima, et al., *Solar Physics* **136**, 17 (1991). DOI:10.1007/BF00151693
45. T. Kosugi, K. Matsuzaki, T. Sakao, et al., *Solar Physics* **243**, 3 (2007). DOI:10.1007/s11207-007-9014-6
46. Y. D. Kotov, *Solar System Research* **45**, 93 (2011). DOI:10.1134/S0038094611020079
47. S. Krucker and M. Battaglia, *Astrophys. J.* **780** (1), article id. 107 (2014). DOI:10.1088/0004-637X/780/1/107
48. S. Kuzin, S. Bogachev, N. Erkhova, et al., *Technical Physics* **92** (13), 2021 (2022). DOI:10.21883/tp.2022.13.52216.115-21
49. S. Kuzin, S. Bogachev, A. Pertsov, et al., *Applied Optics* **62** (31), 8462 (2023a). DOI:10.1364/AO.501437
50. S. V. Kuzin, S. A. Bogachev, A. S. Kirichenko, and A. A. Pertsov, *J. Surface Investigation: X-ray, Synchrotron and Neutron Techniques* **17** (6), 1343 (2023b). DOI:10.1134/S1027451023060332
51. S. V. Kuzin, S. A. Bogachev, I. A. Zhitnik, et al., *Advances in Space Research* **43** (6), 1001 (2009). DOI:10.1016/j.asr.2008.10.021
52. S. V. Kuzin, I. A. Zhitnik, S. V. Shestov, et al., *Solar System Research* **45**, 162 (2011). DOI:10.1134/S0038094611020110
53. V. D. Kuznetsov, L. M. Zelenyi, I. V. Zimovets, et al., *Geomagnetism and Aeronomy* **56**, 781 (2016). DOI:10.1134/S0016793216070124
54. J. R. Lemen, A. M. Title, D. J. Akin, et al., *Solar Physics* **275**, 17 (2012). DOI:10.1007/s11207-011-9776-8
55. J. Lin, *Solar Physics* **222** (1), 115 (2004). DOI:10.1023/B:SOLA.0000036875.14102.39
56. R. P. Lin, B. R. Dennis, G. J. Hurford, et al., *Solar Physics* **210**, 3 (2002). DOI:10.1023/A:1022428818870
57. R. Liu, V. S. Titov, T. Gou, et al., *Astrophys. J.* **790** (1), article id. 8 (2014). DOI:10.1088/0004-637X/790/1/8
58. W. Liu, Q. Chen, and V. Petrosian, *Astrophys. J.* **767** (2), article id. 168 (2013). DOI:10.1088/0004-637X/767/2/168
59. A. Malanushenko, C. J. Schrijver, M. L. DeRosa, et al., *Astrophys. J.* **756** (2), article id. 153 (2012). DOI:10.1088/0004-637X/756/2/153
60. S. Masson, P. McCauley, L. Golub, et al., *Astrophys. J.* **787** (2), article id. 145 (2014). DOI:10.1088/0004-637X/787/2/145
61. S. Masuda, T. Kosugi, H. Hara, et al., *Nature* **371** (6497), 495 (1994). DOI:10.1038/371495a0
62. S. Masuda, T. Kosugi, H. Hara, et al., *Publ. Astron. Soc. Japan* **47**, 677 (1995).
63. W. McKinney, in *Proc. of the 9th Python in Science Conference, Austin, Texas, 2010*, Ed. by S. van der Walt and J. Millman (online at <https://pub.curvenote.com/01912a44-b044-7e5e-bd31-341b03ca8e43/public/proceedings-338b705c152158ea689edd31c95e3804.pdf>), p. 56 (2010). DOI:10.25080/Majora-92bf1922-00a
64. D. Müller, O. C. St. Cyr, I. Zouganelis, et al., *Astron. and Astrophys.* **642**, id. A1 (2020). DOI:10.1051/0004-6361/202038467
65. K. Nagashima and T. Yokoyama, *Astrophys. J.* **647** (1), 654 (2006). DOI:10.1086/505320

66. Y. Nakagawa, *Astrophys. J.* **190**, 437 (1974). DOI:10.1086/152895
67. J. B. Nogliki, R. W. Walsh, and J. Ireland, *Astron. and Astrophys.* **441** (1), 353 (2005). DOI:10.1051/0004-6361:20042255
68. Y. Ogawara, T. Takano, T. Kato, et al., *Solar Physics* **136**, 1 (1991). DOI:10.1007/BF00151692
69. M. Ohyama and K. Shibata, *Publ. Astron. Soc. Japan* **49**, 249 (1997). DOI:10.1093/pasj/49.2.249
70. M. Ohyama and K. Shibata, *Astrophys. J.* **499** (2), 934 (1998). DOI:10.1086/305652
71. V. N. Oraevsky and I. I. Sobelman, *Astronomy Letters* **28**, 401 (2002). DOI:10.1134/1.1484141
72. E. N. Parker, *J. Geophys. Research* **62** (4), 509 (1957). DOI:10.1029/JZ062i004p00509
73. S. Paterson, I. G. Hannah, B. W. Grefenstette, et al., *Solar Physics* **298** (3), article id. 47 (2023). DOI:10.1007/s11207-023-02135-4
74. W. D. Pesnell, B. J. Thompson, and P. C. Chamberlin, *Solar Physics* **275** (1–2), 3 (2012). DOI:10.1007/s11207-011-9841-3
75. H. E. Petschek, in *Proc. AAS-NASA Symp. on Physics of Solar Flares, Goddard Space Flight Center, Greenbelt, Maryland, 1963*, Ed. by W. N. Ness (NASA, Washington, 1964), p. 425.
76. K. K. Reeves, D. B. Seaton, and T. G. Forbes, *Astrophys. J.* **675** (1), 868 (2008). DOI:10.1086/526336
77. A. Reva, S. Bogachev, I. Loboda, et al., *Solar Physics* **298** (4), article id. 61 (2023). DOI:10.1007/s11207-023-02154-1
78. A. Reva, I. Loboda, S. Bogachev, and A. Kirichenko, *Solar Physics* **299** (4), id. 55 (2024). DOI:10.1007/s11207-024-02302-1
79. A. Reva, S. Shestov, S. Bogachev, and S. Kuzin, *Solar Physics* **276**, 97 (2012). DOI:10.1007/s11207-011-9883-6
80. A. Reva, S. Shestov, I. Zimovets, et al., *Solar Physics* **290**, 2909 (2015). DOI:10.1007/s11207-015-0769-x
81. A. Reva, A. Ulyanov, A. Kirichenko, et al., *Solar Physics* **293** (10), article id. 140 (2018). DOI:10.1007/s11207-018-1363-9
82. A. A. Reva, S. A. Bogachev, I. P. Loboda, et al., *Astrophys. J.* **931** (2), id. 93 (2022). DOI:10.3847/1538-4357/ac6b3d
83. A. A. Reva, A. S. Kirichenko, A. S. Ulyanov, and S. V. Kuzin, *Astrophys. J.* **851** (2), article id. 108 (2017). DOI:10.3847/1538-4357/aa9986
84. A. A. Reva, S. V. Kuzin, A. S. Kirichenko, et al., *Frontiers in Astronomy and Space Sciences* **8**, id. 40 (2021). DOI:10.3389/fspas.2021.645062
85. A. A. Reva, A. S. Ulyanov, and S. V. Kuzin, *Astrophys. J.* **832**, article id. 16 (2016a). DOI:10.3847/0004-637X/832/1/16
86. A. A. Reva, A. S. Ulyanov, S. V. Shestov, and S. V. Kuzin, *Astrophys. J.* **816**, article id. 90 (2016b). DOI:10.3847/0004-637X/816/2/90
87. P. Rochus, F. Auchère, D. Berghmans, et al., *Astron. and Astrophys.* **642**, id. A8 (2020). DOI:10.1051/0004-6361/201936663
88. T. Sakurai, *Solar Physics* **69** (2), 343 (1981). DOI:10.1007/BF00149999
89. S. Santandrea, K. Gantois, K. Strauch, et al., *Solar Physics* **286** (1), 5 (2013). DOI:10.1007/s11207-013-0289-5
90. S. L. Savage, D. E. McKenzie, K. K. Reeves, et al., *Astrophys. J.* **722**, 329 (2010). DOI:10.1088/0004-637X/722/1/329
91. K. H. Schatten, J. M. Wilcox, and N. F. Ness, *Solar Physics* **6** (3), 442 (1969). DOI:10.1007/BF00146478
92. P. H. Scherrer, R. S. Bogart, R. I. Bush, et al., *Solar Physics* **162**, 129 (1995). DOI:10.1007/BF00733429
93. C. J. Schrijver, M. L. De Rosa, T. Metcalf, et al., *Astrophys. J.* **675**, 1637 (2008). DOI:10.1086/527413
94. D. B. Seaton, A. E. Bartz, and J. M. Darnel, *Astrophys. J.* **835** (2), article id. 139 (2017). DOI:10.3847/1538-4357/835/2/139
95. D. B. Seaton, D. Berghmans, B. Nicula, et al., *Solar Physics* **286**, 43 (2013). DOI:10.1007/s11207-012-0114-6
96. D. B. Seaton and J. M. Darnel, *Astrophys. J.* **852** (1), article id. L9 (2018). DOI:10.3847/2041-8213/aaa28e
97. S. V. Shestov, S. V. Kuzin, A. M. Urnov, et al., *Astronomy Letters* **36**, 44 (2010). DOI:10.1134/S1063773710010056
98. K. Shibata, S. Masuda, M. Shimojo, et al., *Astrophys. J.* **451**, L83 (1995). DOI:10.1086/309688
99. I. I. Sobel'Man, I. A. Zhitnik, A. P. Ignat'ev, et al., *Astronomy Letters* **22** (4), 539 (1996).
100. B. V. Somov and T. Kosugi, *Astrophys. J.* **485** (2), 859 (1997). DOI:10.1086/304449
101. D. Stansby, A. Yeates, and S. T. Badman, *J. Open Source Software* **5** (54), id. 2732 (2020). DOI:10.21105/joss.02732
102. P. A. Sturrock, *Nature* **211**, 695 (1966). DOI:10.1038/211695a0
103. Z. Svestka and E. W. Cliver, *Proc. IAU Coll. No. 133*, Ed. by Z. Svestka, B. V. Jackson, and M. E. Machado (Springer-Verlag, Berlin, 1992), p. 1. DOI:10.1007/3-540-55246-4_70
104. P. A. Sweet, *Proc. IAU Symp. No. 6*, Ed. by B. Lehnert (Cambridge University Press, Cambridge, 1958), p. 123.
105. Pandas Development Team (v2.1.3), online at <https://zenodo.org/records/10107975> (2023). DOI:10.5281/zenodo.10107975
106. S. Tsuneta, *Astrophys. J.* **456**, 840 (1996). DOI:10.1086/176701
107. S. Tsuneta, L. Acton, M. Bruner, et al., *Solar Physics* **136**, 37 (1991). DOI:10.1007/BF00151694
108. S. Tsuneta, H. Hara, T. Shimizu, et al., *Publ. Astron. Soc. Japan* **44**, L63 (1992).
109. S. Tsuneta, S. Masuda, T. Kosugi, and J. Sato, *Astrophys. J.* **478**, 787 (1997). DOI:10.1086/303812

110. A. Ulyanov, A. Reva, A. Kirichenko, et al., *Astron. and Astrophys.* **683**, id. A88 (2024). DOI:10.1051/0004-6361/202348425
111. A. M. Urvov, S. V. Shestov, S. A. Bogachev, et al., *Astronomy Letters* **33**, 396 (2007). DOI:10.1134/S1063773707060059
112. P. Virtanen, R. Gommers, T. E. Oliphant, et al., *Nature Methods* **17**, 261 (2020). DOI:10.1038/s41592-019-0686-2
113. H. P. Warren, D. H. Brooks, I. Ugarte-Urra, et al., *Astrophys. J.* **854** (2), article id. 122 (2018). DOI:10.3847/1538-4357/aaa9b8
114. M. S. Wheatland, P. A. Sturrock, and G. Roumeliotis, *Astrophys. J.* **540** (2), 1150 (2000). DOI:10.1086/309355
115. T. Wiegelmann and T. Neukirch, *Solar Physics* **208** (2), 233 (2002). DOI:10.1023/A:1020537403934
116. T. Wiegelmann and T. Sakurai, *Living Reviews in Solar Physics* **18** (1), article id. 1 (2021). DOI:10.1007/s41116-020-00027-4
117. Y. Yan and T. Sakurai, *Solar Physics* **195** (1), 89 (2000). DOI:10.1023/A:1005248128673
118. T. Yokoyama, K. Akita, T. Morimoto, et al., *Astrophys. J.* **546** (1), L69 (2001). DOI:10.1086/318053
119. T. Yoshida and S. Tsuneta, *Astrophys. J.* **459**, 342 (1996). DOI:10.1086/176897
120. I. A. Zhitnik, O. I. Bougaenko, J.-P. Delaboudiniere, et al., in *Proc. 10th European Solar Physics Meeting on Solar Variability: From Core to Outer Frontiers, Prague, Czech Republic, 2002*, Ed. by A. Wilson (ESA Publications Division, Noordwijk, 2002), pp. 915–918 (2002).
121. I. A. Zhitnik, O. I. Bugaenko, A. P. Ignat'ev, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **338**, 67 (2003). DOI:10.1046/j.1365-8711.2003.06014.x

Monochromatic X-ray Observations of Solar Cusps

A. A. Reva¹, S. A. Bogachev¹, A. S. Kirichenko¹, and I. P. Loboda¹

¹Space Research Institute, Russian Academy of Sciences, Moscow, 117997 Russia

In this work, we investigate the possibility of observing cusps—hot, pointed structures above solar flare loops—using the Mg XII spectroheliograph onboard the “CORONAS-F” satellite. This instrument produced monochromatic images of the solar corona in the Mg XII $\lambda 8.42$ Å line, which is formed at temperatures exceeding 4 MK. Observations of cusp tips, which are otherwise challenging due to the dominance of the cool coronal background, can aid in the analysis of reconnection dynamics and magnetic field topology. We examined three cusps observed using the Mg XII spectroheliograph and compared them with observations from the Extreme Ultraviolet Imaging Telescope (EIT) and the Soft X-ray Telescope (SXT). We concluded that EIT can observe cusps only when they are located on the limb, while the visibility of cusps in SXT images depends on the relative positioning of the cusps and adjacent coronal structures. In contrast, Mg XII images are free from these issues and are the most suitable for studying cusps. The characteristic sizes and lifetimes of the analyzed cusps are 300–500 Mm and 4–16 hours, respectively. For two cusps, motion of the cusp tip (i.e., the X-point) was observed over 2–3 hours, with characteristic speeds of 10–40 km s⁻¹. This suggests that reconnection can occur on timescales of several hours after the impulsive phase of the flare. Using the measured cusp tip velocities, we estimated the magnetic reconnection rate: $M_A \approx 0.13$.

Keywords: *Sun: corona—Sun: flares—Sun: magnetic topology—Sun: X-rays, gamma rays*