

**MATEMATICKO-FYZIKÁLNÍ
FAKULTA**
Univerzita Karlova

BAKALÁŘSKÁ PRÁCE

Lucia Mravcová

Studium bílých erupcí

Astronomický ústav UK

Vedoucí bakalářské práce: doc. Mgr. Michal Švanda, Ph.D.

Studijní program: Fyzika

Studijní obor: Obecná fyzika

Praha 2017

Prohlašuji, že jsem tuto bakalářskou práci vypracoval(a) samostatně a výhradně s použitím citovaných pramenů, literatury a dalších odborných zdrojů.

Beru na vědomí, že se na moji práci vztahují práva a povinnosti vyplývající ze zákona č. 121/2000 Sb., autorského zákona v platném znění, zejména skutečnost, že Univerzita Karlova má právo na uzavření licenční smlouvy o užití této práce jako školního díla podle §60 odst. 1 autorského zákona.

V dne

Podpis autora

Především bych jsem se chtěla poděkovat svému vedoucímu doc. Michalu Švandovi za rady a připomínky k práci a hlavně za všechnen čas, který mi věnoval. Dále bych jsem se chtěla poděkovat své rodině a přátelům, kteří mě během celého mého studia podporovali.

Název práce: Studium bílých erupcí

Autor: Lucia Mravcová

Katedra: Astronomický ústav UK

Vedoucí bakalářské práce: doc. Mgr. Michal Švanda, Ph.D., Astronomický ústav UK

Abstrakt: Sluneční erupce jsou poměrně častým a výrazným projevem sluneční aktivity, který můžeme pozorovat napříč celým elektromagnetickým spektrem. V některých případech jsou doprovázeny emisí i ve viditelném kontinuu, kdy hovoříme o bílých erupcích. Původ vzniku bílých erupcí není dodnes úplně známý. Detekce bílých erupcí není snadná, proto jsme v rámci práce vyvinuli program na automatickou detekci bílých erupcí použitím SDO/HMI pozorování. Následně jsme studovali vlastnosti nalezených bílých erupcí. Z práce vyplývá, že existují přinejmenším dva druhy bílých erupcí v závislosti na rentgenovém toku sluneční erupce. Rozdíl mezi nimi je pravděpodobně způsoben rozdílným chováním magnetického pole v jejich okolí. Toto zjištění by mohlo přispět k lepšímu pochopení vzniku bílých erupcí.

Klíčová slova: Slunce, erupce, fotosféra

Title: Study of white-light flares

Author: Lucia Mravcová

Department: Astronomical Institute of Charles University

Supervisor: doc. Mgr. Michal Švanda, Ph.D., Astronomical Institute of Charles University

Abstract: Solar flares are a relatively common and strong demonstration of the solar activity and are observable throughout the whole electromagnetic spectrum. Sometimes, solar flares are also accompanied with an emission in white-light continuum, then we speak of white-light flares. The origin of white-light flares is not entirely understood up to this day. The detection of white-light flares can be difficult, therefore we developed a program for automatic detection of white-light flares in SDO/HMI observations. After that, we studied properties of the detected white-light flares. Our work implies that there are two types of white-light flares depending on an X-ray flux of a solar flare. The difference between these two groups can be caused by a different behaviour of the magnetic field in the neighbourhood of the detected white-light flares. Our discovery could help in a better understanding of the origin of white-light flares.

Keywords: The Sun, flares, photosphere

Obsah

Úvod	2
1 Slunce	3
1.1 Základní informace o Slunci	3
1.1.1 Struktura Slunce	3
1.1.2 Sluneční aktivita	4
1.2 Sluneční erupce	7
1.2.1 Pozorování slunečních erupcí	7
1.2.2 Mechanismus vzniku slunečních erupcí	8
1.2.3 Klasifikace erupcí	10
1.3 Bílé erupce	11
2 Metodologie	13
2.1 Data	13
2.1.1 Datové kostky	13
2.1.2 Výběr erupcí vhodných k analýze	13
2.2 Program	14
2.2.1 Metoda programu	14
2.2.2 Určování parametru	15
3 Výsledky	20
3.1 Rentgenový tok a bílá erupce	20
3.2 Magnetické pole a bílá erupce	23
3.3 Diskuze výsledků	26
3.3.1 Oblasti výskytu erupcí	26
3.3.2 Rozbor magnetického pole	28
Závěr	29
Seznam použité literatury	31
Seznam obrázků	33
Seznam tabulek	34
Seznam použitých zkratk	35
Přílohy	36

Úvod

Zdrojem energie slunečních erupcí je magnetická rekonexe. Uvolněná magnetická energie se přemění na jiné formy energie, přičemž velmi významnou roli hraje energie, kterou pozorujeme ve formě záření. Spektrum pozorovaného záření je široké a sluneční erupci tedy pozorujeme od rentgenové až do rádiové oblasti spektra.[1]

Model magnetické rekonexe sice vysvětluje základní průběh sluneční erupce, ale nedokáže dostatečně dobře vysvětlit původ bílých erupcí. Proto bylo navrženo několik možných modelů nad rámec standardního modelu slunečních erupcí, které se snaží vysvětlit vznik bílých erupcí.[2]

Bylo provedeno velké množství výzkumů snažících se detekovat bílé erupce, mezi kterými můžeme vzpomenout práci Jessa a kol.[3], kteří detekovali bílou erupci i u relativně slabé sluneční erupce. Huang a kol.[4] ve své práci detekovali bílé erupce použitím stejných vstupních dat, jako jsou použité v této práci. Ve svém výzkumu studovali 25 slunečních erupcí, přičemž se jim podařilo ve 13 z nich detekovat bílou erupci. Následně vyšetřovali, jaká je závislost mezi plochou bílé erupce a emisí v tvrdém rentgenovém záření, a pro silné sluneční erupce našli mezi nimi negativní korelaci. Z jejich výzkumů vyplývá, že pro silné erupce hrají velkou roli vysokoenergetické elektrony. Pro slabší erupce nebyla zjištěna žádná zjevná korelace mezi porovnávanými veličinami. Podobný výzkum provedl Kuhar a kol.[5], kteří studovali korelaci mezi tokem v tvrdém rentgenovém záření a tokem v bílém světle, a naopak našli pozitivní korelaci mezi nimi. Z těchto výzkumů vyplývá, že pro pochopení bílých erupcí je potřeba provést další výzkum a zaměřit se možná na jiné veličiny, které by mohly souviset se vznikem bílé erupce.

Cílem této práce je vyvinout program na automatickou detekci bílých erupcí v mapách intenzity slunečního povrchu a následné studium vlastností detekovaných bílých erupcí. Rozhodli jsme se zaměřit hlavně na vztah mezi intenzitou sluneční erupce a plochou bílé erupce a na studium chování magnetického pole v oblastech, kde byla detekována bílá erupce, a porovnat ho s chováním magnetického pole v oblastech bez bílé erupce.

V první kapitole je stručně popsána struktura Slunce a některé projevy sluneční aktivity. Především jsme se zde zaměřili na pozorování a mechanismus vzniku slunečních erupcí. Dále jsou tady prezentovány některé modely mechanismu vzniku bílé erupce.

Ve druhé kapitole jsme zaměřili na postup získání vstupních dat a algoritmus vyvinutého programu. Dále je tu rozebráno, jakým způsobem byl programu testován a následné hledání optimálních hodnot volných parametrů programu.

V poslední kapitole jsou uvedeny výsledky programu. Výsledky jsou zpracovány do grafů a v diskuzi jsou navrženy jejich možné interpretace.

1. Slunce

1.1 Základní informace o Slunci

Slunce je naší nejbližší hvězdou. Informace o Slunci jsou získávány velkým množstvím pozorování ze Země i pomocí družic, které dosahují dostatečného rozlišení na to, aby bylo možné pozorovat detailní strukturu jeho povrchu. Je to jediná hvězda, pro kterou jsme schopni tyto informace získat, co nám umožňuje porozumět procesům a struktuře vzdálenějších hvězd.[6]

1.1.1 Struktura Slunce

Nitro Slunce lze rozdělit na tyto části:

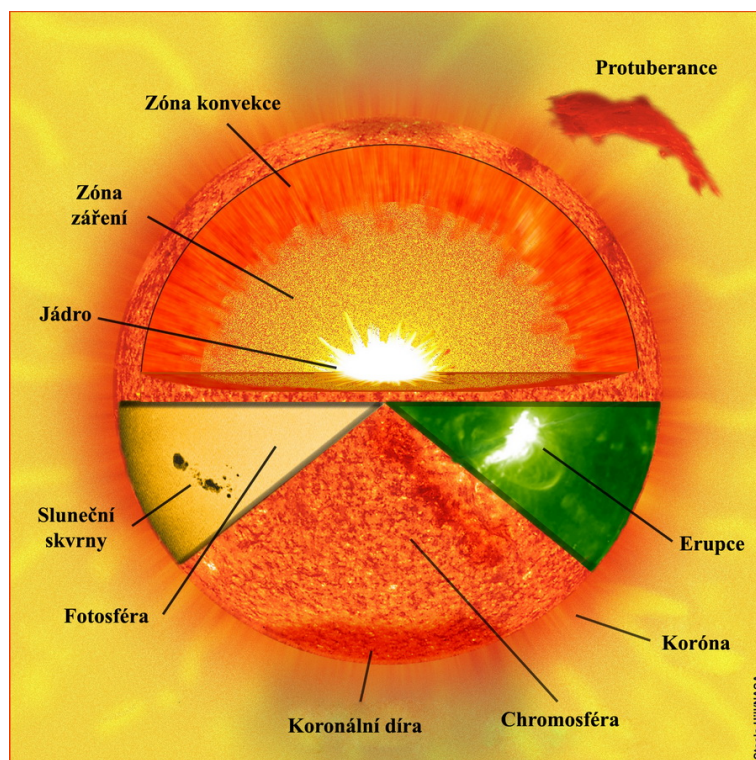
1. **jádro**, které tvoří asi 25 % poloměru Slunce. V centru Slunce je teplota asi 15 MK, která klesne na polovinu na okraji jádra. Tady probíhá syntéza vodíku na hélium, což je zdrojem energie, kterou Slunce na povrchu vysílá v podobě záření.[7]
2. **zóna záření**, která se rozprostírá od okraje jádra až po 70 % poloměru Slunce. Teplota tady klesá z 7 MK na asi 2 MK.[7] Tato zóna dostala jméno podle toho, že se v ní energie produkovaná v jádře přenáší zářivou difuzí, tzn. fotony, které jsou neustále pohlcovány, vyzařovány nebo rozptylovány okolními elektrony, ionty nebo atomy.[8]
3. **tachoklina**, kde se pravděpodobně generuje magnetické pole Slunce.
4. **zóna konvekce**, která se rozprostírá až k povrchu Slunce. Na vnitřním okraji zóny se dosahuje teplota 2 MK a klesá až k povrchu na hodnotu 6 000 K. Těžší prvky si jsou tady schopny udržet některé elektrony, tím se zvyšuje opacita látky, čili látka se stává hůře průhlednou, co vede k tomu, že se energie začne přenášet prouděním. Vzniklé proudy přenesou teplo rychle na povrch, přičemž látka expanduje a chladne.[7]

V sluneční atmosféře můžeme rozlišit čtyři vrstvy:

1. **fotosféra** – povrch Slunce, odkud k nám přichází většina viditelného světla. Protože Slunce nemá pevný povrch, je to ve skutečnosti vrstva o tloušťce asi 300 km. Velkou roli tady hraje ion H^- , který má tak malou ionizační energii, že jej mohou ionizovat viditelné a infračervené fotony. Jeho ionizace na neutrální vodík je hlavním zdrojem opacity a naopak jeho rekombinace produkuje většinu fotonů vyletujících ze Slunce.[8]
2. **chromosféra** – opticky tenká vrstva, tlustá asi 2 000 km.[8] Teplota se pohybuje v rozmezí 6 000 – 20 000 °C. Je pozorovatelná v červeném světle, konkrétně v čáře $H\alpha$. Rovněž ji lze pozorovat ve fialové části spektra v čáře vápníku $Ca II$. [9]

3. **přechodová oblast** – tenká vrstva, kde teplota roste z 20 000 °C na přibližně 1 MK. Světlo emitované z této oblasti pochází převážně z čar C IV, O IV a Si IV a nachází se v ultrafialové oblasti spektra.[10]
4. **koróna** – rozlehlá a řídká vrstva s teplotou přesahující 1 MK. Kvůli vysoké teplotě je spektrum koróny tvořeno čarami silně ionizovaných těžších prvků, jako například vápník a železo. Zároveň tato její teplota způsobuje to, že jasně září v daleké ultrafialové až rentgenové oblasti spektra. Jelikož sluneční fotosféra má mnohem menší teplotu, a tedy vyzařuje v této oblasti jen málo, umožňuje nám to vidět korónu napříč celým slunečním diskem, pozorujeme-li Slunce právě v této oblasti.[11]

Vnitřní stavba Slunce a jeho atmosféra je znázorněna na obrázku 1.1.



Obrázek 1.1: Schéma vnitřní struktury a atmosféry Slunce spolu s některými projevy sluneční aktivity.[12]

1.1.2 Sluneční aktivity

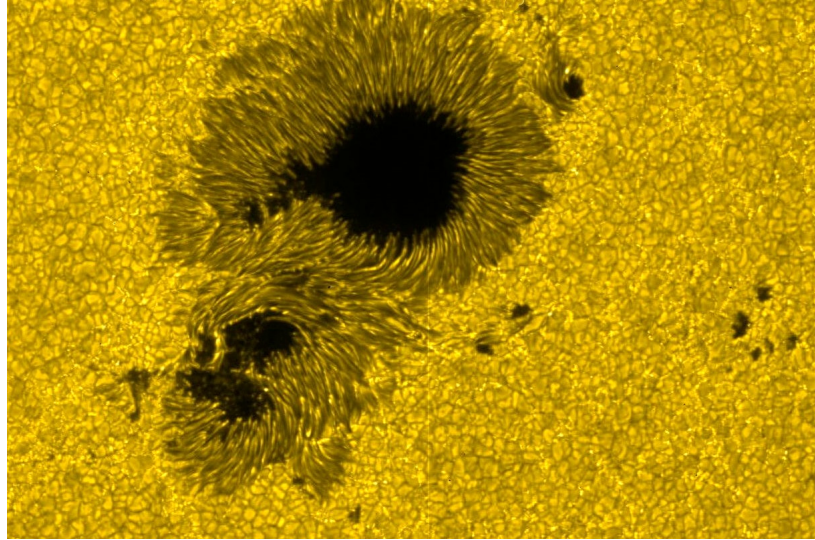
Slunce neustále vyzařuje do svého okolí energii, či už v podobě hmoty nebo záření, jejíž množství není konstantní, ale závisí na čase a na místě na slunečním disku. Všechny tyto změny, které ovlivňují vyzářenou energii, se nazývají sluneční aktivitou.[13]

Projevy sluneční aktivity, ze kterých je některé možné vidět na obrázku 1.1:

- *sluneční skvrny* – tmavá místa na povrchu Slunce, kde teplota klesá na asi 3 700 K oproti teplotě 5 700 K okolní fotosféry. Jejich životnost se pohybuje v řádu dní, i když některé větší mohou vydržet i týdny. Ve slunečních skvrnách je velmi silné magnetické pole, tisíckrát silnější než magnetické

pole Země. Sluneční skvrny většinou vznikají ve skupinách, kde se nachází dvě sady skvrn, přičemž každá sada má opačnou orientaci magnetického pole. Magnetické pole je nejsilnější v tmavé části skvrny, která se nazývá umbra, slabší ve světlejší části, která se nazývá penumbra.[14] Sluneční skvrna je podrobně znázorněna na obrázku 1.2. Klasifikace slunečních skvrn je uvedena na konci podkapitoly.

- *granulace* – malé útvary pokrývající téměř celý sluneční disk kromě slunečních skvrn. Jsou to vrcholy, kde z konvektivní zóny vystupují horké proudy látky. Tyto vrcholy jsou mírně světlejší než hranice mezi nimi, kde se látka po ochlazení opět ponoří do konvektivní zóny. Jednotlivé granule mají typický rozměr 1 000 km a jejich doba života je asi 20 minut.[14] Granulace je znázorněna na obrázku 1.2.
- *supergranule* – mnohem větší verze granulí s rozměrem 35 000 km a jsou vidět při měření Dopplerova efektu. Tyto struktury rovněž pokrývají celý sluneční disk a neustále se mění. Jednotlivé supergranule mají životnost v řádu dní.[14]
- *fakule* – světlé oblasti, kde se koncentrují magnetické siločáry. Fakule na rozdíl od slunečních skvrn zvyšují luminozitu Slunce a protože plocha fakulí je zhruba čtyřikrát větší než plocha slunečních skvrn, jejich vliv převažuje.[8]
- *spikule* – úzké výtrysky plazmatu, sahající až 10 000 km nad fotosféru. Soustřeďují se v oblastech silnějších magnetických polí.[8]
- *protuberance, filamenty* – husté oblaky materiálu rozkládající se nad povrchem Slunce podél smyček magnetického pole.[15] Filament nebo protuberance se skládá z relativně chladného plazmatu (10^4 K) v koróně obklopeného horkým plazmatem ($\geq 10^6$ K).[1] Protuberanci pozorujeme na okraji slunečního disku a filament je jen protuberance promítnutá na sluneční disk.[15]
- *koronální smyčky* – struktury sledující zakřivené siločáry magnetického pole, ukotvené hluboko pod fotosférou.[8]
- *koronální díry* – tmavé, chladnější, méně husté části koróny. Procházejí nimi „otevřené“ magnetické siločáry, napojené na meziplanetární magnetické pole.[8] Byly objeveny rentgenovými teleskopy vyslanými nad zemskou atmosféru, které odhalily strukturu koróny.[16]
- *sluneční erupce* – obrovské exploze na povrchu Slunce, které jsou provázeny náhlou přeměnou energie magnetického pole na kinetickou nebo vnitřní energii plazmatu. Uvolněná energie může být řádově až 10^{25} J.[8] Sluneční erupce budou podrobněji rozebrány v podkapitole 1.2.
- *výrony koronální hmoty* – plazma včetně magnetického pole, vyvrhnuté pryč od Slunce. Většinou souvisejí s erupcemi a v atmosférách planet mohou způsobit polární záři.[8]



Obrázek 1.2: Sluneční skvrna a granulace.[17]

Klasifikace slunečních skvrn

Každé sluneční skvrně je uděleno pořadové NOAA číslo, které ji identifikuje. NOAA číslo je udělováno Národním úřadem pro oceán a atmosféru v USA. Pro klasifikaci slunečních skvrn použijeme Haleovu a McIntoshovu klasifikaci.

Haleova klasifikace [18]

α – unipolární skupina skvrn

β – bipolární skupina slunečních skvrn, kde lze jasně vidět hranici mezi rozdílnými polaritami magnetického pole

γ – komplexní aktivní oblast, kde jsou tak nepravidelně rozmístěny polarity magnetického pole, že ji nelze klasifikovat jako bipolární oblast

$\beta\gamma$ – komplexní bipolární skupina skvrn, kde nejde nakreslit jasnou spojitou čáru mezi dvěma místy s opačnou polaritou

δ – přívlstek k výše zmíněným třídám, který indikuje, že se v rámci jedné penumbry nachází umbry se vzájemně opačnou polaritou

McIntoshova klasifikace

McIntoshova klasifikace slunečních skvrn se skládá ze tří komponent Zpc. Komponenta Z označuje Curyšskou klasifikaci skvrn která charakterizuje vývojový stupeň skupiny skvrn. Komponenta p popisuje penumbru největší skvrny a c popisuje rozložení skvrn uvnitř skupiny.[19] Tato klasifikace je poměrně obsáhlá, a proto popíšeme jen ty třídy, které jsou pro nás důležité.

Z Curyšské klasifikace nás budou zajímat třídy D, E a F. Všechny třídy popisují bipolární skupiny skvrn s penumbry, liší se jen velikostí. Skupina slunečních skvrn třídy D nesmí být větší než 10° heliografické délky. Velikost skupiny slunečních skvrn třídy E se pohybuje v rozmezí 10° až 15° a skupina třídy F je větší než 15° .

Pro popis penumbry největší skvrny nás zajímají třídy [19]:

- s** – malá symetrická vláknitá penumbra kruhového tvaru. Průměr skvrny nepřesahuje $2,5^\circ$.
- a** – malá nepravidelná penumbra. Průměr skvrny nepřesahuje $2,5^\circ$.
- h** – velká symetrická penumbra. Průměr skvrny je větší než $2,5^\circ$.
- k** – velká nepravidelná penumbra. Průměr skvrny je větší než $2,5^\circ$.

Pro popis rozložení skvrn v rámci skupiny je třeba zavést pojmy vedoucí a chvostová skvrna. Vedoucí skvrna vznikla jako první. Po ní vznikly další skvrny včetně chvostové, která má opačnou polaritu jako vedoucí skvrna. Všechny ostatní skvrny v skupině se nachází mezi vedoucí a chvostovou skvrnou.[20]

Pro rozložení skvrn v rámci skupiny nás zajímají třídy [19]:

- o** – otevřená konfigurace, skupina skvrn obsahuje pouze vedoucí a chvostovou skvrnu
- i** – přechodná konfigurace, mezi vedoucí a chvostovou skvrnou se vyskytuje velké množství malých skvrn bez výrazné penumbry
- c** – kompaktní konfigurace, mezi vedoucí a chvostovou skvrnou se vyskytuje alespoň jedna skvrna s výraznou penumbrou

1.2 Sluneční erupce

Sluneční erupce je explozivní jev pozorovaný ve sluneční atmosféře, při kterém se uvolní energie 10^{22} – 10^{25} J ve formě energie záření, kinetické energie, termální a netermální energie. Velikost erupcí závisí na konkrétním případě, přičemž velikost eruptivní magnetické smyčky se pohybuje mezi 10^4 – 10^5 km. Na velikosti erupce závisí jednak množství uvolněné energie a taktéž doba trvání erupce, která se pohybuje řádově mezi 10^3 – 10^4 s.[1]

1.2.1 Pozorování slunečních erupcí

Sluneční erupce byla poprvé pozorována v bílém světle jako bílé zjasnění v okolí slunečních skvrn v roce 1859 Carringtonem a Hodgsonem.[21][22] Slunce bylo následně pozorováno v čáře $H\alpha$, což vedlo k zjištění, že sluneční erupce jsou poměrně častým fenoménem.[22] V čáře $H\alpha$ byla pozorována dvě jasná vlákna vzdalující se od sebe s rostoucím časem. Dlouhou dobu se erupce považovaly za chromosferický jev pozorovaný v $H\alpha$. [1] V roce 1942 byly detekovány rádiové emise, které odhalily přítomnost netepelných elektronů v koróně a během kterých se zářivost Slunce zvýšila i o několik řádů magnitud. Přibližně ve stejném čase S. E. Forbush si všiml, že zvýšení množství detekovaného kosmického záření souvisí s velkými erupcemi na Slunci. Tyto objevy znamenaly, že sluneční erupce se neomezují jen na tepelné plazma, ale obsahují i vysokoenergetické částice a zasahují do koróny. V roce 1958 Peterson a Winckler pozorovali první emisi

v tvrdém rentgenovém záření (HXR) v průběhu sluneční erupce. Pozorování emisí v HXR a mikrovlnném záření naznačovalo, že značnou část energie uvolněné během erupce mohou obsahovat vyzařující energetické částice.[22]

Emise v měkkém rentgenovém záření (SXR), extrémním ultrafialovém záření (EUV) a termálním milimetrovém záření ukázaly, že energie ze sluneční erupce zahřeje plazma v koronálních magnetických smyčkách na teploty 1,5 – 30 MK. Vysoké teploty a urychlení netepelných částic naznačují, že erupce mají původ v koróně a emise v bílém světle a v čáře $H\alpha$ jsou jen druhotným jevem. Tento závěr nemusí být ale úplně správný a při popisování sluneční erupce je potřeba nahlížet na korónu a chromosféru jako na interagující systém.[22]

1.2.2 Mechanismus vzniku slunečních erupcí

Magnetické pole, které je zdrojem energie erupcí, pochází z nitra Slunce, kde prochází konvektivní zónou, ve které je obklopeno plazmatem pod vysokým tlakem, které koná konvektivní pohyb. Důsledkem toho je, že magnetické pole má tvar mírně pokroucené úzké proudové trubice. Když se tato trubice dostane na povrch, tlak plynu klesne a magnetické pole rychle expanduje do sluneční atmosféry, kde vytvoří magnetickou strukturu. Zároveň při tomto procesu ztrácí svou magnetickou energii, i když část zůstane v magnetické struktuře ve formě elektrického proudu spojeného s polem.[1]

Bylo zjištěno, že existují události, která předcházejí vzniku erupce. Jednou z nich může být vznikající nová bipolární oblast na povrchu, která může interagovat s dřívějším magnetickým polem, co může vést ke vzniku erupce. Další takovou událostí může být aktivace nebo erupce filamentu, kdy dochází k destabilizaci magnetické struktury obsahující filament.[1]

Průběh sluneční erupce lze rozdělit na tři fáze – přederupční, impulzivní a graduální.[21] Časový průběh intenzity záření pro různé vlnové délky během jednotlivých fází je znázorněn na obrázku 1.3.

Přederupční fáze

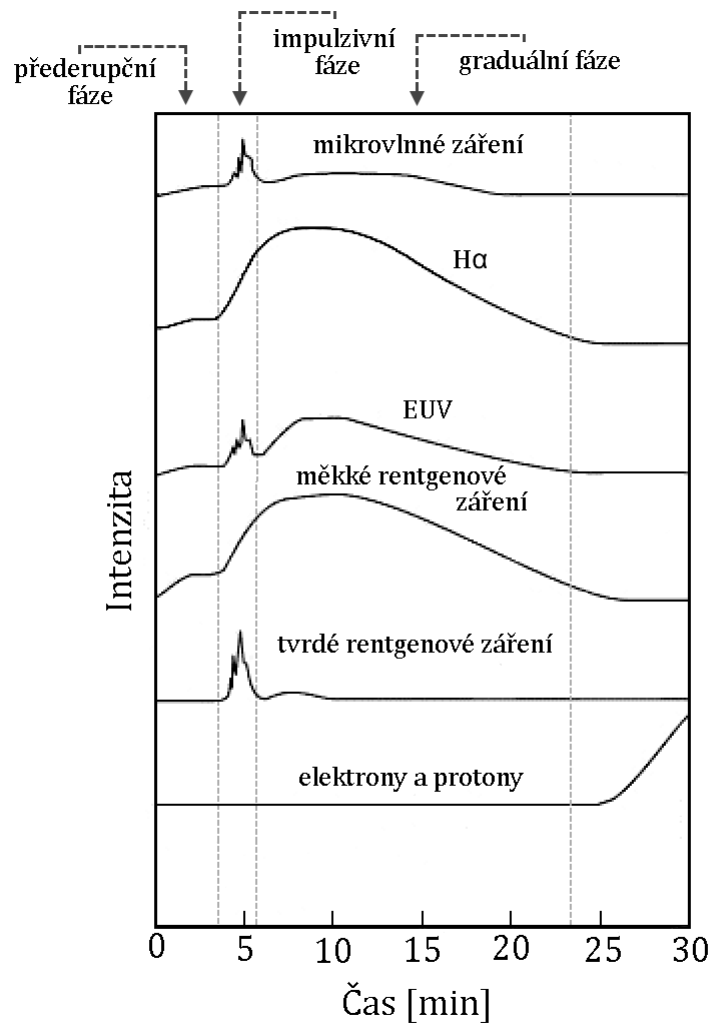
Pozorujeme postupný nárůst v SXR emisi, co indikuje zahřívání plazmatu v oblasti erupce ještě před jejím začátkem. [1] Nárůst SXR začíná asi tři minuty před impulzivní fází.[21]

Impulzivní fáze

Pro impulzivní fázi je charakteristický nárůst emise v HXR a mikrovlnném záření a generování vysokoenergetických částic. Typická délka impulzivní fáze je několik minut.

Během této fáze dochází k prudkému uvolnění energie magnetickou rekonexí.[1] Schéma magnetické rekonexe je na obrázku 1.4. Pod pojmem magnetická rekonexe je míněno propojení magnetických siločar složitého nepotenciálního pole, kdy dochází k přeměně energie magnetického pole na jiné druhy energie.[21] Tato energie je ihned přenesena z rekonexního bodu zářením, vedením tepla, vysokoenergetickými částicemi a shluky plazmatu.[1]

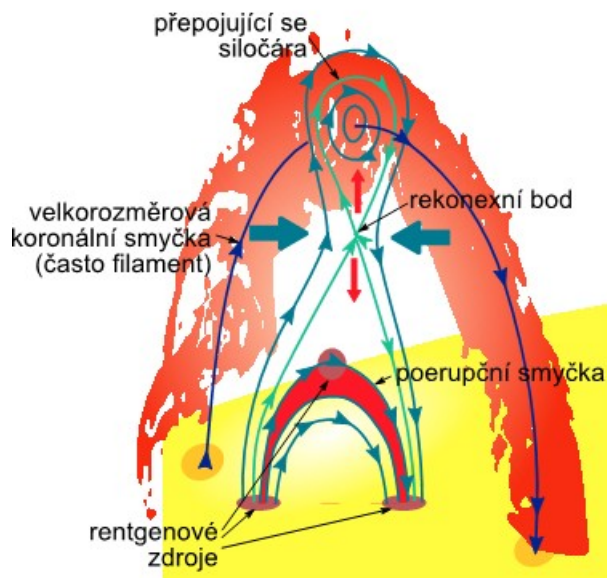
Vedením tepla a vysokoenergetickými částicemi je část energie přenesena dolů podél magnetických siločar, kde ohřeje plazma ve chromosféře. Tlak



Obrázek 1.3: Časová závislost intenzity záření pro různé vlnové délky během jednotlivých fází sluneční erupce. Inspirováno [23]

plynu v ohřáté chromosféře roste a tlačí horké plazma do koróny, která vyplní magnetickou smyčku. Tyto smyčky lze pozorovat v SXR, díky čemuž se nazývají SXR smyčky. Vysokoenergetické elektrony vzniklé během magnetické rekonexe sestupují podél SXR smyčky a na její základně vytvoří zdroje HXR. Tyto elektrony rovněž produkují mikrovlnné záření, protože jsou radiálně urychleny. Další zdroj HXR se může vytvořit na vrchu SXR smyčky. Vzniká sestupujícím vysokorychlostním tokem vytvořeným magnetickou rekonexí, který se srazí s vrcholem SXR smyčky.[1] Oba tyto HXR zdroje jsou znázorněny na obrázku 1.4. Důsledkem vysokoenergetických částic vzniká emise i v EUV a v čáře H α . Zdroje těchto záření jsou rovněž umístěny v základně SXR smyčky.[24][1]

Další část energie je transportovaná směrem nahoru jako shluk plazmatu nazývaný plazmoid.[1]



Obrázek 1.4: Schéma magnetické rekonexe, dostupné v článku [25]

Graduální fáze

Délka trvání graduální fáze závisí na síle erupce a má rozsah desítek minut až několik hodin.[1][21] Zatímco emise v HXR a mikrovlnném záření jsou výrazné jen během impulzivní fáze, SXR a $H\alpha$ emise rostou i po ní a jsou dominantní právě v graduální fázi.[1]

Hlavní příspěvek k $H\alpha$ emisi pochází z $H\alpha$ smyčky, která vzniká ochlazením SXR smyčky, čím se stává viditelnou právě v čáře $H\alpha$. Magnetická rekonexe ale pokračuje v koróně, nové smyčky se navrší na dřívější SXR smyčku, což způsobuje růst pozorované výšky SXR smyčky. Zároveň $H\alpha$ vlákna, které pozorujeme na základně teď už $H\alpha$ smyčky, se od sebe s časem vzdalují.

Poerupční smyčky můžeme pozorovat v čáře $H\alpha$ jen pokud jsou dostatečně husté (počet smyček $> 10^{12} \text{ cm}^{-3}$), což se stává jen při velmi silných erupcích.[1] V $H\alpha$ poerupčních smyčkách už gradient tlaku nedokáže kompenzovat gravitační sílu a plazma stéká podél smyček dolů k povrchu Slunce. V horní části smyček prakticky pozorujeme volný pád v gravitačním poli Slunce, zatímco u povrchu je rychlost plazmatu více-méně konstantní.[21]

1.2.3 Klasifikace erupcí

Sluneční erupce můžeme klasifikovat na základě píku jejich rentgenového toku (vlnové délky 0,1–0,8 nm), který je měřený družicemi GOES. Celkově rozlišujeme pět tříd erupce – A, B, C, M a X.[26] Toky příslušející jednotlivým třídám jsou uvedeny v tabulce 1.1.

Třída erupce	Rentgenový tok [W/m ²]
A	$< 10^{-7}$
B	$(10^{-7}, 10^{-6})$
C	$(10^{-6}, 10^{-5})$
M	$(10^{-5}, 10^{-4})$
X	$\geq 10^{-4}$

Tabulka 1.1: Rentgenový tok pro jednotlivé třídy slunečních erupcí.[26]

1.3 Bílé erupce

Ačkoli první pozorovaná sluneční erupce byla právě bílá erupce, dosud se nepodařilo spolehlivě vysvětlit mechanismus jejího vzniku. Bílá erupce je definována jako zjasnění v emisi kontinua v rozsahu vlnových délek větších než 360 nm. Tato emise je tedy pozorována ve viditelném spektru, čili v optickém kontinuu.[27] Optické kontinuum a jeho prodloužení do UV oblasti hraje dominantní roli v zářivosti erupce.[2]

Ve standardním modelu erupcí vysokoenergetické elektrony, které vzniknou rekonexí v koróně a urychlené postupují dolů ke slunečnímu povrchu, se zastaví v chromosféře. Emise v bílém světle se zdá, že je časově a prostorově propojena s HXR emisí v impulzivní fázi erupce. Tento objev vedl k tomu, že optické kontinuum může být způsobeno urychlenými elektrony s energiemi přibližně 10 – 100 keV.[2]

Na druhou stranu teorie předpovídá, že by se optické kontinuum mohlo alespoň částečně vytvářet ve vrchní části fotosféry, kam se pravděpodobně urychlené elektrony nemohou dostat.[28] Emise v optickém kontinuu se dlouho spojovala s nejsilnějšími rentgenovými erupcemi, protože se věřilo, že jen ty jsou schopné vytvořit tak energetické elektrony, které se dokážou dostat dostatečně hluboko do sluneční atmosféry. Avšak energie elektronů potřebná k dosažení fotosféry se pohybuje v řádu MeV, což se nedosahuje ani při nejsilnějších erupcích. Kromě toho byla bílá erupce detekována i u erupcí třídy C, což naopak naznačuje to, že by se bílá erupce mohla vyskytovat ve všech erupcích.[29] Bylo navrženo několik mechanismů, které se snaží obejít problém s nedostatečnou energií urychlených elektronů:

1. Přehnaná ionizace v chromosféře, kde se elektrony zastaví, může způsobit zjasnění kontinua napříč spektrem.[2] Přehnaně ionizovaná vrstva v chromosféře je opticky tenká a vznikne záření v Balmerově a Paschenově kontinuu způsobené rekombinací vodíku.[29] Balmerovo kontinuum odpovídá rekombinaci vodíku na první excitovanou hladinu a Paschenovo kontinuum na druhou excitovanou hladinu. Protože pohlčený elektron může mít jakoukoliv energii, která je ale větší než ionizační energie pro danou hladinu, vyzářená energie nemá diskrétní spektrum jako při přechodu mezi hladinami, ale výsledné spektrum je spojité, tedy kontinuum. Spektroskopie do jisté míry podporuje tento model, protože naznačuje přítomnost Balmerova a Paschenova skoku.[2] Balmerův, resp.

Paschenův skok označuje skok v intenzitě záření kontinua a nachází se na ionizační vlnové délce, která odpovídá první, resp. druhé excitované hladině. Tuto vlnovou délku nazýváme Balmerova, resp. Paschenova hrana.

2. Backwarming efekt, který vzniká v důsledku rekombinace vodíku na místě, kde se urychlené elektrony zastaví, a způsobí dostatečný ohřev fotosféry na záření kontinua. Balmerovo záření z chromosféry je emitováno dolů a dostane se do horní části fotosféry, kterou ohřívá až do dosažení radiační rovnováhy. Přirozená opacita aniontu vodíku H^- při mírně zvýšené teplotě může způsobit záření kontinua v bílém světle. V tomto případě by kontinuum mělo spektrum absolutně černého tělesa, i když je někdy možné i v tomto případě ve spektru vidět Balmerovu a Paschenovu hranu.[2]
3. Kontinuum může být způsobeno urychlenými protony místo elektrony, které by mohly dosáhnou vrchní částí fotosféry.[28]
4. Model urychlených elektronů může být celkově nesprávný a rentgenová emise a bílé kontinuum mohou mít jiný původ.[2]

Není zatím rozhodnuto, který ze zmíněných mechanismů bílé erupce odpovídá skutečnosti. Na vzniku bílé erupce se mohou podílet i další efekty a výsledný model bílé erupce může obsahovat kombinaci výše zmíněných nebo i dalších mechanismů.

2. Metodologie

2.1 Data

2.1.1 Datové kostky

Solar Dynamics Observatory¹ (SDO) provádí pozorování atmosféry Slunce, jeho magnetického pole, zářivosti a horkého plazmatu v koróně. Speciálně přístroj Helioseismic and Magnetic Imager² (HMI) poskytuje měření fotosféry Slunce. Konkrétně měří absorpční čáru železa Fe I (617,3 nm) na šesti pozicích v jejím profilu pro celý sluneční disk. HMI poskytuje čtyři hlavní typy dat:

- *dopplerogramy* – mapy podélné složky rychlosti plazmatu
- *filtragramy kontinua* – fotografie fotosféry v širokém rozsahu vlnových délek
- *vektorové magnetogramy* – mapy fotosférického magnetického pole
- *line-of-sight magnetogramy* – rovněž mapy fotosférického magnetického pole, ale pod pojmem line-of-sight magnetogramy máme namysli mapu magnetického pole promítnutého do směru k pozorovateli. Kdybychom studovali magnetogram ve středu slunečního disku, měli bychom mapu průmětu magnetického pole na sluneční disk.

Pro hledání bílých erupcí jsme použili filtragramy kontinua, kde je zachycená intenzita záření slunečního disku. Rovněž k těmto filtragramům byly pořízeny i line-of-sight magnetogramy pro studium magnetického pole v okolí bílých erupcí.

Získána data jsou datové kostky, které se skládají z 240 snímků slunečního disku. Každý snímek má tvar čtverce 768×768 pixelů, přičemž jeden pixel odpovídá 0,5" na slunečním disku. Časový rozdíl mezi snímky je 45 s, tedy celá datová kostka obsahuje tříhodinový časový vývoj.

2.1.2 Výběr erupcí vhodných k analýze

Sluneční erupce vhodné k analýze toho, jestli při nich nastala i bílá erupce, byly vyhledány v archivu družice GOES. Vybrané erupce musely splňovat několik vlastností:

- Nastaly po roce 2010, protože jen pro ty erupce jsme byli schopni získat potřebná data.
- Byly třídy M5.0 nebo vyšší, protože jsme předpokládali, že u silnějších erupcí bude bílá erupce snadněji detekovatelná.
- Nacházeli se dostatečně blízko středu slunečního disku, aby jsme získali dostatečné rozlišení. Hranice byla stanovena tak, aby úhlová vzdálenost od středu slunečního disku nepřekročila hodnotu 50° v žádném směru.

¹<https://sdo.gsfc.nasa.gov/>

²<http://hmi.stanford.edu/>

Všechny erupce byly vyhledány v Solar Monitoru³ od NASA a následně byly ověřeny jejich polohy a intenzity. V některých případech se stalo, že se intenzita erupce neshodovala. Tehdy byla použita intenzita z družice GOES. Rozdíly však nikdy nebyly větší než $0,1 \cdot 10^{-5} \text{ W/m}^2$, tedy nastaly jen u některých erupcí třídy M. Ze Solar Monitoru byly také získány údaje o klasifikaci oblastí, ve kterých nastaly sluneční erupce.

Těmto kritériím vyhovovalo 53 slunečních erupcí, přičemž první nastala 13.02.2012 a poslední 24.08.2015. Pro každou z těchto erupcí byly získány datové kostky intenzit a příslušné magnetogramy. Začátek datových kostek byl stanoven na hodinu před začátkem erupce. Analyzováno bylo nakonec ale 54 erupcí, protože v jedné datové kostce byly detekovány dvě bílé erupce. Ukázalo se, že před erupcí M6.2, která nastala 05.07.2012 se začátkem v čase 11:39, byla ještě erupce M1.8 se začátkem v čase 10:44. Protože datová kostka začíná hodinu před začátkem erupce, byla v ní nahrána i dřívější slabší erupce. Do následné analýzy byla tedy přidána i tato erupce třídy M1.8.

2.2 Program

Jelikož bílou erupci pozorujeme jako zjasnění části fotosféry v okolí slunečních skvrn, úkolem programu na hledání bílých erupcí je detekovat nárůst intenzity v relativně malé oblasti vzhledem k velikosti snímku. Bílá erupce obvykle trvá déle než 45 s a pohybuje se po slunečním disku, tedy by se měla objevit na více snímcích, ale mírně posunutá. Jako bílou erupci tedy program detekuje zvýšení intenzity v malé oblasti snímku, které se posunuté objeví i na dalších snímcích.

2.2.1 Metoda programu

Vstupem programu je datová kostka intenzity ve formátu FITS⁴, kde první dvě souřadnice jsou prostorové a třetí časová. Velikost datové kostky musí být v obou prostorových souřadnicích stejná. Zadan může být i volitelný parametr, kterým je násobek σ_M standardní odchylky, kterého význam je vysvětlen v dalším odstavci. Pokud je vynechán, program použije výchozí hodnotu definovanou v kódu programu, která byla určena až po analýze více hodnot. Podrobně je tato analýza vysvětlena v části 2.2.2.

Program nejdřív načítá datovou kostku a uloží ji do 3D pole. Pro každý prostorový bod najde a odstraní dlouhodobý časový trend v intenzitě. Odstranění dlouhodobého trendu probíhá tak, že se časová závislost intenzity v každém prostorovém bodě proloží polynomem pátého stupně, a ten je následně odečten od původních hodnot. Pak se spočítá časová střední hodnota a standardní odchylka intenzity v každém prostorovém bodě. Program následně uloží každý bod z 3D pole, kde je intenzita větší než příslušný součet střední hodnoty a standardní odchylky vynásobené hodnotou σ_M .

Teď se program snaží najít skupiny bodů, kde se mohla bílá erupce vyskytnout. Tyto skupiny se hledají na každém snímku samostatně, tedy se vždy prohledává jen 2D pole. Prohledávání je uskutečněno pomocí algoritmu

³<https://solarmonitor.org/>

⁴https://fits.gsfc.nasa.gov/fits_documentation.html

prohledávání do šířky⁵ (breadth-first search – BFS), který se podívá na okolí každého bodu se zvýšenou intenzitou, aby zjistil, jestli je i některý z jeho osmi sousedů bodem se zvýšenou intenzitou. Je-li nalezená skupina bodů dostatečně velká (60 bodů), program ji uloží a začne hledat další skupiny dokud neprojde všechny body. Navíc byla stanovena i horní hranice na počet bodů (3 000 bodů) v jedné skupině. Tato hranice byla přidána kvůli tomu, že v některých souborech několik snímků chybělo, tedy byla v některých časech ve všech prostorových bodech nulová intenzita. Ve snímcích, které následovaly hned za chybějícími, byl detekován nárůst intenzity ve velkém počtu bodů. Tento počet bodů byl mnohem větší, než kdyby byla skutečně detekována bílá erupce.

Pro každou skupinu bodů program spočítá střední hodnotu obou prostorových souřadnic, a tím najde její střed. Potom opět použitím BFS algoritmu se program pokusí zjistit, jestli se blízko středu jedné skupiny nenachází střed jiné skupiny, která se nachází v následujícím snímku, tedy v dalším časovém okamžiku. Pokud je časový interval mezi prvním a posledním středem skupiny dostatečně dlouhý (limit je stanoven na čtyři snímky, což odpovídá třem minutám), tyto skupiny jsou uloženy. Ze stejného důvodu jako v prvním BFS je i tady stanovena hranice na maximální počet bodů (1 000 bodů) v celkové sekvenci středů, aby mohly být skupiny uloženy. Teď všechny body, které jsou v uložených skupinách, jsou body, kde by se měla nacházet bílá erupce, a jsou vypsány do výstupního souboru.

Výstupem programu je textový soubor, kde jsou pod sebou vypsány souřadnice bodů. První dvě vypsané souřadnice jsou prostorové, poslední je časová a jsou od sebe odděleny mezerou.

Chybějící snímky v souborech mohou ovlivnit detekci bílé erupce. Kromě toho, že není samozřejmě detekovatelná, pokud nastala během chybějících snímků, je ale problém s její detekcí i ve snímcích následujících těsně potom. Jelikož je v těchto snímcích velké množství bodů, kde je intenzita zvýšená, ale nejsou to body bílé erupce, tak kdyby se bílá erupce nacházela v okolí těchto bodů, je možné, že by ji program nedetekoval. Bohužel asi jediným zaručeným způsobem by bylo mít soubory s nechybějícími snímky, což ale není vždy možné.

Program byl napsán v jazyce C# a vyžaduje .NET Framework 3.5. Pro načítání FITS souborů je použita knihovna CSharpFITS⁶, od které nemáme zdrojové kódy a máme ji k dispozici jen jako přeloženou knihovnu pro platformu Windows. Z toho vyplývá, že je program spustitelný pouze na platformě Windows. Dále byla ještě použita knihovna na proložení intenzity polynomem. K této knihovně máme zdrojové kódy volně dostupné na stáhnutí⁷ a byly použity se souhlasem autora. Zdrojový kód programu i s návodem na jeho kompilaci je uveden v elektronické příloze.

2.2.2 Určování parametru

Pro určení velikosti násobku σ_M standardní odchylky byly použity dvě metody. V první metodě jsme vyšetřovali, jak se v závislosti na parametru σ_M mění celkový počet nalezených bodů, a ve druhé, jak se mění rozptyl nalezených

⁵<http://mj.ucw.cz/vyuka/ads/05-grafy.pdf>, str. 4-8 [Přístup: 04.05.2017]

⁶<https://www.nuget.org/packages/CSharpFITS/>

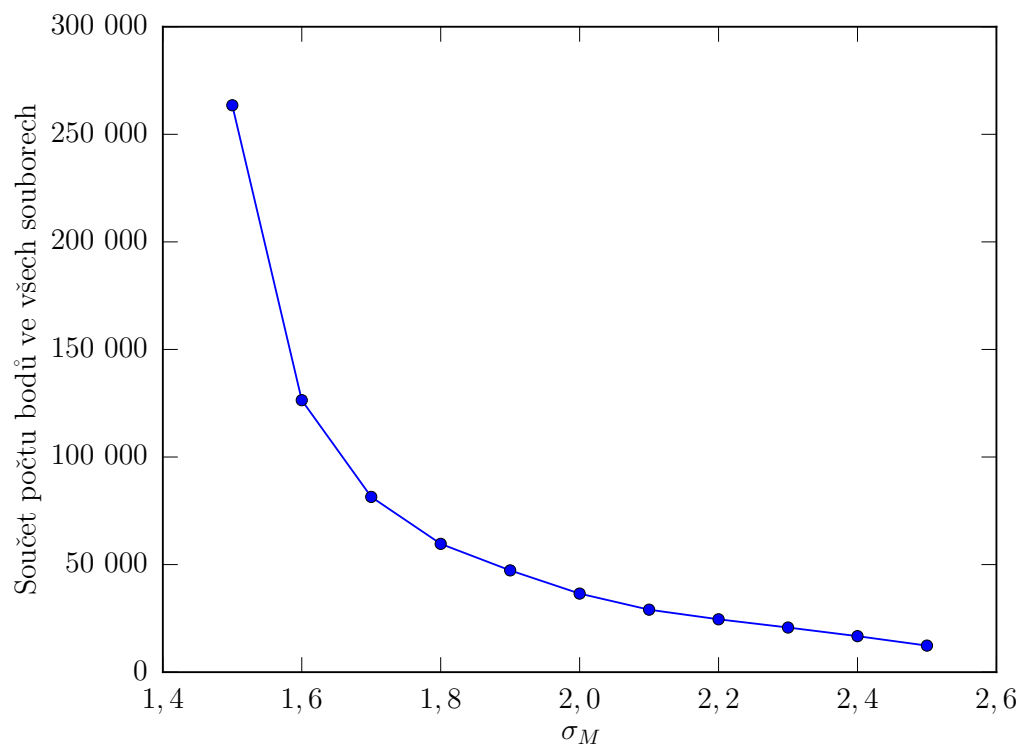
⁷<http://www.vilipetek.com/2014/12/13/polynomial-fitting-in-c/>
[Přístup: 07.05.2017]

bodů. Při určování vhodných parametrů nebyly použity tři datové kostky. Jedna z nich patří erupci třídy M6.2 ze dne 05.07.2012 s maximem v čase 11:44, protože před ní nastala erupce M1.8, a tedy se v jedné datové kostce nacházely dvě erupce, což by mohlo ovlivnit výsledky. Navíc pro malé hodnoty σ_M tam byly nalezeny i body, které nepatřily ani jedné erupci, a tedy při dělení výstupního souboru se nedalo rozhodnout, kde soubor rozdělit. Další dvě datové kostky patřily erupcím X5.4 ze dne 7.3.2012 s maximem v čase 00:24 a X1.2 ze dne 7.3.2012 s maximem v čase 01:14. Protože datové kostky mají délku tří hodin, tyto dvě datové kostky se překrývají, co vede ke stejnému problému jako v předchozím případě. Pro tuto analýzu bylo tedy použito jen 50 erupcí, jejichž datové kostky byly zpracovány s parametrem σ_M z intervalu od 1,5 až do 2,5 s krokem 0,1. Zbylé tři datové kostky byly zpracovány až s výsledným parametrem.

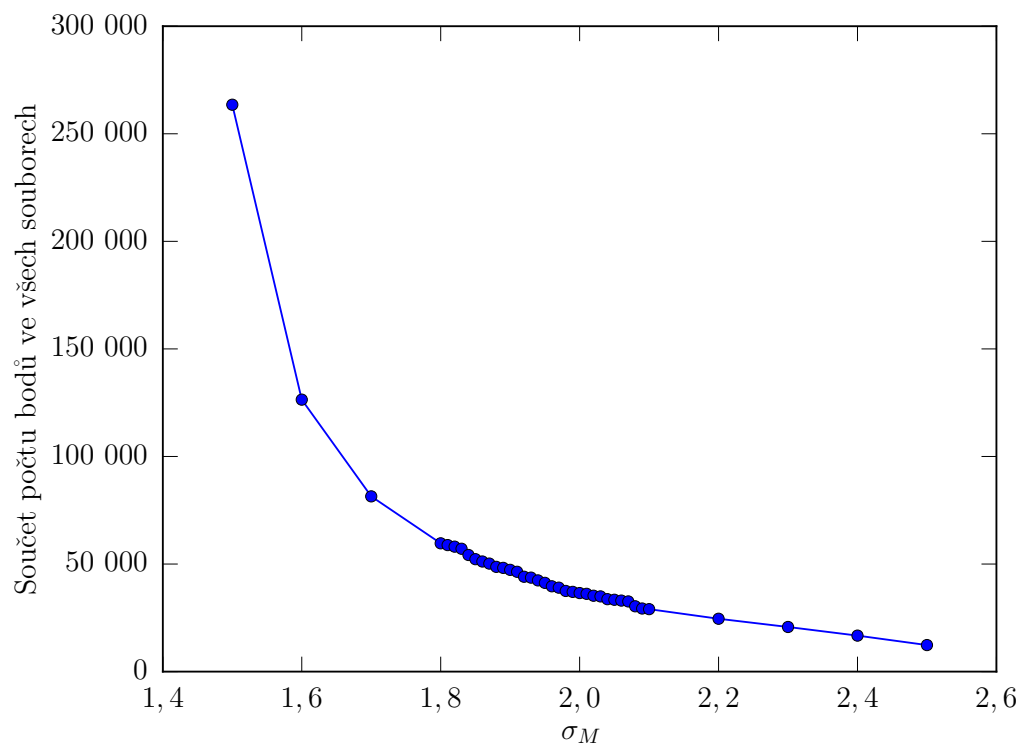
Celkový počet bodů

Při této metodě jsme předpokládali, že pro hodnoty parametru σ_M menší než optimum bude počet detekovaných bodů rychle růst a naopak pro hodnoty větší než optimum bude počet bodů pomalu klesat. U hodnot prahu menších než optimum je kvůli náhodným fluktuacím v intenzitě víc pravděpodobné, že je v nějakém bodě, kde erupce nenastala, intenzita větší než tato nastavená hodnota. A čím je nastavená hodnota prahu menší, tím větší je počet falešných detekcí. Pro hodnoty prahu menší než optimum hraje roli pravděpodobně jen to, že se zvyšujícím se parametrem σ_M je větší procento bodů, ve kterých zjasnění nebylo dostatečně silné, aby bylo detekovatelné. Závislost celkového počtu bodů na parametru σ_M je znázorněna na obrázku 2.1a a odpovídá předpokladu. Na obrázku 2.1c je znázorněna stejná závislost jen s vertikální osou v logaritmické škále.

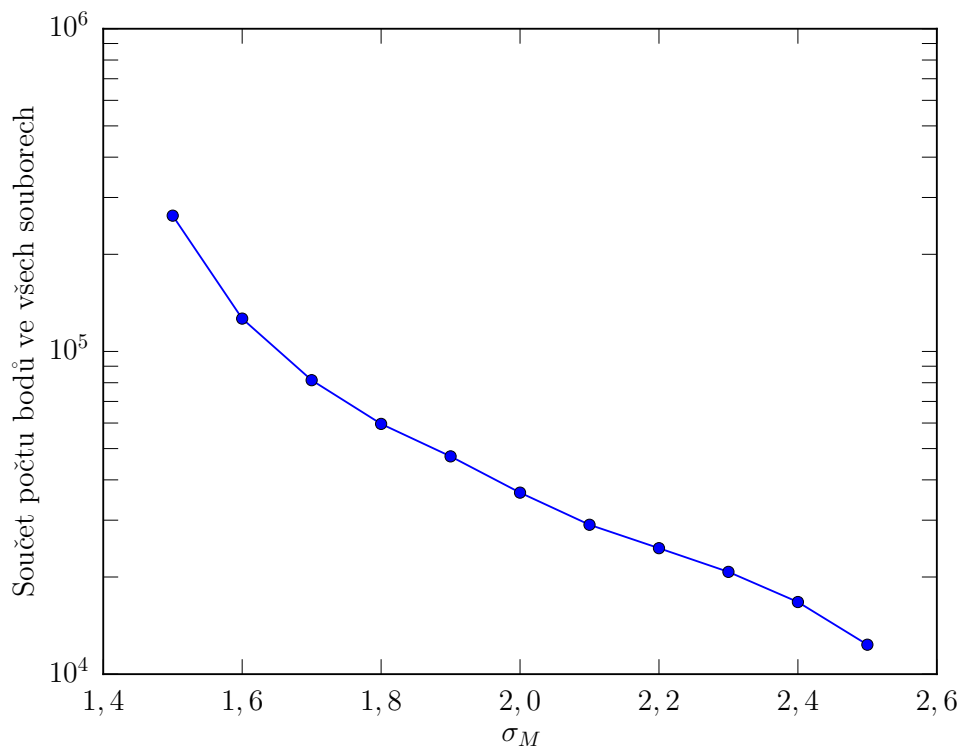
Z obrázků 2.1a a 2.1c není ale úplně zjevné, kde přesně se nachází optimum. Pro hledání zlomu je výhodnější použít obrázek 2.1c, protože tam jsou zlomy nápadnější než na obrázku 2.1a. Jeden zlom se nachází u hodnoty 2,1 a tato hodnota byla zprvu považována za možné optimum. Proto byly datové kostky analyzovány v intervalu 2,0 až 2,1 s krokem 0,01. Následně jsme si ale všimli, že podobný zlom se nachází i u hodnoty 1,9. Proto byly všechny datové kostky analyzovány v intervalu 1,8 až 2,0 opět s krokem 0,01. Na obrázcích 2.1b a 2.1d můžeme vidět stejné závislosti jako na obrázcích 2.1a a 2.1c, ale tady jsou znázorněny i body po zjemnění kroku v intervalu 1,8 až 2,1. Bohužel ani z těchto grafů není přesně vidět, která hodnota je optimální, proto byla použita ještě druhá metoda.



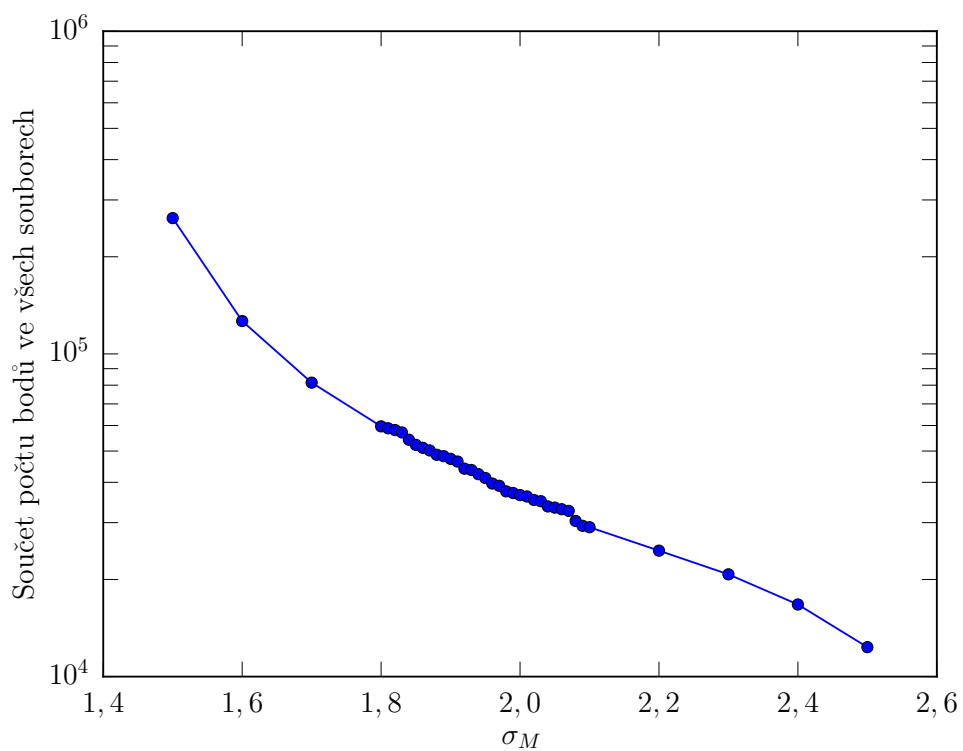
(a) Lineární škála



(b) Lineární škála - zjemnění kroku



(c) Logaritmická škála



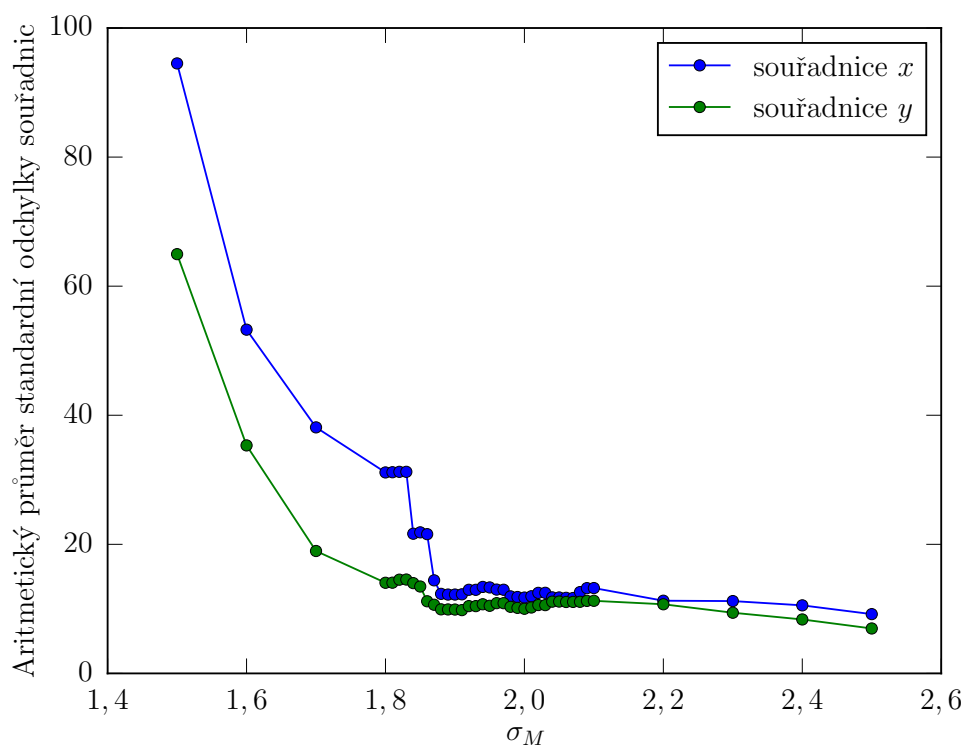
(d) Logaritmická škála - zjemnění kroku

Obrázek 2.1: Závislost celkové počtu bodů na násobku σ_M standardní odchylky. Body nejsou proloženy žádnou závislostí, znázorněná křivka je jen spojnice bodů, která umožňuje lépe vidět změny ve tvaru závislosti.

Rozptyl bodů

V této metodě jsme postupovali tak, že pro každou hodnotu parametru σ_M se pro každý soubor zvlášť spočítala standardní odchylka souřadnice x a souřadnice y všech nalezených bodů. Následně se pro každý parametr σ_M spočítal aritmetický průměr standardních odchylek všech 50 souborů pro každou souřadnici zvlášť.

V tomto případě jsme předpokládali, že body bílé erupce se budou nacházet u sebe a rozptyl jejich poloh bude malý ve srovnání s velikostí pozorované oblasti. Pro malé hodnoty parametru σ_M jsou nalezeny i body s falešnou detekcí. Dá se očekávat, že tyto body nebudou soustředěny jen v okolí bílé erupce, ale více-méně přes celou oblast, což značně zvýší rozptyl bodů. Tedy jsme očekávali, že s rostoucím parametrem σ_M bude velikost standardní odchylky klesat až do optima, od kdy bude závislost přibližně konstantní. Konstantní závislost byla předpokládána na základě toho, že pro vyšší hodnoty σ_M sice počet bodů klesá, ale jejich rozptyl se velmi nezmění, protože všechny body leží více-méně při sobě. Závislost aritmetického průměru standardní odchylky souřadnic na parametru σ_M je znázorněna na obrázku 2.2. Na základě obrázku 2.2 byla jako optimum parametru σ_M zvolena hodnota 1,88, od které jsou obě závislosti přibližně konstantní.



Obrázek 2.2: Závislost aritmetického průměru standardní odchylky souřadnic x a y na parametru σ_M . Znázorněná křivka není proložená závislost, ale jen spojnice bodů.

3. Výsledky

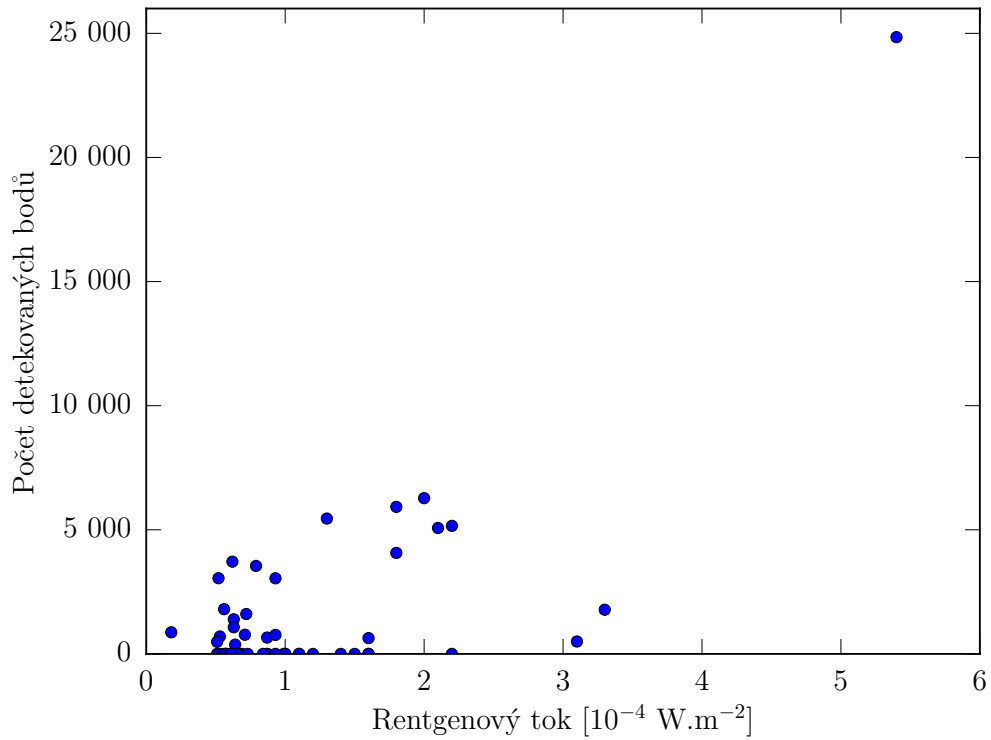
3.1 Rentgenový tok a bílá erupce

Po analýze všech datových kostek pro parametr $\sigma_M = 1,88$ bylo u každé z 54 slunečních erupcí zjištěno, jestli nastala i bílá erupce. Pro každou detekovanou bílou erupci známe souřadnice všech bodů, ve kterých program detekoval bílou erupci. V tabulce 3.1 je uveden datum, čas maxima a třída sluneční erupce, NOAA číslo a klasifikace skupiny slunečních skvrn, ve kterých sluneční erupce nastala. Dále je tam uveden počet detekovaných bodů bílé erupce a skupina, do které byla sluneční erupce zařazena. Skupina N znamená, že nebyla detekována bílá erupce, význam skupin P a F je znázorněn na obrázku 3.1b. Nejdříve jsme vyšetřovali, jestli je nějaká závislost mezi rentgenovým tokem sluneční erupce a počtem detekovaných bodů bílé erupce. Tato závislost je v lineární škále znázorněna na obrázku 3.1a a na obrázku 3.1b je znázorněna s oběma osami v logaritmické škále.

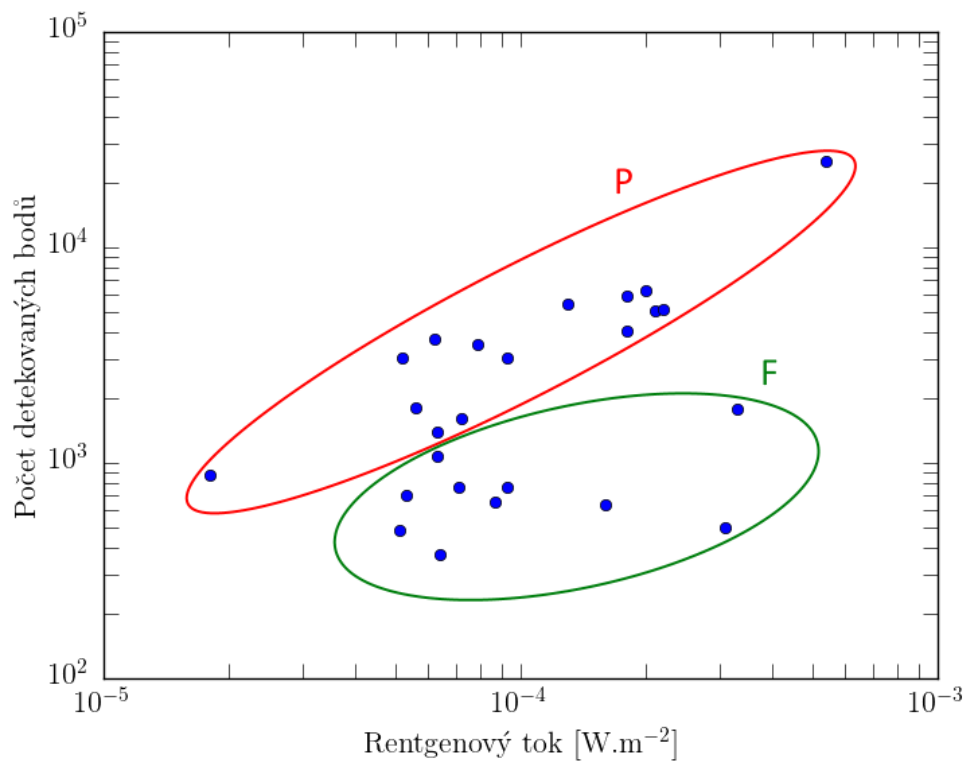
Datum	Čas	Třída erupce	NOAA číslo	Haleova třída	McIntoshova třída	Počet bodů	Skupina
13.02.2011	17:38	M6.6	11158	β	Dsi	0	N
15.02.2011	01:56	X2.2	11158	$\beta\gamma$	Ekc	5158	P
09.03.2011	23:23	X1.5	11166	$\beta\gamma\delta$	Fkc	0	N
30.07.2011	02:09	M9.3	11261	$\beta\gamma\delta$	Dai	3047	P
03.08.2011	13:48	M6.0	11261	$\beta\gamma\delta$	Fkc	0	N
04.08.2011	03:57	M9.3	11261	$\beta\gamma\delta$	Dki	764	F
06.09.2011	01:50	M5.3	11283	$\beta\gamma$	Eai	702	F
06.09.2011	22:20	X2.1	11283	$\beta\gamma$	Eai	5073	P
07.09.2011	22:38	X1.8	11283	$\beta\gamma\delta$	Eai	5924	P
08.09.2011	15:46	M6.7	11283	$\beta\gamma\delta$	Dai	0	N
23.01.2012	03:59	M8.7	11401	$\beta\gamma$	Eki	0	N
07.03.2012	00:24	X5.4	11429	$\beta\gamma\delta$	Dkc	24846	P
07.03.2012	01:14	X1.3	11429	$\beta\gamma\delta$	Dkc	5452	P
09.03.2012	03:53	M6.3	11429	$\beta\gamma\delta$	Ekc	1075	F
10.03.2012	17:44	M8.4	11429	$\beta\gamma\delta$	Ekc	0	N
10.05.2012	04:18	M5.7	11476	$\beta\gamma\delta$	Fkc	0	N
02.07.2012	10:52	M5.6	11515	$\beta\gamma$	Ekc	0	N
04.07.2012	09:55	M5.3	11515	$\beta\gamma\delta$	Fkc	0	N
05.07.2012	11:44	M6.2	11515	$\beta\gamma\delta$	Fkc	3716	P
12.07.2012	16:49	X1.4	11520	$\beta\gamma\delta$	Fkc	0	N
11.04.2013	07:16	M6.5	11719	$\beta\gamma$	Dai	0	N
24.10.2013	00:30	M9.3	11877	$\beta\gamma\delta$	Dki	0	N
01.11.2013	19:53	M6.3	11884	$\beta\gamma\delta$	Ekc	1394	P
05.11.2013	22:12	X3.3	11890	$\beta\gamma\delta$	Ehc	1780	F

Datum	Čas	Třída erupce	NOAA číslo	Haleova třída	McIntoshova třída	Počet bodů	Skupina
08.11.2013	04:26	X1.1	11890	$\beta\gamma\delta$	Ehc	0	N
10.11.2013	05:14	X1.1	11890	$\beta\gamma\delta$	Ekc	0	N
31.12.2013	21:58	M6.4	11936	$\beta\gamma\delta$	Eac	372	F
01.01.2014	18:52	M9.9	11936	$\beta\gamma\delta$	Eac	0	N
07.01.2014	10:13	M7.2	11944	$\beta\gamma\delta$	Fkc	1608	P
07.01.2014	18:32	X1.2	11944	$\beta\gamma\delta$	Fkc	0	N
04.02.2014	04:00	M5.2	11967	$\beta\gamma\delta$	Fkc	3050	P
29.03.2014	17:48	X1.0	12017	$\beta\delta$	Dao	0	N
18.04.2014	13:03	M7.3	12036	$\beta\gamma$	Dhc	0	N
10.09.2014	17:45	X1.6	12158	$\beta\gamma\delta$	Dkc	0	N
28.09.2014	02:58	M5.1	12175	$\beta\gamma\delta$	Dkc	488	F
22.10.2014	01:59	M8.7	12192	$\beta\gamma\delta$	Fkc	659	F
22.10.2014	14:28	X1.6	12192	$\beta\gamma\delta$	Fkc	638	F
24.10.2014	21:41	X3.1	12192	$\beta\gamma\delta$	Fkc	500	F
25.10.2014	17:08	X1.0	12192	$\beta\gamma\delta$	Fkc	0	N
26.10.2014	10:56	X2.0	12192	$\beta\gamma\delta$	Fkc	6273	P
27.10.2014	00:34	M7.1	12192	$\beta\gamma\delta$	Fkc	773	F
07.11.2014	17:26	X1.6	12205	$\beta\gamma\delta$	Ekc	0	N
16.11.2014	17:48	M5.7	12209	$\beta\gamma\delta$	Fkc	0	N
04.12.2014	18:25	M6.1	12222	$\beta\gamma$	Ekc	0	N
17.12.2014	04:51	M8.7	12242	$\beta\gamma\delta$	Dkc	0	N
18.12.2014	21:58	M6.9	12241	$\beta\gamma\delta$	Ekc	0	N
20.12.2014	00:28	X1.8	12242	$\beta\gamma\delta$	Ekc	4069	P
09.03.2015	23:53	M5.8	12297	$\beta\gamma\delta$	Dhc	0	N
10.03.2015	03:24	M5.1	12297	$\beta\delta$	Dac	0	N
11.03.2015	16:22	X2.2	12297	$\beta\gamma\delta$	Dkc	0	N
22.06.2015	18:23	M6.6	12371	$\beta\gamma\delta$	Fkc	0	N
25.06.2015	08:16	M7.9	12371	$\beta\gamma$	Fkc	3545	P
24.08.2015	07:33	M5.6	12403	$\beta\gamma\delta$	Ekc	1801	P
05.07.2012	10:48	M1.8	11515	$\beta\gamma\delta$	Fkc	870	P

Tabulka 3.1: Datum, čas maxima a třída sluneční erupce, NOAA číslo skupiny slunečních skvrn, její Haleova a McIntoshova třída, počet detekovaných bodů bílé erupce a skupina sluneční erupce.



(a) Lineární škála



(b) Logaritmická škála v obou osách

Obrázek 3.1: Závislost celkové počtu bodů na rentgenovém toku sluneční erupce. V logaritmické škále jsou bílé erupce rozděleny na skupinu P, u které se zdá, že počet bodů roste s rentgenovým tokem, a na skupinu F, kde je počet bodů přibližně konstantní.

Na obrázku 3.1b můžeme vidět dvě ze tří skupin slunečních erupcí. Celkově ale máme tři skupiny:

1. *skupina N* – nebyla detekována bílá erupce.
2. *skupina P* – počet detekovaných bodů bílé erupce roste s rentgenovým tokem sluneční erupce
3. *skupina F* – počet detekovaných bodů bílé erupce nejeví závislost na rentgenovém toku sluneční erupce a je přibližně konstantní, přičemž se řádově pohybuje okolo 1 000.

Rozdělení do skupin bylo provedeno od oka, tedy toto rozdělení je částečně subjektivní. Bílé erupce nacházející se na hranicích oblasti skupiny F by teoreticky mohly patřit i do skupiny P a obráceně. Potom speciálně u erupce třídy M1.8 není přidělení do skupiny jednoznačné, protože je to jediná erupce s takto nízkým rentgenovým tokem, a tedy neznáme chování erupcí v této části grafu.

Filtrogram a magnetogram erupce ze skupiny P, konkrétně erupce třídy X2.2 ze dne 15.02.2011 s maximem v čase 01:56, jsou zobrazeny na obrázku 3.2. Filtrogram a magnetogram erupce ze skupiny F, konkrétně erupce třídy M5.1 ze dne 28.09.2014 s maximem v čase 02:58, jsou zobrazeny na obrázku 3.3. Červenou barvou jsou vyznačeny body, ve kterých byla detekována bílá erupce. Filtrogramy a magnetogramy na obrázcích 3.2 a 3.3 jsou uvedeny jen jako příklady, filtrogramy a magnetogramy všech erupcí ze skupin P a F jsou zobrazeny v příloze.

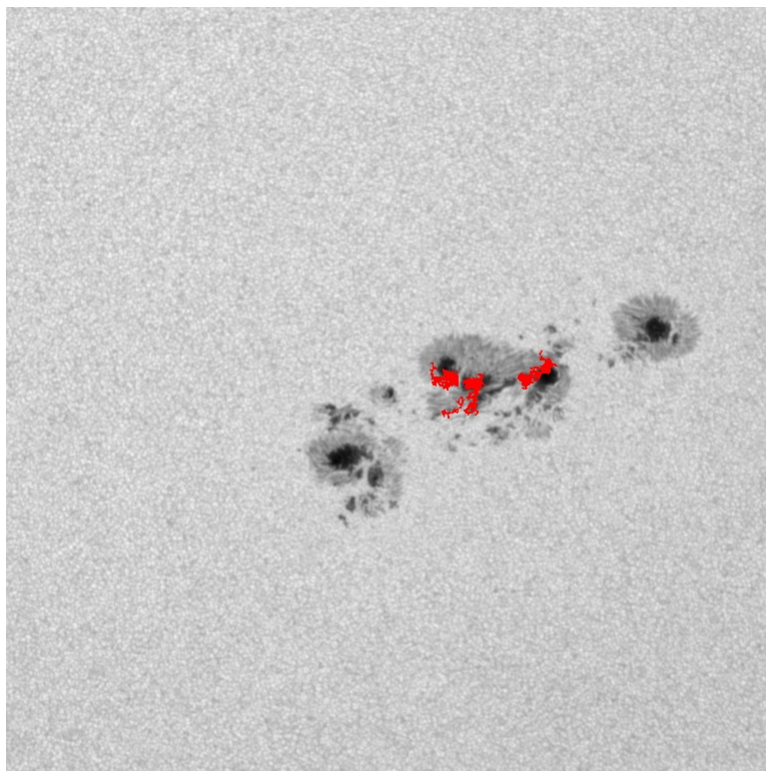
3.2 Magnetické pole a bílá erupce

S použitím magnetogramů jsme vyšetřovali, jak závisí magnetické pole v okolí slunečních erupcí na tom, do které skupiny byla sluneční erupce zařazena. V magnetogramech máme informaci o složce magnetické indukce ve směru k pozorovateli. Konkrétně známe její hodnotu v každém bodě studované oblasti slunečního povrchu. Pokud se nacházíme v dostatečné blízkosti středu slunečního disku a studovaná oblast je malá vzhledem k rozměrům slunečního disku, můžeme tuto veličinu asociovat s radiální složkou indukce magnetického pole Slunce. V rámci jedné oblasti vlastně neuvažujeme zakřivení povrchu Slunce a předpokládáme, že studované zorné pole je skutečně ploché. Kolmý směr k této ploše ztotožníme se směrem osy z , proto studovanou radiální složku magnetické indukce značíme B_z . Pro všechny studované erupce jsme předpokládali, že tyto předpoklady jsou splněny.

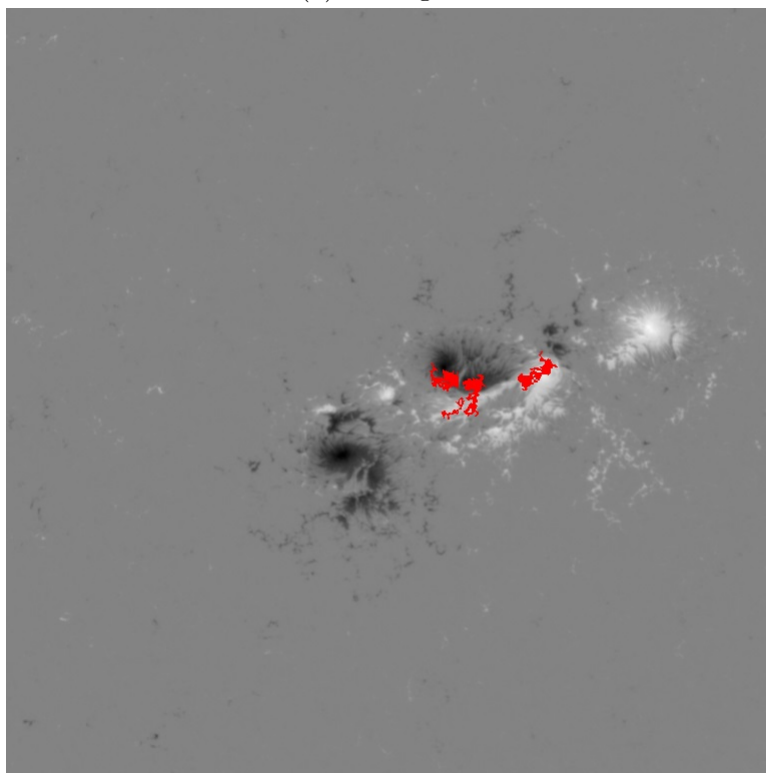
Pro každou sluneční erupci jsme v každém čase numericky spočítali derivaci veličiny B_z ve směru osy x a osy y . Z toho máme informaci o veličině, kterou budeme značit $|\nabla B_z|$ a kterou spočteme vztahem

$$|\nabla B_z| = \sqrt{\left(\frac{\partial B_z}{\partial x}\right)^2 + \left(\frac{\partial B_z}{\partial y}\right)^2}. \quad (3.1)$$

Velichina $|\nabla B_z|$ připomíná velikost gradientu, proto ji značíme stejně, ale nejedná se o velikost gradientu veličiny B_z v pravém smyslu, protože chybí

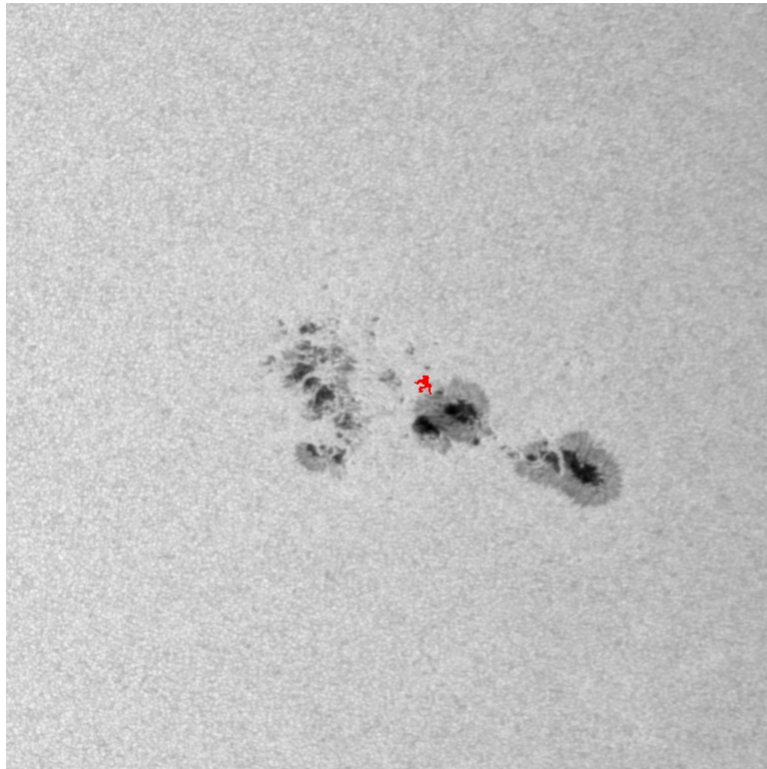


(a) Filtrogram

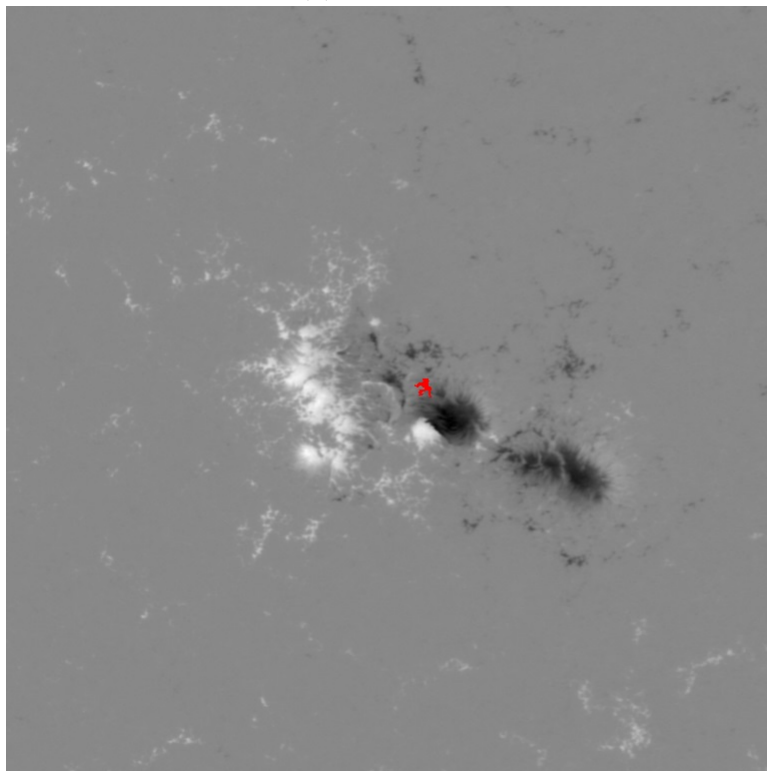


(b) Magnetogram

Obrázek 3.2: Filtrogram a magnetogram sluneční erupce ze skupiny P třídy X2.2 ze dne 15.02.2011 s maximem v čase 01:56. Červenou barvou jsou vyznačeny body, ve kterých byla detekována bílá erupce.



(a) Filtrogram



(b) Magnetogram

Obrázek 3.3: Filtrogram a magnetogram sluneční erupce ze skupiny F třídy M5.1 ze dne 28.09.2014 s maximem v čase 02:58. Červenou barvou jsou vyznačeny body, ve kterých byla detekována bílá erupce.

informace o derivaci ve směru z . Nicméně nám dává hrubou informaci o změnách v magnetickém poli Slunce.

Při studování magnetogramů se zdálo, že bílé erupce ze skupiny P se nachází v oblastech, kde se výrazně mění polarita magnetického pole. Z toho jsme usoudili, že změna magnetického pole v bodech bílých erupcí ze skupiny P, charakterizována veličinou $|\nabla B_z|$, by měla být větší než u bílých erupcí ze skupiny F. Proto jsme studovali chování funkce f definované vztahem

$$f = \frac{|\nabla B_z(x, y, t)|}{\max(|\nabla B_z|)(t)}. \quad (3.2)$$

Funkce f může nabývat všech hodnot z intervalu $\langle 0, 1 \rangle$. Hodnoty funkce f byly spočteny pro všechny sluneční erupce. Celkově jsme studovali histogramy funkce f pro čtyři situace:

1. Ve vztahu 3.2 se uvažovaly jen hodnoty veličiny $|\nabla B_z|$ v bodech bílých erupcí ze skupiny P.
2. Ve vztahu 3.2 se uvažovaly jen hodnoty veličiny $|\nabla B_z|$ v bodech bílých erupcí ze skupiny F.
3. Ve vztahu 3.2 se uvažovaly všechny hodnoty veličiny $|\nabla B_z|$, kdy byla splněna podmínka $|B_z| > 100$ G, přičemž se uvažovaly magnetogramy, které patřily slunečním erupcím ze skupin P a F.
4. Ve vztahu 3.2 se uvažovaly všechny hodnoty veličiny $|\nabla B_z|$, kdy byla splněna podmínka $|B_z| > 100$ G, přičemž se uvažovaly magnetogramy, které patřily slunečním erupcím ze skupin N.

Pro každou situaci byl vytvořen histogram funkce f a následně se tyto histogramy porovnávaly. Všechny čtyři histogramy jsou znázorněny na obrázku 3.4a. Na obrázku 3.4b je znázorněn detailnější pohled na oblasti histogramů s větší hodnotou veličiny $|\nabla B_z|$.

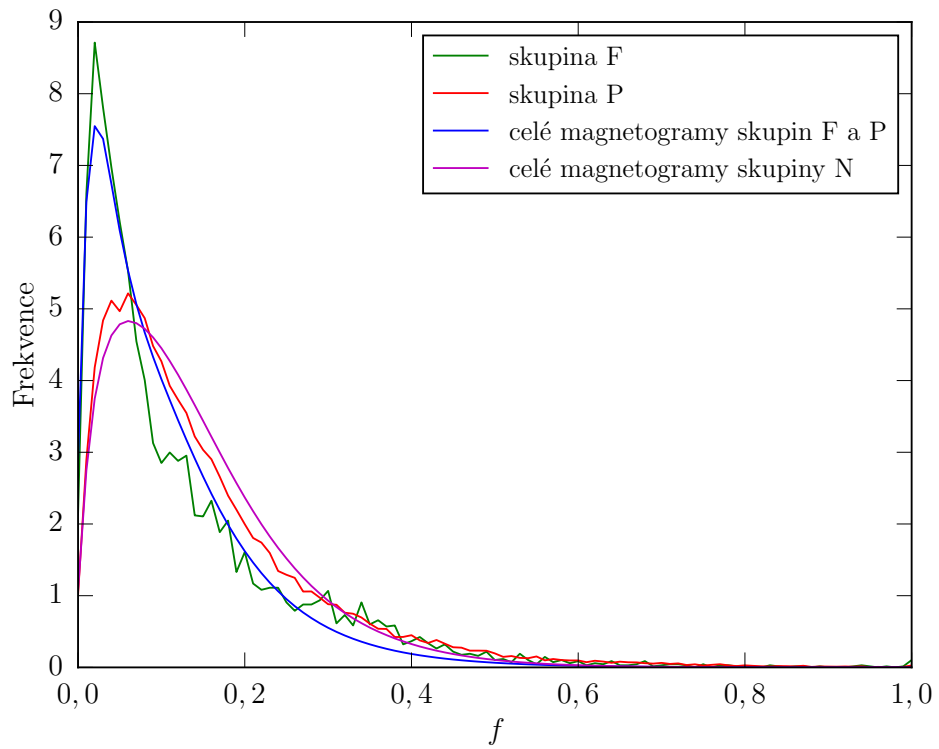
3.3 Diskuze výsledků

3.3.1 Oblasti výskytu erupcí

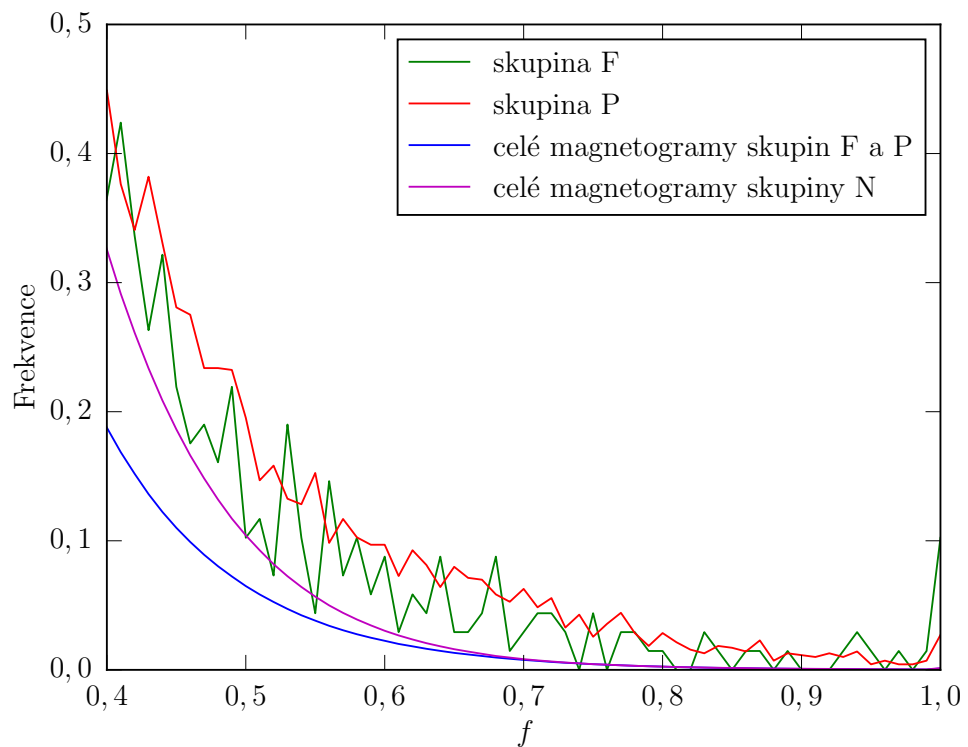
Porovnáme-li třídy oblastí, ve kterých došlo k erupcím a které jsou uvedeny v tabulce 3.1, se zařazením do příslušné skupiny, není vidět žádné společné rysy v rámci jednotlivých skupin. Všechny oblasti vykazují podobné vlastnosti.

Z Haleovy klasifikace vyplývá, že převážně všechny oblasti jsou komplexní bipolární skupiny skvrn ($\beta\gamma$ konfigurace) a u většiny z nich se v rámci jedné penumbry nachází umbry s opačnou polaritou (přívlastek δ).

Z McIntoshovy klasifikace rovněž vidíme, že jsou to všechno bipolární oblasti, lišící se velikostí. Penumbra největší skvrny je u víc než 90 % oblastí nepravidelná, přičemž v těchto oblastech je v přibližně 85 % případech průměr největší sluneční skvrny větší než $2,5^\circ$. V téměř 80 % oblastí se mezi chvostovou a vedoucí skvrnou vyskytuje alespoň jedna skvrna s výraznou penumbrou a jen v jediném případě skupina skvrn obsahuje pouze vedoucí a chvostovou skvrnu.



(a) Histogram



(b) Detailní pohled na histogram pro $f \geq 0,4$

Obrázek 3.4: Histogram funkce f pro čtyři studované situace

Z těchto výsledků vyplývá, že rozdíly mezi oblastmi nejsou velmi výrazné a co se týče rozdílů mezi oblastmi příslušejícím skupinám N, F a P, tak jsou porovnatelné s rozdíly mezi oblastmi v rámci jedné skupiny.

3.3.2 Rozbor magnetického pole

Pro porovnání jednotlivých situací znázorněných na obrázku 3.4a byl použit dvouvýběrový Kolmogorovův-Smirnovův test (K-S test), který zjišťuje, jestli dvě sady dat pochází ze stejného pravděpodobnostního rozdělení. Výsledkem K-S testu je, že všechny situace zobrazené na obrázku 3.4a jsou statisticky významně odlišné a s pravděpodobností větší než 99% nepochází ze stejného rozdělení. K-S test byl použit i na histogramy znázorněné na obrázku 3.4b. V tomto případě s pravděpodobností větší než 99% se od sebe vzájemně liší všechny situace s výjimkou porovnání histogramu skupiny F a histogramu skupiny P. V tomto případě nelze zamítnout hypotézu, že histogramy pocházejí ze stejného rozdělení a pozorované rozdíly mezi nimi vznikly důsledkem náhody.

Porovnáním histogramů skupiny P a skupiny F vidíme, že pro skupinu P je maximum histogramu posunuto k vyšším hodnotám funkce f . Tento fakt souhlasí s hypotézou, že bílé erupce ze skupiny P nastaly v místech s větší hodnotou veličiny $|\nabla B_z|$. Zároveň s tím souhlasí i tvar histogramu celých magnetogramů skupin F a P. Nabývá maxima pro malé hodnoty f a pak se zvětšující se funkcí f rychle klesá. Jak můžeme vidět na obrázku 3.4b, nachází se pod histogramem skupiny F i skupiny P, což odpovídá tomu, že v místech bílých erupcí je větší hodnota veličiny $|\nabla B_z|$.

Na druhou stranu je překvapivý tvar histogramu celých magnetogramů skupiny N, kde jsme spíše očekávali tvar podobný histogramu celých souborů skupin F a P. Pro malé hodnoty f má podobný tvar jako histogram skupiny P a pro větší hodnoty f se nachází mezi histogramem celých magnetogramů skupin F a P a histogramy skupiny F a skupiny P. Jeho tvar nejsme schopni úplně spolehlivě vysvětlit, i když by mohl být způsoben tím, že i v těchto případech nastala bílá erupce, jen jsme ji nebyli schopni detekovat. Pokud bychom nastavili menší hodnotu prahu σ_M , definovaného v předcházející kapitole v podkapitole 2.2, možná bychom detekovali bílé erupce i tady. Avšak zmenšení hodnoty parametru σ_M by vedlo ke zvýšení počtu bodů s falešnou detekcí. Na objasnění tvaru tohoto histogramu by bylo potřeba další výzkum a možná studium většího množství slunečních erupcí i nižších tříd než M5.0 by přineslo poznatky, které by dokázaly tento tvar vysvětlit.

Závěr

Analyzovali jsme 54 slunečních erupcí s cílem detekce bílé erupce. Zkoumané sluneční erupce nastaly v intervalu tří let, přičemž první erupce nastala 13.02.2012 a poslední 24.08.2015. Nejslabší sluneční erupce byla třídy M1.8 a nejsilnější třídy X5.4. Pro analýzu slunečních erupcí byly použity SDO/HMI filtrogramy a magnetogramy.

Vytvořili jsme program pro automatickou detekci bílých erupcí ve filtrogramech. Algoritmus programu je založený na hledání skupin bodů se zvýšenou intenzitou. Jako bílou erupci označí ty skupiny, které vykazují časový vývoj, tedy v jednom filtrogramu musí najít skupiny bodů se zvýšenou intenzitou, které jsou prostorově dostatečně blízko u sebe a nacházejí se v několika po sobě následujících časových okamžicích. Kód programu obsahuje volný parametr, u kterého bylo potřeba najít optimální hodnotu. Hledání optimálního parametru bylo provedeno analýzou filtrogramů s více hodnotami parametru a na základě počtu a rozptylu nalezených bodů byl volný parametr určen.

Celkově bylo detekováno 25 bílých erupcí, které jsme rozdělili do dvou skupin P a F. U skupiny P byl vidět nárůst počtu detekovaných bodů bílé erupce při zvětšujícím se rentgenovém toku sluneční erupce, zatímco u skupiny F byla tato závislost více-méně konstantní. Dále jsme se snažili najít rozdíly mezi skupinou P, skupinou F a skupinou N, kam patří sluneční erupce, u kterých nebyla detekována bílá erupce.

Rozdíly mezi skupinami jsou patrné v chování magnetického pole. Konkrétně jsme zkoumali chování veličiny podobné velikosti gradientu složky magnetické indukce v radiálním směru. Od gradientu se liší tím, že ji uvažujeme jen dvoudimenzionální, protože nemáme informaci o změnách v magnetickém poli v radiálním směru. Z této analýzy vyplynulo, že bílé erupce ze skupiny P se vyskytují v oblastech s většími změnami v magnetickém poli než bílé erupce ze skupiny F. Chování erupcí ze skupiny N je překvapivé, protože jsme u ní předpokládali menší změny v magnetickém poli než u skupin F a P. Výsledek je ale opačný, chování magnetického pole skupin N a P se podobá, i když z K-S testu vyplývá, že nepatří do stejného rozdělení. Nesrovnalost u skupiny N může být způsobena tím, že i u těchto slunečních erupcích došlo k bílé erupci, jen zjasnění nebylo vzhledem k okolí dostatečně výrazné, abychom ho detekovali. Tento problém by možná šel vyřešit jinou volbou hodnoty volného parametru programu, ale to by vedlo k nárůstu falešných detekcí způsobených šumem. Pro vysvětlení chování magnetického pole u skupiny N by byl potřebný další výzkum a analýza většího vzorku slunečních erupcí.

Zatím jsme uvažovali, že v SDO/HMI filtrogramech skutečně pozorujeme emisi kontinua. Není ale úplně jisté, že emise ve filtrogramech je emisí v bílém světle a ne jen emisí v čáře železa Fe I.

Emise, kterou pozorujeme ve filtrogramech, byla vytvořena na základě měření intenzity v šesti místech absorpční spektrální čáry Fe I, u které se očekává určitý tvar. Na základě těchto měření je zreprodukován tvar spektra. Pokud by nastala emise v této čáře, její hloubka by se zmenšila, což bychom pozorovali jako změnu intenzity ve filtrech blízko středu čáry. Naopak ve filtrech na okraji čáry, kde už začíná kontinuum, by změna byla mnohem menší. Algoritmus na výpočet

tvaru spektra s tímto jevem ale nepočítá a do intenzity kontinua započítává údaje i ze středu čáry, které jsou ale ovlivněny emisí v čáře.

Joint Science Operation Center¹ (JSOC), které poskytuje použité filtrogramy, poskytuje také informace o hloubce spektrální čáry. Zkoumání korelace mezi detekcí bílé erupce a zmenšením hloubky spektrální čáry by mohlo naznačit, jestli se opravdu jedná o emisi v kontinuu. Pokud by detekce bílé erupce a zmenšení hloubky spektrální čáry nastávaly současně, mohlo by to znamenat, že detekujeme emisi v spektrální čáře. K rozhodnutí o tom, který případ nastává, to ale nestačí. Pro definitivní rozhodnutí mezi těmito dvěma možnými alternativami by bylo potřebné podívat se přímo na změny intenzity ve filtrech zkoumajících tvar spektrální čáry. K těmto filtrům ale není jednoduché získat přístup, nicméně by to bylo žádoucí pro další výzkum.

¹<http://jsoc.stanford.edu/>

Seznam použité literatury

- [1] Kazunari Shibata and Tetsuya Magara. Solar flares: Magnetohydrodynamic processes. *Living Reviews in Solar Physics*, 8(1):6, 2011. ISSN 1614-4961. doi: 10.12942/lrsp-2011-6. URL <http://dx.doi.org/10.12942/lrsp-2011-6>.
- [2] H. Potts, H. Hudson, L. Fletcher, and D. Diver. The Optical Depth of White-light Flare Continuum. *The Astrophysical Journal*, 722:1514–1521, October 2010. doi: 10.1088/0004-637X/722/2/1514.
- [3] D. B. Jess, M. Mathioudakis, P. J. Crockett, and F. P. Keenan. Do All Flares Have White-Light Emission? *The Astrophysical Journal Letters*, 688:L119, December 2008. doi: 10.1086/595588.
- [4] N.-Y. Huang, Y. Xu, and H. Wang. The Energetics of White-light Flares Observed by SDO/HMI and RHESSI. *Research in Astronomy and Astrophysics*, 16:177, November 2016. doi: 10.1088/1674-4527/16/11/177.
- [5] M. Kuhar, S. Krucker, J. C. Martínez Oliveros, M. Battaglia, L. Kleint, D. Casadei, and H. S. Hudson. Correlation of Hard X-Ray and White Light Emission in Solar Flares. *The Astrophysical Journal*, 816:6, January 2016. doi: 10.3847/0004-637X/816/1/6.
- [6] D. H. Hathaway. Why We Study The Sun. <https://solarscience.msfc.nasa.gov/whysolar.shtml> [Přístup: 05.05.2017].
- [7] D. H. Hathaway. The Solar Interior. <https://solarscience.msfc.nasa.gov/interior.shtml> [Přístup: 05.05.2017].
- [8] M. Brož, M. Šolc. *Fyzika sluneční soustavy*. První vydání. Matfyzpress, Praha, 2013. ISBN 978-80-7378-236-8.
- [9] D. H. Hathaway. The Chromosphere. <https://solarscience.msfc.nasa.gov/chromos.shtml> [Přístup: 05.05.2017].
- [10] D. H. Hathaway. The Transition Region. https://solarscience.msfc.nasa.gov/t_region.shtml [Přístup: 05.05.2017].
- [11] D. H. Hathaway. The Corona. <https://solarscience.msfc.nasa.gov/corona.shtml> [Přístup: 05.05.2017].
- [12] Slunce jako hvězda. <http://slunce.astronomie.cz/slunce/slunce-jako-hvezda/> [Přístup: 05.05.2017].
- [13] Solar Activity. <https://helios.gsfc.nasa.gov/solaract.html> [Přístup: 05.05.2017].
- [14] D. H. Hathaway. Photospheric Features. <https://solarscience.msfc.nasa.gov/feature1.shtml> [Přístup: 05.05.2017].
- [15] D. H. Hathaway. Chromospheric Features. <https://solarscience.msfc.nasa.gov/feature2.shtml> [Přístup: 05.05.2017].

- [16] D. H. Hathaway. Coronal Features. <https://solarscience.msfc.nasa.gov/feature3.shtml> [Přístup: 05.05.2017].
- [17] Sun. <https://en.wikipedia.org/wiki/Sun>. [Přístup: 05.05.2017].
- [18] Mount Wilson Sunspot Magnetic Classification. <http://www.spaceweather.com/glossary/magneticclasses.html>. [Přístup: 05.05.2017].
- [19] McIntoshova klasifikace slunečních skvrn. <http://www.pozorovanislunce.eu/vykladovy-slovnicek/mcintoshova-klasifikace-slunecnich-skvrn.html>. [Přístup: 05.05.2017].
- [20] B. Gregorová. Erupční trendy a fotosférická morfologie aktivních oblastí na Slunci. 2012. URL <http://www.astrovm.cz/cz/odborna-cinnost/pozorovani-slunce/erupcni-trendy-a-fotosfericka-morfologie-aktivnich-oblasti-na-slunci.html>. [Přístup: 05.05.2017].
- [21] P. Heinzel. Sluneční erupce. <http://pozorovanislunce.eu/odborne-clanky/slunecni-erupce.html> [Přístup: 05.05.2017].
- [22] Arnold O. Benz. Flare observations. *Living Reviews in Solar Physics*, 14(1):2, 2016. ISSN 1614-4961. doi: 10.1007/s41116-016-0004-3. URL <http://dx.doi.org/10.1007/s41116-016-0004-3>.
- [23] K. R. Lang. Solar Flares in Varying Perspectives. http://ase.tufts.edu/cosmos/view_picture.asp?id=178 [Přístup: 05.05.2017].
- [24] D. E. Innes, P. Heinrich, B. Inhester, and L.-J. Guo. Analysis of UV and EUV emission from impacts on the Sun after 2011 June 7 eruptive flare. *Astronomy & Astrophysics*, 592:A17, July 2016. doi: 10.1051/0004-6361/201527520.
- [25] R. Žáková. Z přednášky Michala Švandy: Jak ovlivňují extrémní sluneční aktivity život na Zemi? <http://www.hvezdarnaplzen.cz/2014/12/15/z-prednasky-michala-svandy-jak-ovlivnuji-extremy-slunecni-aktivity-zivot-na-zemi/> [Přístup: 05.05.2017].
- [26] What are solar flares? <https://www.spaceweatherlive.com/en/help/what-are-solar-flares>. [Přístup: 05.05.2017].
- [27] Marcos E. Machado, A. Gordon Emslie, and Eugene H. Avrett. Radiative backwarming in white-light flares. *Solar Physics*, 124(2):303–317, 1989. ISSN 1573-093X. doi: 10.1007/BF00156272. URL <http://dx.doi.org/10.1007/BF00156272>.
- [28] L. Kleint, P. Heinzel, and S. Krucker. On the Origin of the Flare Emission in IRIS' SJI 2832 Filter: Balmer Continuum or Spectral Lines? *The Astrophysical Journal*, 837:160, March 2017. doi: 10.3847/1538-4357/aa62fe.
- [29] V. Yurchyshyn, P. Kumar, V. Abramenko, Y. Xu, P. R. Goode, K.-S. Cho, and E.-K. Lim. High-resolution Observations of a White-light Flare with NST. *The Astrophysical Journal*, 838:32, March 2017. doi: 10.3847/1538-4357/aa633f.

Seznam obrázků

1.1	Schéma vnitřní struktury a atmosféry Slunce spolu s některými projevy sluneční aktivity.[12]	4
1.2	Sluneční skvrna a granulace.[17]	6
1.3	Časová závislost intenzity záření pro různé vlnové délky během jednotlivých fází sluneční erupce. Inspirováno [23]	9
1.4	Schéma magnetické rekonexe, dostupné v článku [25]	10
2.1	Závislost celkové počtu bodů na násobku σ_M standardní odchylky. Body nejsou proloženy žádnou závislostí, znázorněná křivka je jen spojnice bodů, která umožňuje lépe vidět změny ve tvaru závislosti.	18
2.2	Závislost aritmetického průměru standardní odchylky souřadnic x a y na parametru σ_M . Znázorněná křivka není proložena závislostí, ale jen spojnice bodů.	19
3.1	Závislost celkové počtu bodů na rentgenovém toku sluneční erupce. V logaritmické škále jsou bílé erupce rozděleny na skupinu P, u které se zdá, že počet bodů roste s rentgenovým tokem, a na skupinu F, kde je počet bodů přibližně konstantní.	22
3.2	Filtrogram a magnetogram sluneční erupce ze skupiny P třídy X2.2 ze dne 15.02.2011 s maximem v čase 01:56. Červenou barvou jsou vyznačeny body, ve kterých byla detekována bílá erupce.	24
3.3	Filtrogram a magnetogram sluneční erupce ze skupiny F třídy M5.1 ze dne 28.09.2014 s maximem v čase 02:58. Červenou barvou jsou vyznačeny body, ve kterých byla detekována bílá erupce.	25
3.4	Histogram funkce f pro čtyři studované situace	27

Seznam tabulek

1.1	Rentgenový tok pro jednotlivé třídy slunečních erupcí.[26]	11
3.1	Datum, čas maxima a třída sluneční erupce, NOAA číslo skupiny slunečních skvrn, její Haleova a McIntoshova třída, počet detekovaných bodů bílé erupce a skupina sluneční erupce.	21

Seznam použitých zkratek

NOAA – National Oceanic and Atmospheric Administration – Národní úřad pro oceán a atmosféru

HXR – hard X-ray – tvrdé rentgenové záření

SXR – soft X-ray – měkké rentgenové záření

EUV – extreme ultraviolet – extrémní ultrafialové záření

SDO – Solar Dynamics Observatory

HMI – Helioseismic and Magnetic Imager

BFS – breadth-first search – prohledávání do šířky

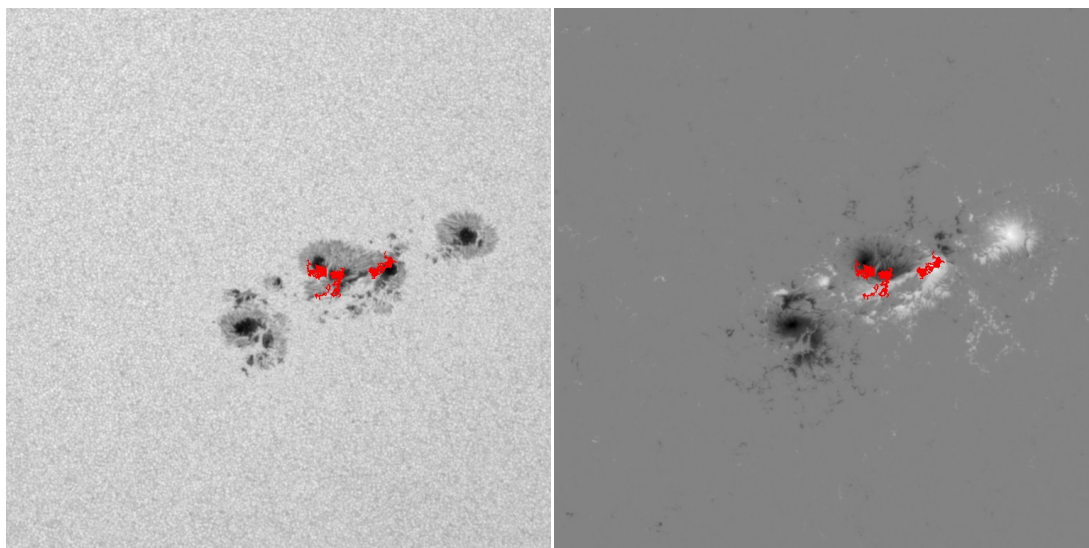
K-S test – Kolmogorovův-Smirnovův test

JSOC – Joint Science Operation Center

Přílohy

Filtrogramy a magnetogramy

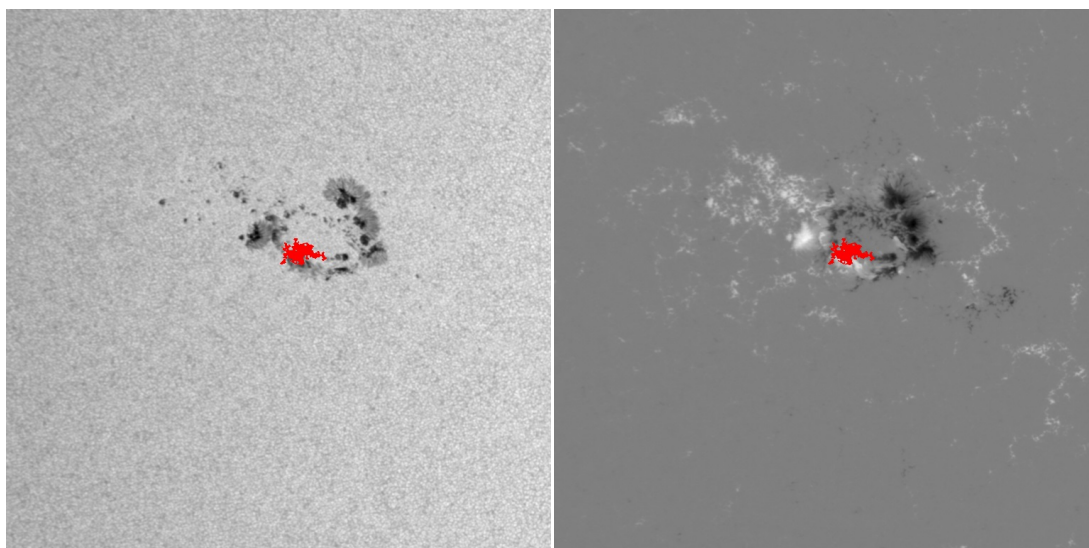
V následujících obrázcích jsou zobrazeny filtrogramy a magnetogramy 25 slunečních erupcí, u kterých byla detekována bílá erupce. Červenou barvou jsou vyznačeny body, ve kterých byla detekována bílá erupce.



(a) Filtrogram

(b) Magnetogram

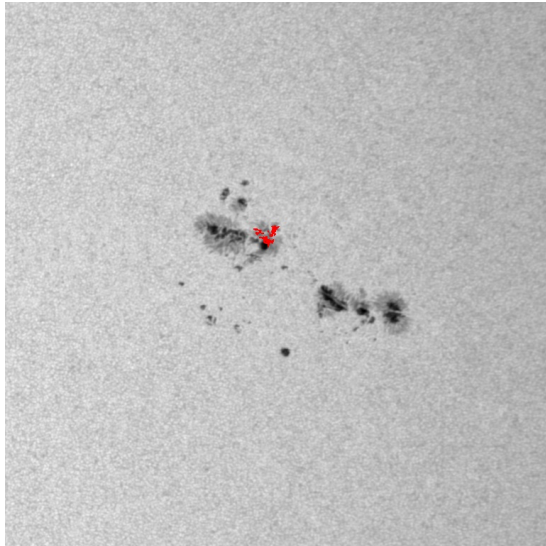
Sluneční erupce ze skupiny P třídy X2.2 ze dne 15.02.2011 s maximem v čase 01:56.



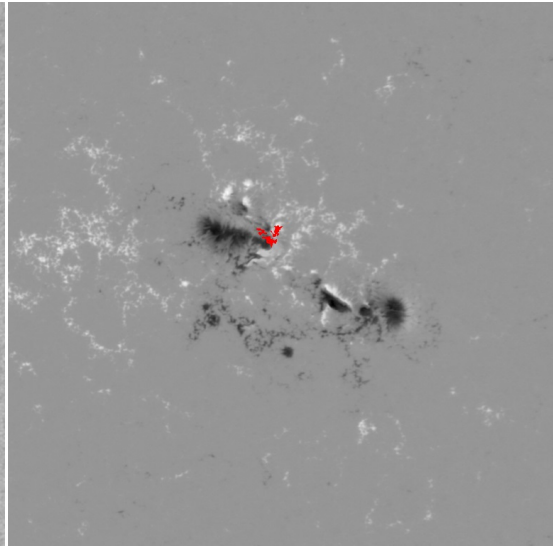
(a) Filtrogram

(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny P třídy M9.3 ze dne 30.07.2011 s maximem v čase 02:09.

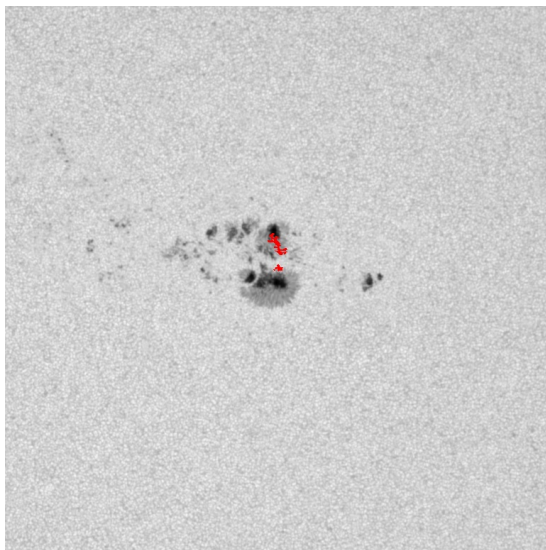


(a) Filtrogram

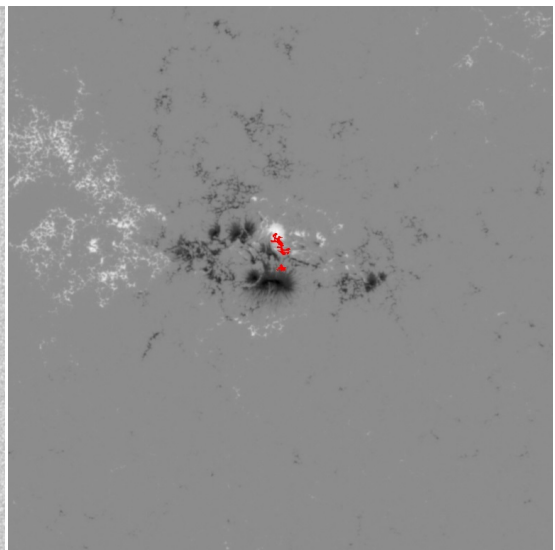


(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny F třídy M9.3 ze dne 04.08.2011 s maximem v čase 03:57.

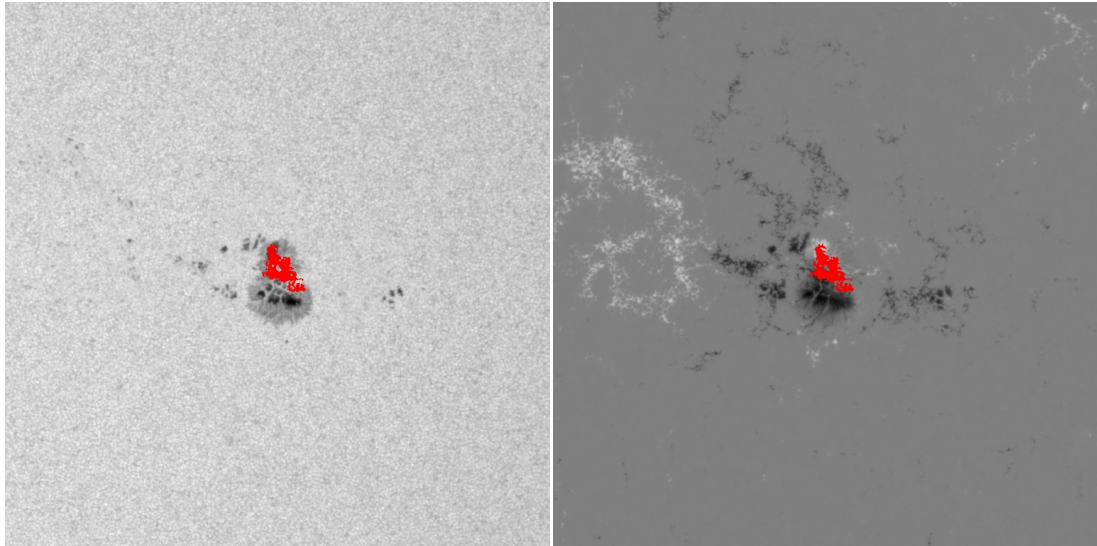


(a) Filtrogram



(b) Magnetogram

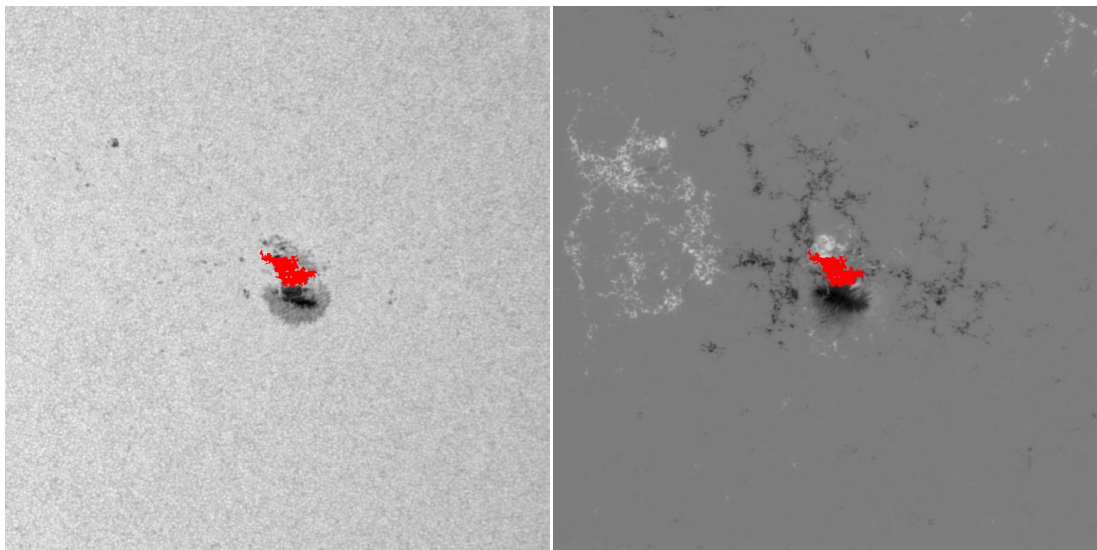
Sluneční erupce ze skupiny F třídy M5.3 ze dne 06.09.2011 s maximem v čase 01:50.



(a) Filtrogram

(b) Magnetogram

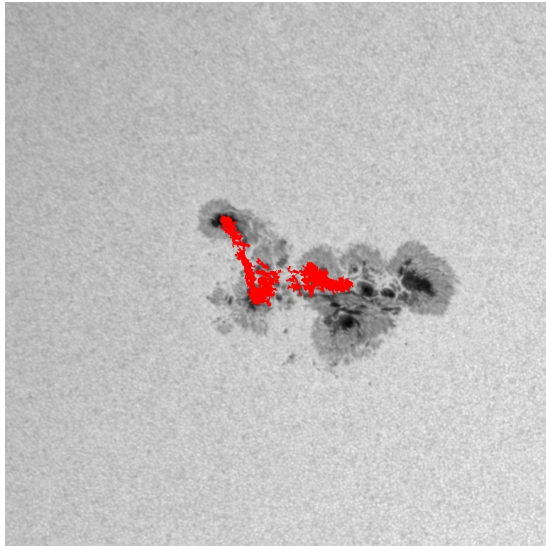
Sluneční erupce ze skupiny P třídy X2.1 ze dne 06.09.2011 s maximem v čase 22:20.



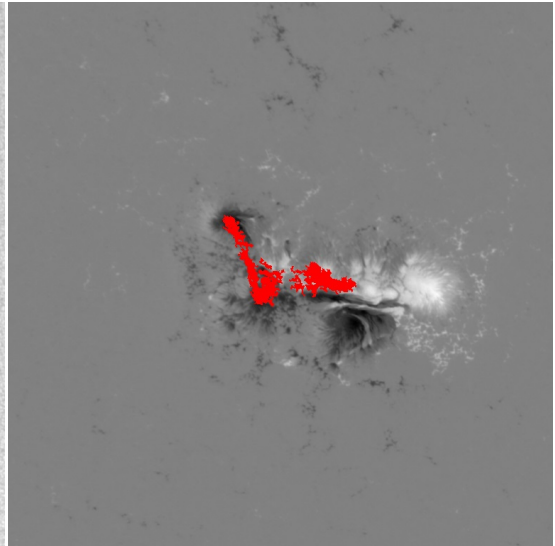
(a) Filtrogram

(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny P třídy X1.8 ze dne 07.09.2011 s maximem v čase 22:38.

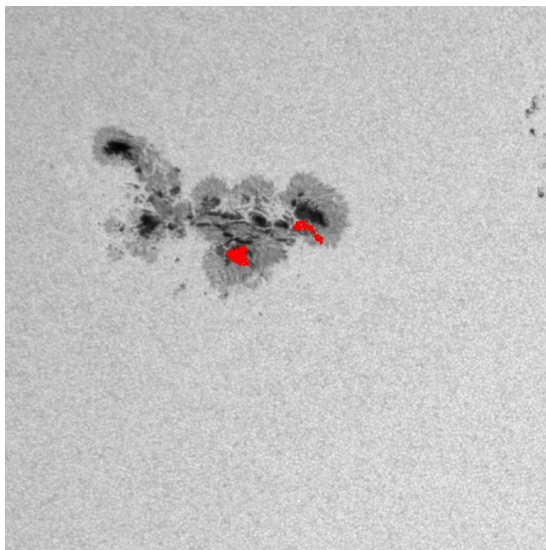


(a) Filtrogram

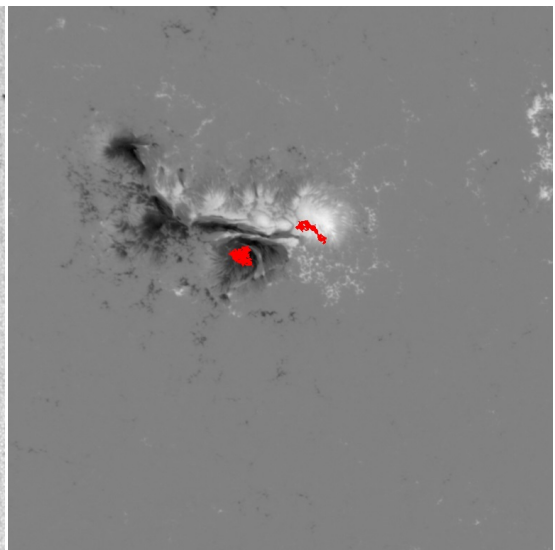


(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny P třídy X5.4 ze dne 07.03.2012 s maximem v čase 00:24.

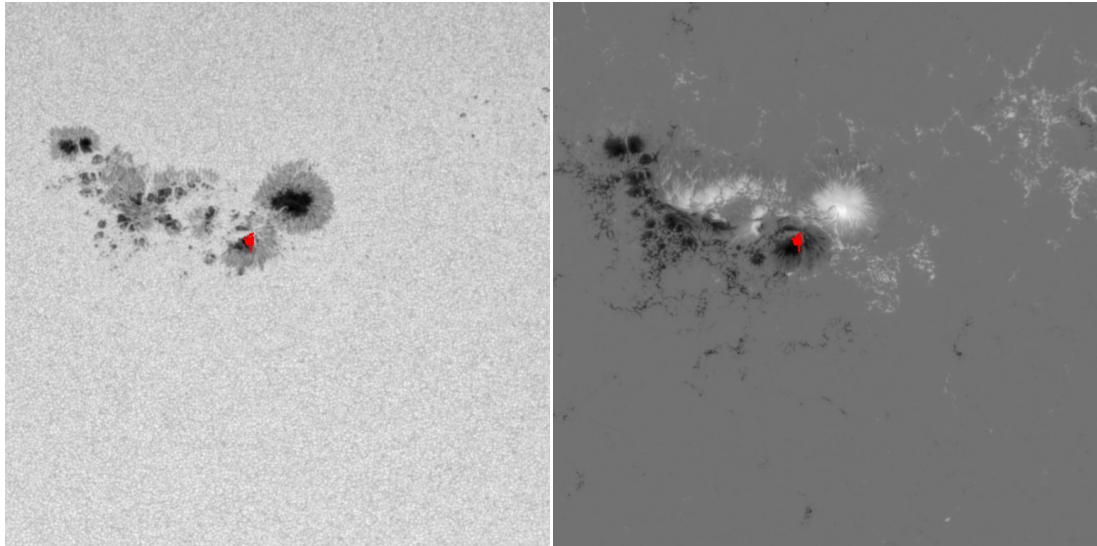


(a) Filtrogram



(b) Magnetogram

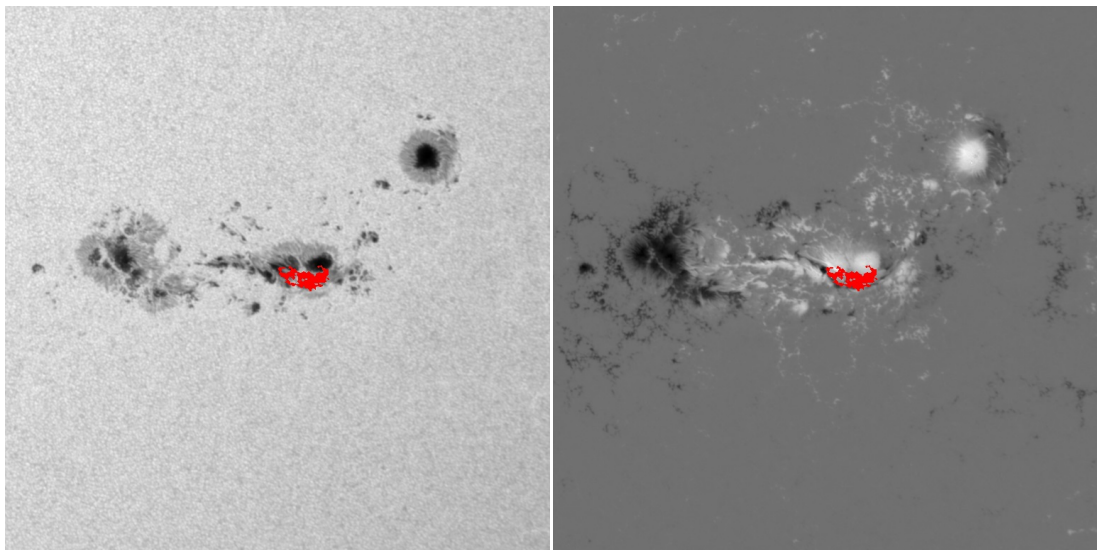
Sluneční erupce ze skupiny P třídy X1.3 ze dne 07.03.2012 s maximem v čase 01:14.



(a) Filtrogram

(b) Magnetogram

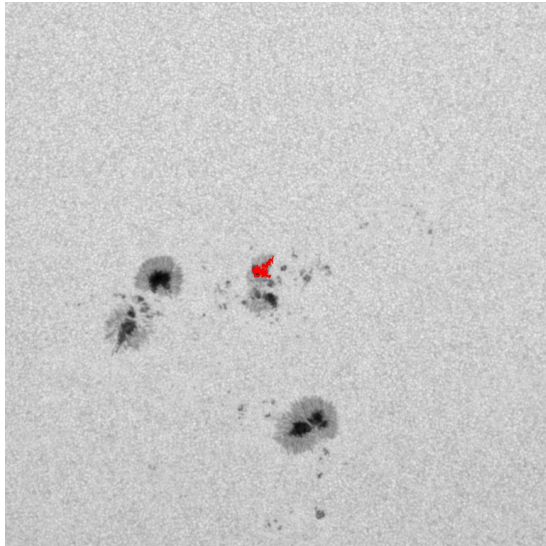
Sluneční erupce ze skupiny F třídy M6.3 ze dne 09.03.2012 s maximem v čase 03:53.



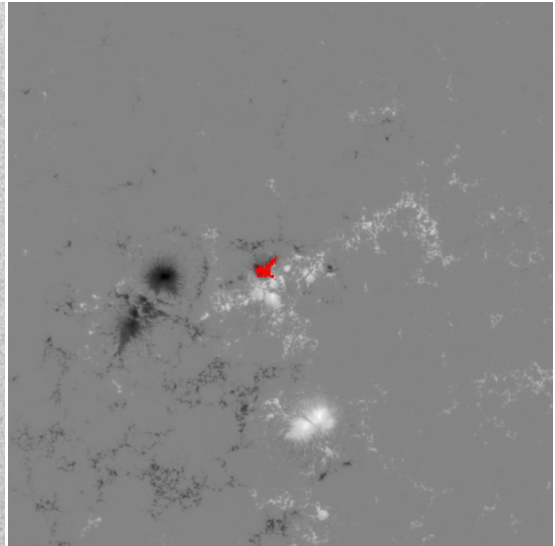
(a) Filtrogram

(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny P třídy M6.2 ze dne 05.07.2012 s maximem v čase 11:44.

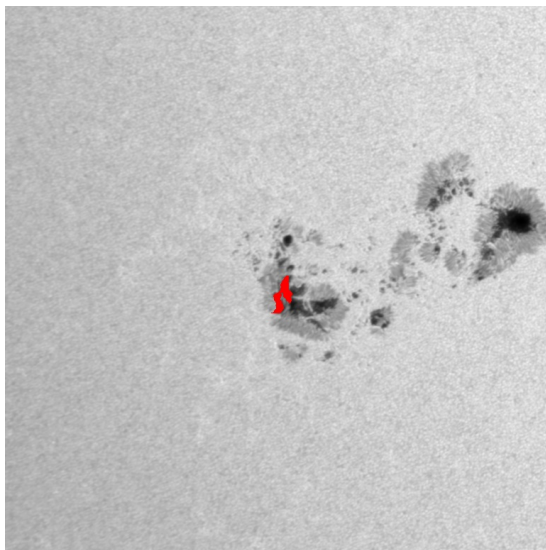


(a) Filtrogram

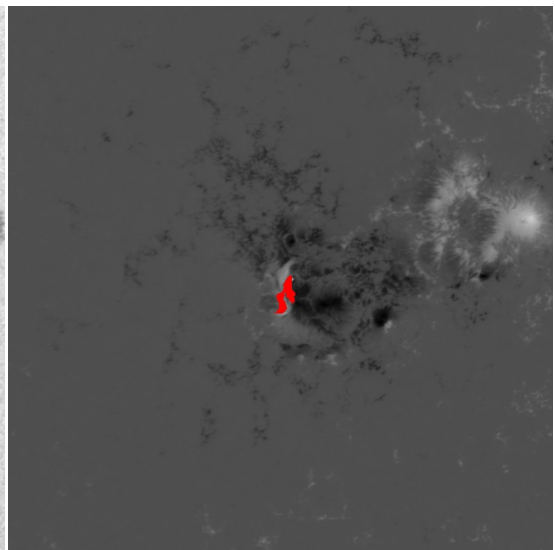


(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny P třídy M6.3 ze dne 01.11.2013 s maximem v čase 19:53.

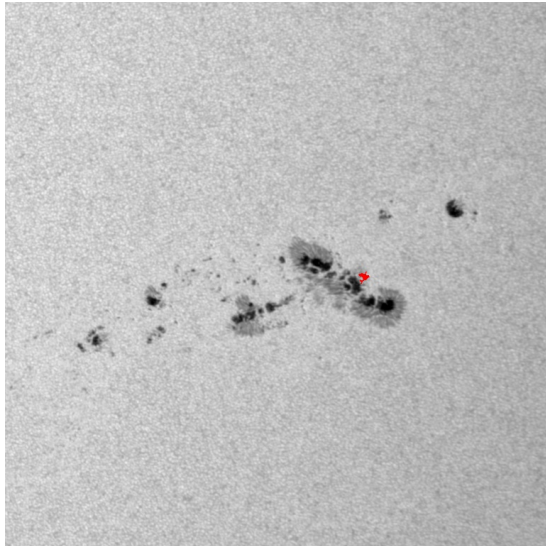


(a) Filtrogram

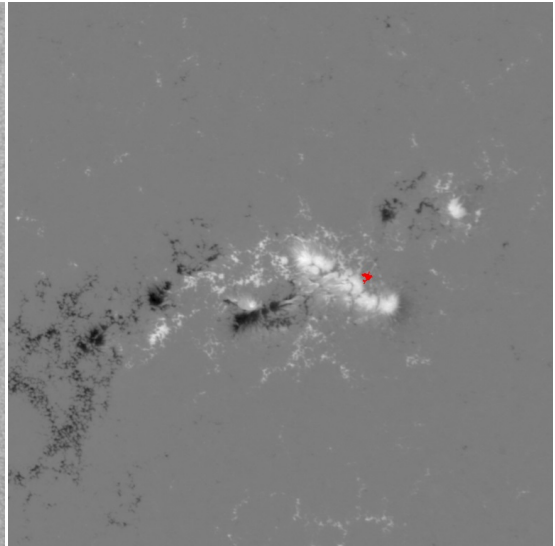


(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny F třídy X3.3 ze dne 05.11.2013 s maximem v čase 22:12.

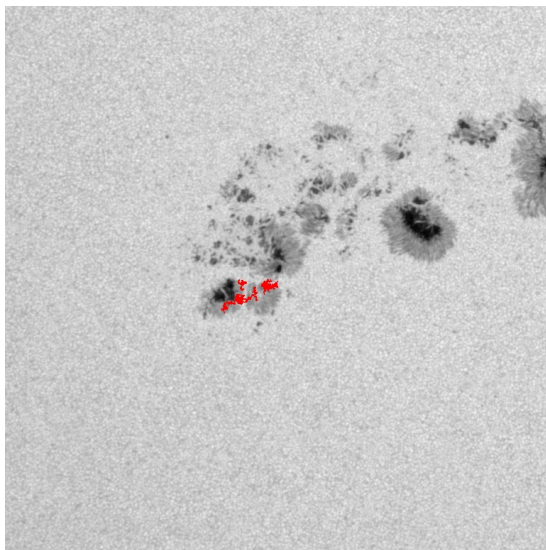


(a) Filtrogram

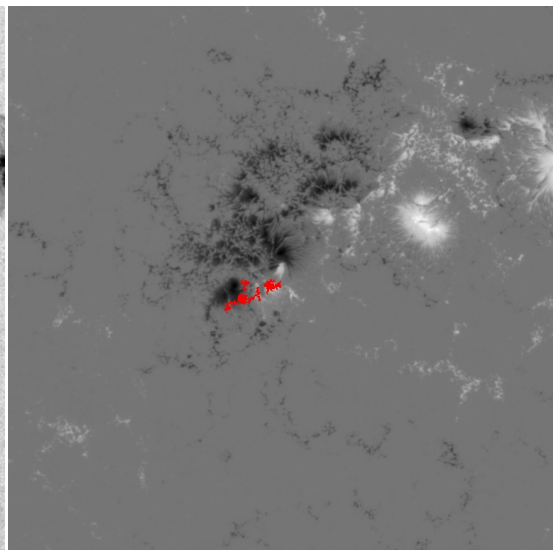


(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny F třídy M6.4 ze dne 31.12.2013 s maximem v čase 21:58.

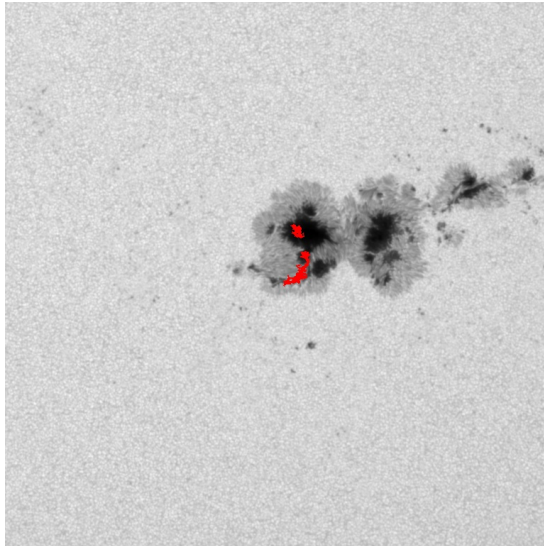


(a) Filtrogram

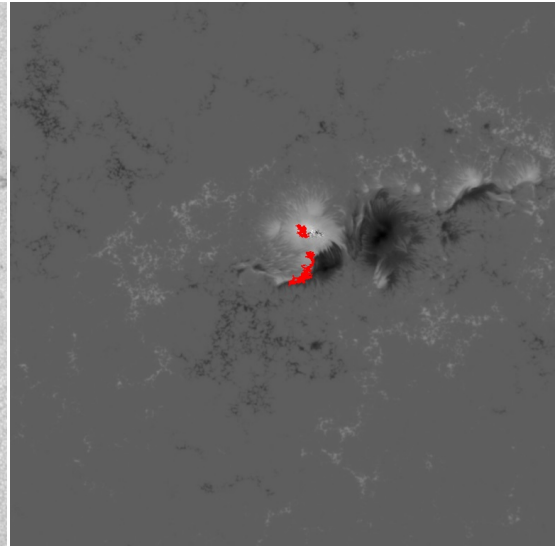


(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny P třídy M7.2 ze dne 07.01.2014 s maximem v čase 10:13.

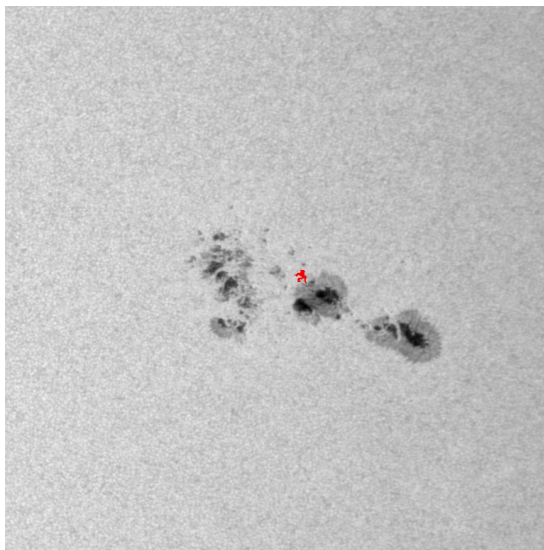


(a) Filtrogram

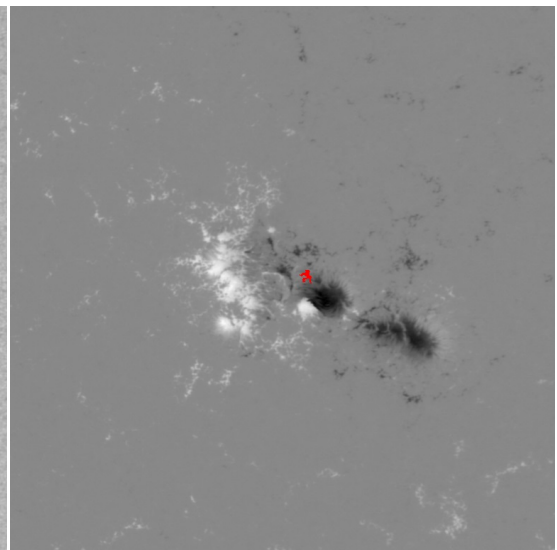


(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny P třídy M5.2 ze dne 04.02.2014 s maximem v čase 04:00.

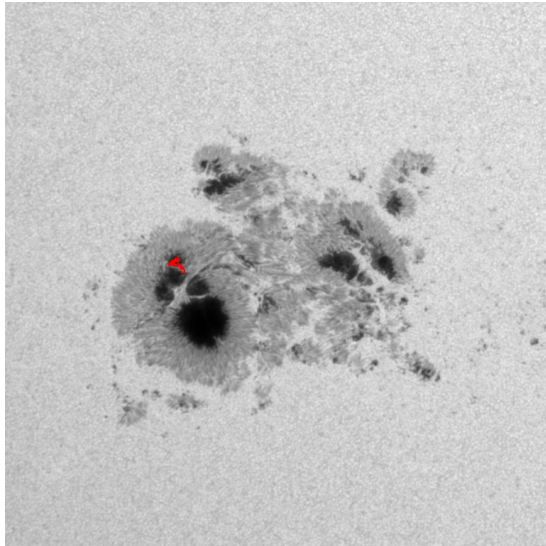


(a) Filtrogram

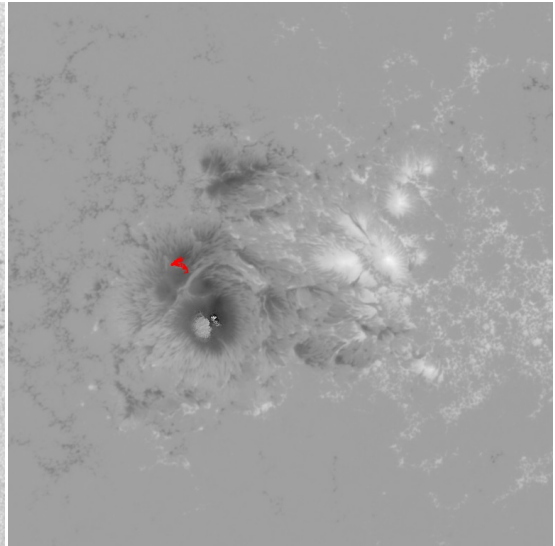


(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny F třídy M5.1 ze dne 28.09.2014 s maximem v čase 02:58.

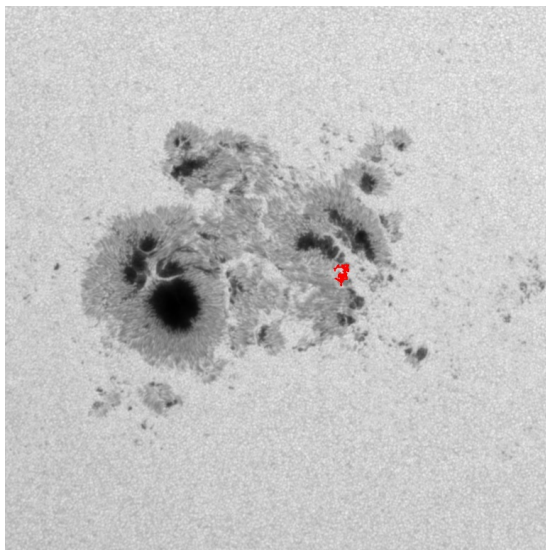


(a) Filtrogram

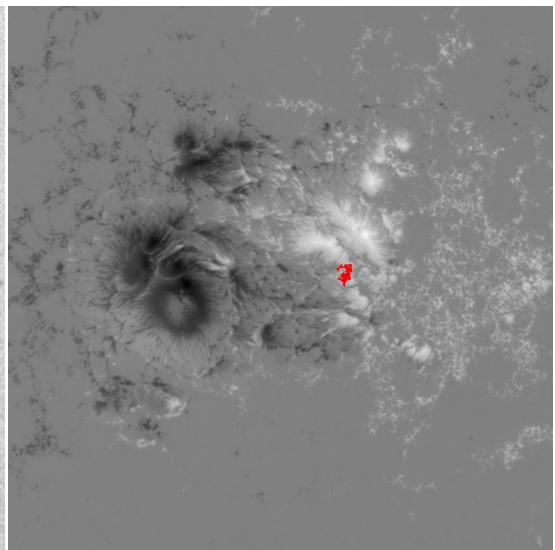


(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny F třídy M8.7 ze dne 22.10.2014 s maximem v čase 01:59.

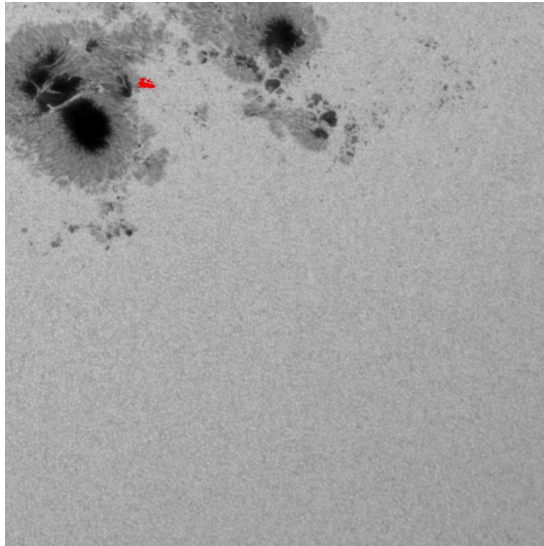


(a) Filtrogram

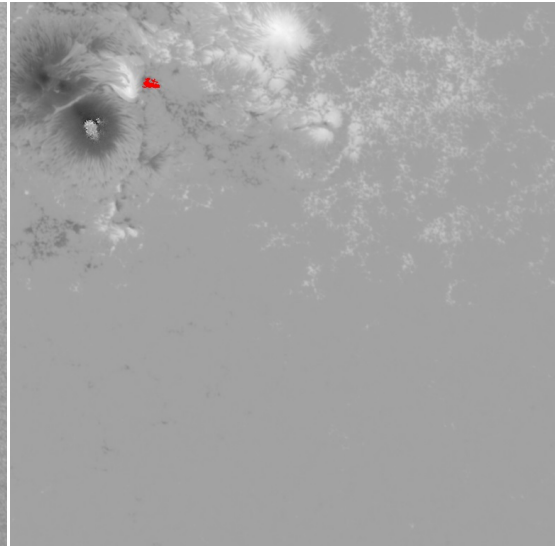


(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny F třídy X1.6 ze dne 22.10.2014 s maximem v čase 14:28.

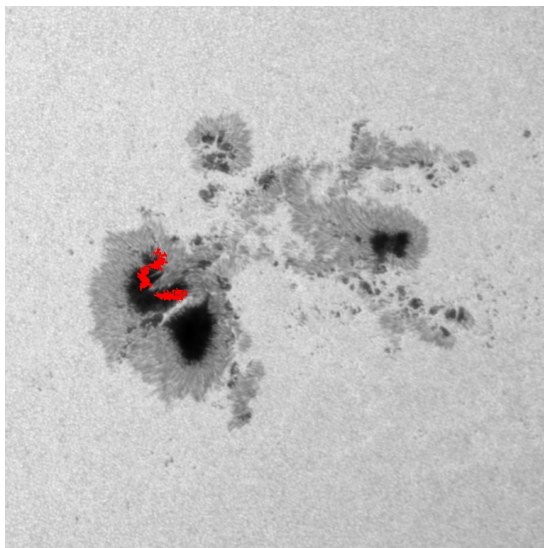


(a) Filtrogram

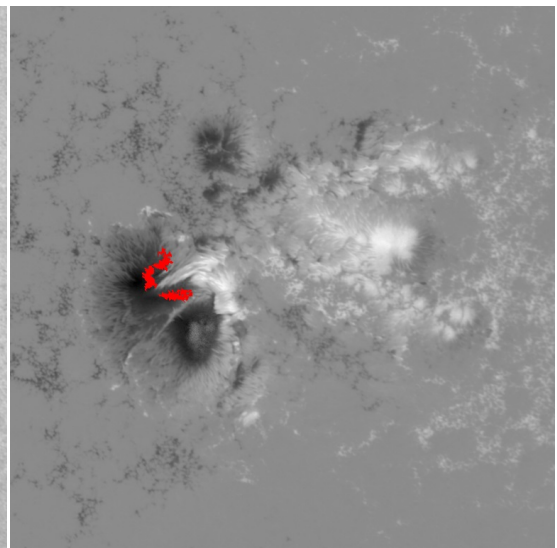


(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny F třídy X3.1 ze dne 24.10.2014 s maximem v čase 21:41.

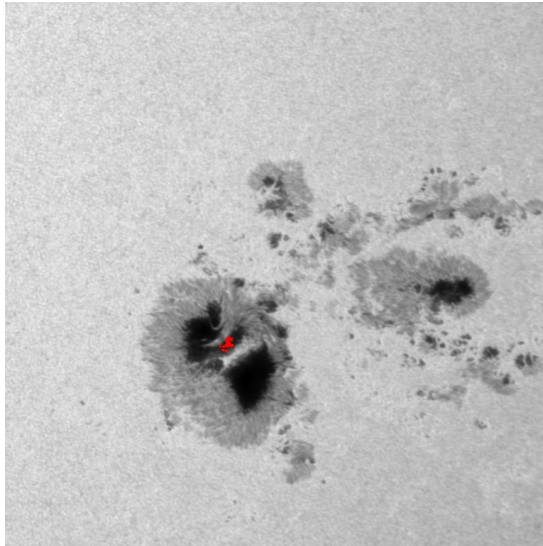


(a) Filtrogram

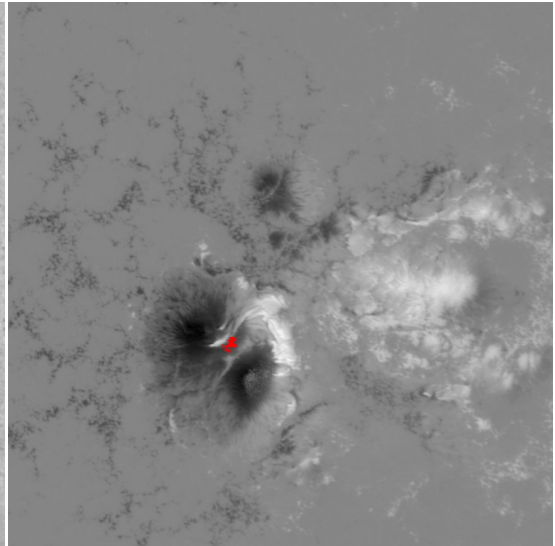


(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny P třídy X2.0 ze dne 26.10.2014 s maximem v čase 10:56.

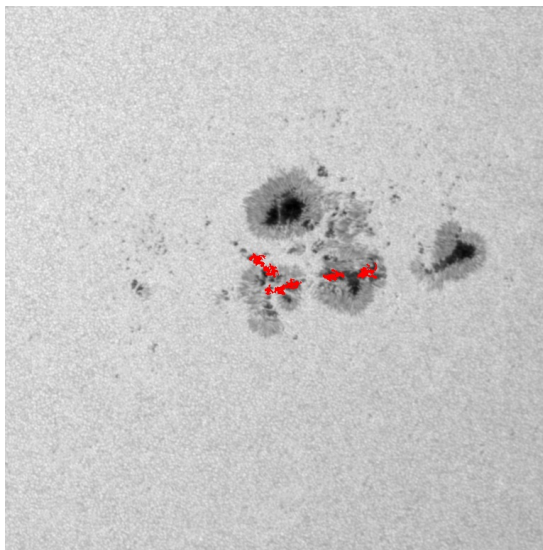


(a) Filtrogram

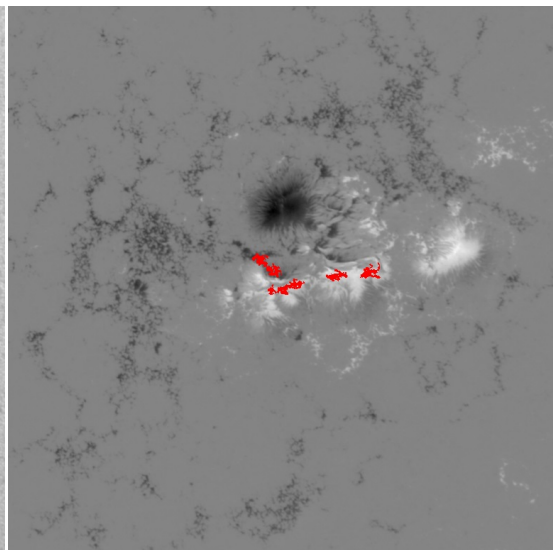


(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny F třídy M7.1 ze dne 27.10.2014 s maximem v čase 00:34.

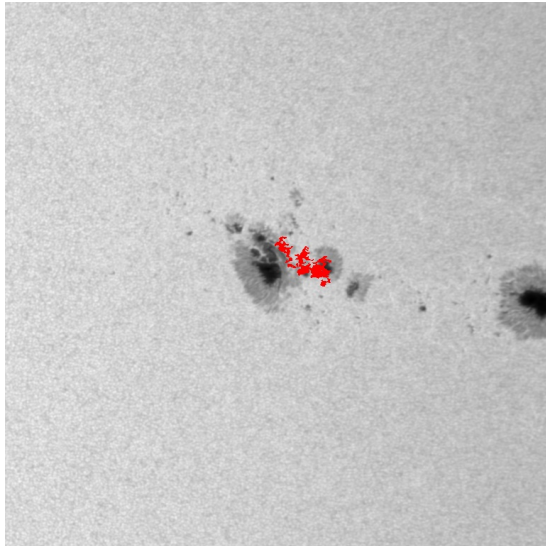


(a) Filtrogram

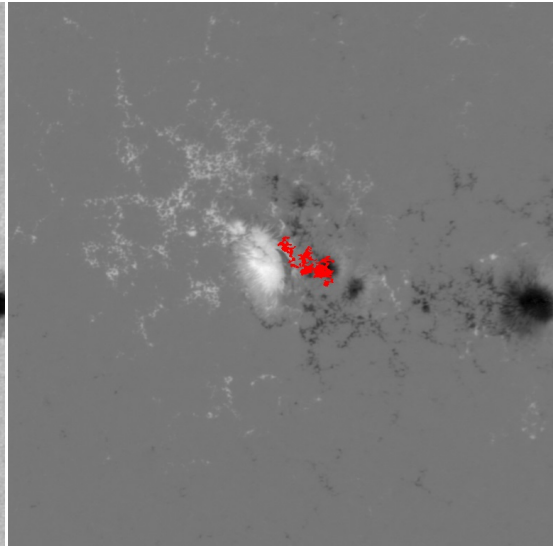


(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny P třídy X1.8 ze dne 20.12.2014 s maximem v čase 00:28.

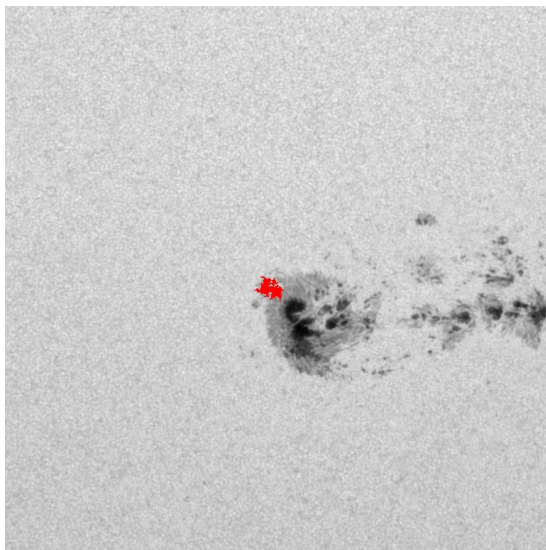


(a) Filtrogram

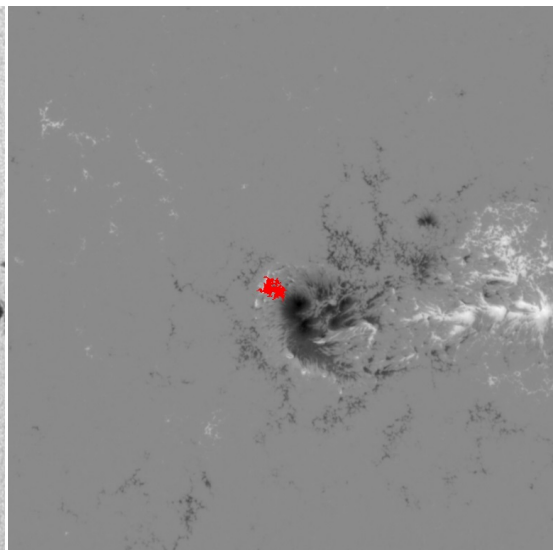


(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny P třídy M7.9 ze dne 25.06.2015 s maximem v čase 08:16.

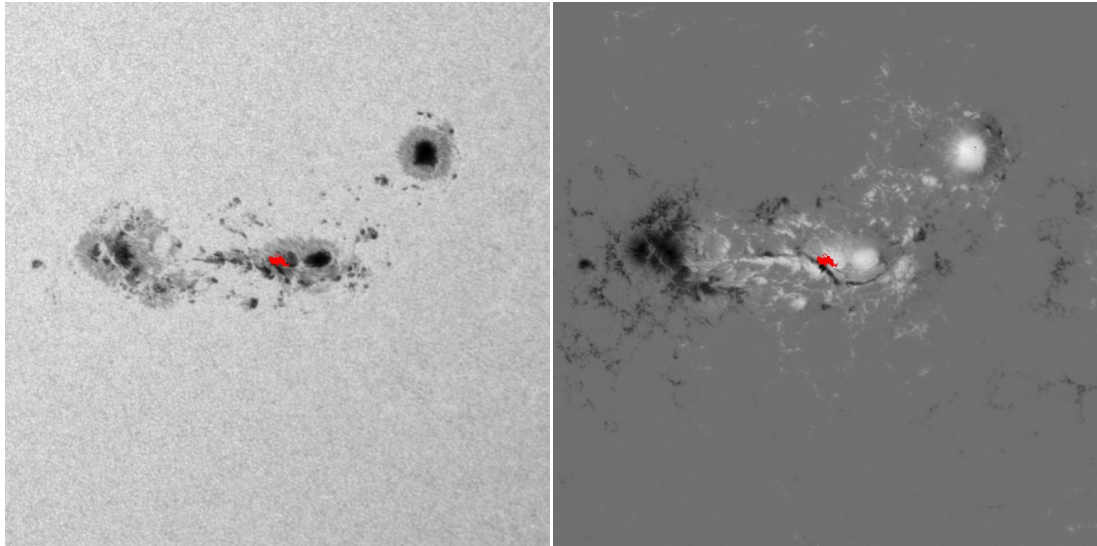


(a) Filtrogram



(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny P třídy M5.6 ze dne 24.08.2015 s maximem v čase 07:33.



(a) Filtrogram

(b) Magnetogram

Sluneční erupce ze skupiny P třídy M1.8 ze dne 05.07.2012 s maximem v čase 10:48.