



**MATEMATICKO-FYZIKÁLNÍ
FAKULTA**
Univerzita Karlova

BAKALÁŘSKÁ PRÁCE

Jaroslav Nejedlý

**Sluneční erupce od optické po
rentgenovou emisi**

Astronomický ústav UK

Vedoucí bakalářské práce: Mgr. Jana Kašparová, Ph.D.

Studijní program: Fyzika

Studijní obor: Obecná fyzika

Praha 2019

Prohlašuji, že jsem tuto bakalářskou práci vypracoval 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 rád poděkoval vedoucí své práce, Mgr. Janě Kašparové, PhD, za trpělivost, vstřícnost a cenné rady, ať už se jednalo o rady ohledně slunečných erupcí či ohledně softwarového balíku SolarSoft. Dále bych rád poděkoval knihovně Astronomického ústavu AV ČR za zapůjčení cenné literatury a samotnému Astronomickému ústavu AV ČR za zapůjčení licence k softwarovému prostředí IDL. Také bych rád poděkoval své rodině za podporu při mé práci. A v neposlední řadě bych rád poděkoval svým spolužákům za praktické rady ohledně bakalářské práce.

Název práce: Sluneční erupce od optické po rentgenovou emisi

Autor: Jaroslav Nejedlý

Ústav: Astronomický ústav UK

Vedoucí bakalářské práce: Mgr. Jana Kašparová, Ph.D., Astronomický ústav AV ČR

Abstrakt: Sluneční erupce je jev, při kterém se uvolní velké množství energie v nejrůznějších formách. Část této energie je uvolněna i ve formě různého elektromagnetického záření. Analyzováním spekter v oboru tvrdého rentgenového záření je možné určit parametry slunečních erupcí. Díky přesným snímkům sluneční atmosféry v poměrně velkém rozlišení můžeme analyzovat prostorovou strukturu erupcí. Zkombinováním dat z přístrojů RHESSI, SDO, GOES a pozemních observatoří získáme přehled o různých aspektech sluneční erupce. Kombinace více různých pozorování nám umožní získané výsledky mezi sebou porovnat. Výsledkem práce je analýza spekter a prostorových struktur dvou vybraných erupcí a odvození jejich parametrů.

Klíčová slova: Slunce, erupce, erupční emise

Title: Solar Flares from Optical to X-ray Emission

Author: Jaroslav Nejedlý

Institute: Astronomical Institute of Charles University

Supervisor: Mgr. Jana Kašparová, Ph.D., Astronomical Institute of the Czech Academy of Sciences

Abstract: Solar flare is a phenomenon during which a large amount of energy is released in various forms. Part of this energy is released in form of different electromagnetic radiation. By analysing hard X-ray spectra of such emission it is possible to derive various parameters of a flare. Thanks to accurate images of solar atmosphere in comparatively high resolution, it is possible to analyse spatial structure of solar flares. By combining data from RHESSI, SDO, GOES, and ground-based observatories, it is feasible to gain an overview of various aspects of solar flares. Combination of multiple different observations of same event will allow us to compare obtained results. The result of this thesis is an analysis of spectra and spatial structures of two selected flares and derivation of their parameters.

Keywords: Sun, flares, flare emission

Obsah

Úvod	2
1 Teorie	3
1.1 Slunce	3
1.1.1 Sluneční struktura	3
1.1.2 Solární magnetismus	5
1.2 Sluneční erupce	5
1.2.1 Průběh erupce	6
1.2.2 Vlastnosti detekovaného záření	6
1.2.3 Klasifikace erupcí	9
2 Výběr a zpracování dat	11
2.1 Výběr erupcí	11
2.2 Přístroje	12
2.2.1 SDO	12
2.2.2 GOES	13
2.2.3 RHESSI	13
2.2.4 Pozemní observatoře	14
2.2.5 SolarSoft	15
2.3 Zpracování dat	15
2.3.1 RHESSI	15
2.3.2 SDO	16
2.3.3 GOES	17
3 Výsledky, naměřená data a diskuse	18
3.1 Spektroskopie	18
3.1.1 Erupce na disku z 22-Oct-2014 14:05 UTC	18
3.1.2 Erupce na okraji z 30-Aug-2015 02:50 UTC	31
3.2 Obrazová data	35
3.2.1 Erupce na disku z 22-Oct-2014 14:05 UTC	35
3.2.2 Erupce na okraji z 30-Aug-2015 02:50 UTC	38
3.3 Diskuse	42
Závěr	43
Seznam použité literatury	44
Seznam obrázků	46
Seznam tabulek	48
Seznam použitých zkratk	49

Úvod

Sluneční erupce jsou fenoménem, při kterém se uvolňuje nepředstavitelné množství energie. Tato energie se uvolní ve formě nejrůznějšího záření, tepelné energie a v neposlední řadě také ve formě urychlených částic. Tyto urychlené částice dále interagují s plazmou přítomnou ve svém okolí. Během těchto interakcí vzniká tvrdé rentgenové záření.

Analýzou spekter tohoto záření můžeme zjistit spoustu informací o sluneční erupci. Za pomoci obecně uznávaných modelů zdrojů záření lze odvodit vlastnosti urychlených částic a plazmy, ve které se pohybují. Z těchto vlastností můžeme dále odhadnout množství a původ uvolněné energie.

Díky více družicím, které zkoumají různé aspekty sluneční aktivity, můžeme zkoumat již zmiňovaná rentgenová spektra, ale také můžeme získat zajímavé snímky různých vrstev sluneční atmosféry. Tyto snímky lze využít k lokalizaci zdrojů záření v rámci jednotlivých struktur sluneční erupce. Díky pozorování v různých časech můžeme navíc porovnat jednotlivé fáze erupce.

Cílem práce je analyzovat spektra rentgenového záření a z těchto spekter určit parametry zkoumaných erupcí. Zkoumané erupce zvolíme tak, abychom mohli sledovat jednu erupci proti slunečnímu disku a měli tak přehled o zdrojích na povrchu. Druhou erupci chceme zkoumat na okraji disku, kde můžeme sledovat struktury ve vysokých vrstvách sluneční atmosféry.

V první kapitole zavedeme některé obecně uznávané modely, týkající se sluneční fyziky: standardní sluneční model, popíšeme jevy, které lze na Slunci pozorovat, a také popíšeme průběh sluneční erupce. Následně si přiblížíme vlastnosti detekovaného záření a jak z něj odvodit vlastnosti urychlených částic.

V druhé části vysvětlíme, jaká kritéria jsme použili pro výběr zkoumaných erupcí. A popíšeme přístroje, které jsme v naší práci použili. V této části také uvedeme, jak jsme zpracovali naměřená data.

V závěrečné třetí části uvedeme získané výsledky měření, popíšeme naměřená spektra a odvodíme některé vlastnosti erupce. Ukážeme si zde i pořízené snímky zkoumaných erupcí. Na konec budeme diskutovat přesnost našeho měření.

1. Teorie

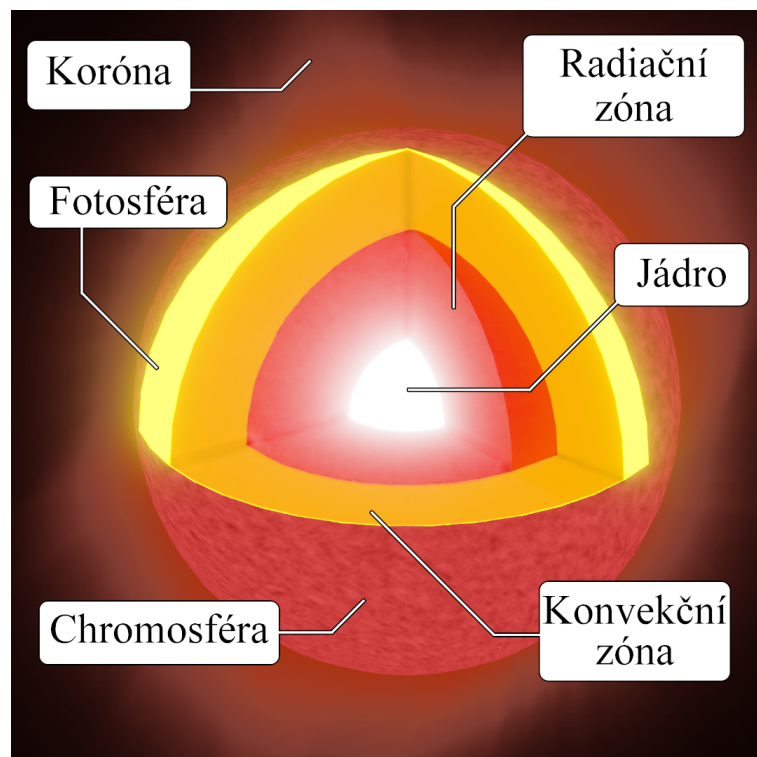
1.1 Slunce

Slunce je nejdůležitější hvězda pro život na Zemi. Pochopení dějů, které se na Slunci odehrávají, je tedy velmi důležité. První pozorování za pomoci teleskopu proběhlo již okolo roku 1610 [1]. Už při těchto prvních zkoumáních byly na Slunci pozorovány sluneční skvrny. Studování Slunce nám také pomáhá pochopit děje, které se dějí i v jiných hvězdách, jejichž povrch nemůžeme detailně studovat.

Střední vzdálenost Slunce od Země je přibližně $1,50 \times 10^8$ km [2], průměr slunečního disku je přibližně $1,39 \times 10^6$ km [3], což při pozorování ze Země znamená, že Slunce zabírá přibližně 1 919 arcsec [2]. Velmi důležitým aspektem sluneční fyziky je magnetické pole. Jeho síla se na povrchu dramaticky mění. Zatímco na pólech je velikost magnetické indukce 1 až 2 G^1 v oblasti slunečních skvrn dosahuje velikosti až 3 000 G [2].

1.1.1 Sluneční struktura

Vnitřní část Slunce můžeme rozdělit na čtyři oblasti podle procesů, které se v nich odehrávají [4]: jádro, zóna záření, tachoklina, zóna konvekce. Na obrázku 1.1 jsou znázorněny některé důležité části solární struktury.



Obrázek 1.1: Vnitřní struktura a atmosféra Slunce.

¹Tak jak je v solární astrofyzice běžné, budeme v práci používat převážně systém CGS. Vzdálenost a rozměry Slunce ze zřejmých důvodů uvádíme v km.

Jádru je nejvnitřnější část Slunce, kde je dostatečná teplota a tlak pro termojadernou fúzi. Tato reakce, při které se slučují jádra vodíku na helium, je zdrojem energie naší hvězdy. Teplota ve středu je přibližně 15×10^6 K a hustota plazmatu je přibližně $150 \text{ g}\cdot\text{cm}^{-3}$ [4]. S rostoucí vzdáleností teplota i tlak klesají a na úrovni 25 % poloměru ustává fúzní reakce.

Zóna záření přímo navazuje na sluneční jádro. Jak již název napovídá, hlavním dějem, který je zodpovědný za přenos energie, je záření. Energie generovaná jádrem je přenášena fotony, které interagují s částicemi uvnitř této vrstvy. Teplota i hustota opět klesají s rostoucím poloměrem. Zatímco na vnitřní straně je teplota přibližně 7×10^6 K a hustota $20 \text{ g}\cdot\text{cm}^{-3}$, na vnější straně, která dosahuje zhruba 70 % poloměru, je teplota 2×10^6 K a hustota $0,2 \text{ g}\cdot\text{cm}^{-3}$ [4].

Tachoklina je tenká vrstva oddělující zónu záření a konvekce. V této oblasti se plynule mění způsob přenosu energie z radiálního na konvektivní. Tachoklina má velký význam, jelikož se právě zde pravděpodobně vytváří magnetické pole Slunce [4].

Nejvyšší teplota uvnitř *zóny konvekce* je na jejím vnitřním okraji a dosahuje zhruba 2×10^6 K. Tato teplota je dostatečná na to, aby si těžší ionty (uhlík, dusík, kyslík, vápník a železo) udržely část svých elektronů. To má za následek zvýšení opacity, což v důsledku zabrání přenosu energie pomocí záření. Energie se tak přenáší konvekcí. Teplota na povrchu dosahuje 5 700 K a hustota je $2 \times 10^{-7} \text{ g}\cdot\text{cm}^{-3}$ [4]. Konvektivní proudění se na slunečním povrchu projevuje jako granulace a supergranulace.

Na povrchu Slunce se nachází *fotosféra*. Jedná se o tenkou (100 km [5] až 500 km [2]) vrstvu, kterou můžeme pozorovat ve viditelném spektru. Při okraji slunečního disku je tato vrstva znatelně tmavší. Toto ztmavení je způsobeno tím, že při pohledu na okraj slunečního kotouče sledujeme vyšší vrstvy, které jsou chladnější než vrstvy pod nimi [1]. Fotosféra je také zodpovědná za více než 99 % světla a tepla, které Slunce vyzařuje [1].

Nad fotosférou se rozkládá *chromosféra*. Její tloušťka je přibližně 2 500 km [2]. Pro tuto vrstvu je typická načervenalá barva, která je způsobena zářením vodíku v Balmerově sérii (přechodem mezi 3. a 2. energetickou hladinou). Tato vlnová délka se označuje jako $H\alpha$ a má hodnotu 656,28 nm. Teplota se zde pohybuje v rozmezí 5 700 K a 20 000 K [6].

Mezi chromosférou a korónou se nachází *přechodová oblast*. Zde se teplota prudce mění z 20×10^3 K na 10^6 K. Vodík se ionizuje (zbavuje svých elektronů), přechodová vrstva je tedy v $H\alpha$ nepozorovatelná. Místo vodíku se zde nacházejí těžší ionty, které mají své spektrální čáry v ultrafialové oblasti, která není z povrchu Země pozorovatelná [7].

Koróna, jež se nachází nad chromosférou, je vnější část sluneční atmosféry. Koróna je dobře pozorovatelná ze Země během slunečního zatmění. Teplota je zde vyšší než 10^6 K, avšak hustota koronálních plynů je velmi malá. Při této teplotě je spektrum koróny tvořeno čarami těžkých prvků (železo a vápník) [8]. Vysoká teplota také způsobuje silnou emisi v rentgenové oblasti. Jelikož v chromosféře ani fotosféře není záření v rentgenové oblasti přítomno, můžeme korónu pozorovat právě pomocí rentgenového snímání [8].

1.1.2 Solární magnetismus

Klíčem k pochopení Slunce je jeho magnetické pole, které je zodpovědné za všechny sluneční jevy, jež je možné na povrchu Slunce pozorovat [9]. Magnetické pole vzniká pohybem nabitých částic uvnitř Slunce a zároveň pohyb těchto částic ovlivňuje.

Sluneční skvrny jsou nejnápadnějším projevem slunečního magnetismu. Již Galileo Galilei dokázal z pozorování skvrn vyvodit, že Slunce se na povrchu otáčí [1]. Perioda otáčení je přibližně 24 dní na rovníku a více než 30 dní na pólu [5]. Systematickým sledováním počtu slunečních skvrn bylo možné zjistit, že sluneční aktivita se vyvíjí v cyklech, které trvají 11 let [10]. Sluneční skvrny jsou tmavá místa na povrchu Slunce. Teplota v nich klesá až k 3 700 K. Velmi silné magnetické pole je v nejtavší části skvrny - umbře. Slabší magnetické pole se nachází v penumbře, světlejší části sluneční skvrny [11]. Skvrny většinou vznikají ve dvojicích s opačnou polaritou magnetického pole. Více než polovina slunečních skvrn zaniká do dvou dnů od svého vzniku [1].

Sluneční skvrny jsou ve svém okolí vždy doprovázeny zjasněním atmosféry. Toto zjasnění nazýváme *fakule*. Fakule se objevují někdy i několik dní před skvrnou a na povrchu Slunce vydrží několikanásobně déle než sluneční skvrna, kterou doprovází [1]. Na rozdíl od skvrn fakule zvyšují svítivost Slunce. V celkovém součtu pak efekt fakulí převáží nad efektem skvrn [11]. Magnetické pole je zde silnější než ve zbytku Slunce, ale ne tolik jako v oblasti skvrn.

Granulace, jak již bylo zmíněno, je projevem konvekčního proudění pod fotosférou. Jedná se o malé (zhruba 300 km až 1 000 km [1]) útvary buněčného tvaru pokrývající téměř celý sluneční povrch. Jedná se o vrcholky proudů horkého stoupajícího plazmatu. Na hranici mezi jednotlivými sloupci je povrch tmavší, zde ochlazené plazma klesá zpět do nitra konvekční zóny [11]. Analýzováním Dopplerova efektu bylo určeno, že rozdíl rychlostí mezi klesajícím a stoupajícím proudem je v průměru přibližně $7 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ [1]. Průměrná doba života jedné buňky je zhruba 8,6 min [12]. Granulace je významně ovlivněna solárním magnetismem. V blízkosti penumbry (do vzdálenosti odpovídající jednomu poloměru skvrny) jsou granulace o 20 % menší, v oblasti fakulí je kontrast mezi tmavou a světlou částí dvakrát nižší a v oblasti slunečních skvrn se nevyskytují vůbec [1].

Supergranulace je jev podobný granulaci, avšak ve větším měřítku. Velikost jednotlivých granulí je 35 000 km [11]. Supergranulace jsou pozorovatelné při zkoumání Dopplerova jevu spektrálních čar. Rychlost proudění je přibližně $0,5 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$. Proudění unáší svazky magnetického pole na okraj buňky, kde tyto svazky produkují *chromosférickou síť* [11].

Koronální smyčky se vyskytují v aktivních oblastech a jsou spojovány s uzavřenými magnetickými siločarami, které spojují magnetické oblasti na povrchu Slunce [13]. Některé smyčky se vyskytují v oblastech slunečních erupcí. Tyto smyčky jsou typicky tvořeny hustší a teplejší plazmou. Energie na ohřev této plazmy pochází právě ze sluneční erupce [14].

1.2 Sluneční erupce

Sluneční erupce je jev, při kterém se uvolní velké množství energie. Sluneční erupce mají efekt i na naši planetu. Vysokoenergetické fotony v rentgenové oblasti

spektra, které jsou erupcemi produkovány, narušují zemskou ionosféru. Energetické protony, produkované silnějšími erupcemi, mohou poškodit elektroniku družic. Erupce také v zemském magnetickém poli mohou iniciovat bouři. Výrony koronální hmoty způsobené některými erupcemi, mohou narušovat zemské magnetické pole [15].

Struktura sluneční erupce je zachycena na obrázku 1.2. Jsou tam znázorněny magnetické siločáry, zdroje různého záření a pohyb plazmy.

1.2.1 Průběh erupce

Zdroje uvolněné energie jsou propojení opačně orientovaných polí magnetické indukce [15]. Erupce se tedy vyskytují v oblasti silných magnetických polí, v aktivních oblastech. V časovém vývoji erupce můžeme rozlišit tři fáze: přederupční, impulzivní a graduální [14].

Přederupční fáze je provázána postupným zjasněním aktivní oblasti. To je způsobeno tím, že se magnetické pole začíná přeskupovat. Během tohoto procesu se pomalu zahřívá plazma. Magnetické pole se během přederupční fáze stane nestabilním a má tendenci se velmi rychle měnit. Celé toto zjasnění trvá pouze několik minut, poté následuje impulzivní fáze [15]. Pokud pozorujeme záření z celého slunečního disku, nemusí být toto zjasnění patrné, což je případ sondy GOES [14].

Impulzivní fáze trvá desítky sekund až desítky minut [14]. Během tohoto krátkého časového intervalu dojde k uvolnění magnetické energie. Tato energie se uvolní ve formě urychlených částic, tepelné energie a celé šíří elektromagnetického záření [14]. Toto záření je koncentrováno v chromosférickém ukotvení magnetického pole. Obecně se předpokládá, že k uvolnění magnetické energie přepojením magnetických smyček, dochází nad chromosférou v oblasti nižší koróny [14]. Urychlené částice (jedná se převážně o elektrony, těžší ionty jsou významné jen u erupcí s výraznou emisí nad 300 keV) poté dále interagují se svým okolím. V nižších oblastech, kde je dostatečná hustota sluneční plazmy, vzniká tvrdé rentgenové záření (HXR). Tepelná energie se projevuje zvýšením teploty plazmy a jejím vypařením z chromosféry do koróny [14].

Graduální fáze je charakterizovaná postupným a pomalým poklesem emise v měkkém rentgenovém záření (SXR) a mikrovlnné oblasti. Během této závěrečné fáze dochází k chladnutí plazmatu, které původně vystoupalo do koróny z chromosféry. Tlak v této plazmě je zhruba o čtyři řády větší než v klidné koróně. To je způsobeno vyšší teplotou a také hustotou plazmy uvnitř koronálních smyček, které se během erupce dramaticky vyvíjejí. Tato hustší plazma, pak může fungovat jako zdroj SXR a EUV záření [14]. Chladná plazma poté klesá zpět do chromosféry.

1.2.2 Vlastnosti detekovaného záření

Pomocí detekovaného fotonového spektra v rentgenové oblasti můžeme odvodit vlastnosti elektronů, plazmy a také některé parametry erupce. Hlavní dvě složky, které rozlišujeme uvnitř detekovaného spektra, jsou termální složka a netermální složka. Dále se v detekovaném spektru mohou objevit fotony, které se

zpětně rozptýlily na okolních elektronech ve fotosféře, tato složka se nazývá albedo.

Označme některé důležité veličiny: hustotu urychlených elektronů na jednotku energie jako n_e , hustotu protonů v plazmě jako n , energii fotonů jako ϵ , energii volných elektronů jako E . Distribuční funkce $F(E, \vec{r})$ určuje tok elektronů v poloze \vec{r} . Diferenciální účinný průřez $\sigma(\epsilon, E)$ je funkcí energie fotonu a energie volného elektronu. Účinný průřez můžeme aproximovat jako funkci úměrnou $1/\epsilon E$, přesněji [16]:

$$\sigma(\epsilon, E) = \frac{\sigma_0}{\epsilon E} \cdot q(\epsilon, E)$$

Kde σ_0 je multiplikativní konstanta a faktor $q(\epsilon, E)$ můžeme nerelativisticky aproximovat dvěma způsoby: tzv. Kramersův účinný průřez nebo Betheův-Heitlerův účinný průřez. V obou případech je pro $E < \epsilon$ tento faktor nulový. V opačném případě nabývá následujících hodnot [16]:

$$q(\epsilon, E) = 1 \quad (\text{Kramers})$$

$$q(\epsilon, E) = \ln \left(\frac{1 + \sqrt{1 - \epsilon/E}}{1 - \sqrt{1 - \epsilon/E}} \right) \quad (\text{Bethe-Heitler})$$

Obecně pro detekovanou intenzitu fotonů I ve vzdálenosti R získáváme následující rovnici [16]:

$$I(\epsilon) = \frac{\bar{n}V}{4\pi R^2} \int_{\epsilon}^{\infty} \bar{F}(E) \sigma(\epsilon, E) dE \quad (1.1)$$

Kde V je celkový objem zdroje a veličiny $\bar{F}(E)$ a \bar{n} jsou průměrné hodnoty vážené hustotou [16]:

$$\begin{aligned} \bar{F}(E) &= \frac{1}{\bar{n}V} \int_V F(E, \vec{r}) n(\vec{r}) dV \\ \bar{n} &= \frac{1}{V} \int_V n(\vec{r}) dV \end{aligned}$$

Termální složka je produkována elektrony, které mají Maxwellovo rozdělení. Předpokládáme také, že plazma je isothermální a hustota volných elektronů n_e je stejná jako hustota protonů v plazmatu n . Další důležitou součástí termální emise jsou spektrální čáry těžkých iontů (zejména železo na 6,7 keV). Maxwellovo rozdělení se projeví tak, že do rovnice 1.1 dosadíme elektronovou distribuční funkci [16]:

$$F(E, \vec{r}) = n_e(\vec{r}) \left(\frac{8}{\pi m_e k^3 T^3} \right)^{\frac{1}{2}} E \exp(-E/kT)$$

Kde k je Boltzmannova konstanta, T označuje teplotu plazmy a m_e je hmotnost elektronu. Po dosazení do rovnice 1.1 a vyintegrování přes energii, při použití Kramersova vzorce pro účinný průřez, získáme následující funkci [16], kde jsme multiplikativní konstanty nahradili jedinou konstantou K_{therm} :

$$I_{therm}(\epsilon) = K_{therm} \frac{EM}{\epsilon T^{1/2}} \exp(-\epsilon/kT) \quad (1.2)$$

Pokud bychom použili Betheův-Heitlerův vztah pro účinný průřez, výsledek by se příliš nelišil [16]. Hlavní parametry u funkce 1.2 jsou teplota plazmy T a míra emise EM . Míra emise je definovaná jako [16]:

$$EM = \int_V n^2(\vec{r}) dV \quad (1.3)$$

Netermální složka je produkovaná urychlenými elektrony, které nemají lokálně maxwellovské rozdělení. Zde se zaměříme na tzv. model tlustého terče. Označme spektrum urychlených elektronů jako $\mathcal{F}(E_0)$, poté můžeme spočítat detekované fotonové spektrum ve vzdálenosti $R = 1 \text{ AU}$ pomocí následujícího vzorce [17]:

$$I_{thick}(\epsilon) = \frac{1}{4\pi R^2} \int_{\epsilon}^{\infty} \mathcal{F}(E_0) \int_{E_0}^{\epsilon} \frac{n(x)\sigma(\epsilon, E)}{\frac{dE}{dx}} dE dE_0 \quad (1.4)$$

Vnitřní integrál vyjadřuje množství fotonů, které vzniknou z elektronu s počáteční energií E_0 . Vnější integrál poté bere v potaz všechny elektrony vzhledem k jejich energetické distribuci $\mathcal{F}(E_0)$. Derivace $\frac{dE}{dx}$ ve vnitřním integrálu označuje ztrátu energie elektronu vzhledem k jeho poloze. Předpokládáme, že pohybující se elektron ztrácí energii s tím, jak postupuje plazmou. Zároveň se vzhledem k tomuto pohybu může měnit koncentrace nabitých částic v plazmě $n(x)$. Úbytek energie je přímo úměrný koncentraci elektronů [16]:

$$\frac{dE}{dx} = -\frac{K_{thick}nv}{E}$$

Kde K_{thick} je multiplikatívni konstanta a v je rychlost elektronů. Díky tomuto tvaru úbytku energie vidíme, že intenzita detekovaného záření nezávisí na hustotě okolní plazmy. Rychlost elektronů v můžeme určit relativisticky z jejich kinetické energie E . Zbývá nám pouze zjistit jaký tvar má spektrum urychlených elektronů $\mathcal{F}(E_0)$. Obecně předpokládáme, že se jedná o mocninnou závislost $\mathcal{F}(E_0) = AE_0^{-\delta_0}$. Ve složitějších případech nám ovšem takovýto jednoduchý model nemusí stačit. Proto se zavádí například dvojitá mocninná závislost s tzv. nízkým a vysokým energetickým limitem [18]. Tato závislost vypadá následovně [19]:

$$\mathcal{F}(E_0) \propto \begin{cases} 0 & E_0 < E_l \\ AE_0^{-\delta_1} & E_l \leq E_0 < E_b \\ AE_b^{\delta_2 - \delta_1} E_0^{-\delta_2} & E_b \leq E_0 < E_h \end{cases} \quad (1.5)$$

Kde E_l je nízký energetický limit, E_b je energie, při které se mění exponent v mocninné závislosti z δ_1 na δ_2 a energie E_h označuje vysoký energetický limit. Nad tímto limitem předpokládáme nulovou hodnotu této distribuce. Takto definované elektronové spektrum můžeme použít i v jednodušších případech. Stačí zvolit $E_b = E_h$, pak δ_2 nebude použito.

Dalším nezanedbatelným zdrojem detekovaných fotonů je *albedo*. Tento jev vzniká kvůli Comptonově rozptylu primárních rentgenových fotonů. Sluneční atmosféra je v oblasti nad zdroji záření opticky řidší a bez velkých ztrát (ať už rozptylem či absorpcí) vzniklé záření propouští. Naopak atmosféra pod rentgenovými zdroji je opticky hustší a fotony, původně směřující od zdroje směrem do Slunce, se rozptylují zpět směrem k pozorovateli.

Fotony s energiemi většími než ≈ 100 keV pronikají do sluneční atmosféry tak hluboko, že je pozorovatel nemůže detekovat. Fotony s energiemi nižšími než ≈ 10 keV jsou absorbovány. Celkově má spektrum fotonů pocházejících z rozptýleného primárního záření celkem široké maximum v oblasti 30–40 keV [19].

1.2.3 Klasifikace erupcí

Erupce můžeme rozdělit buď podle jejich velikosti pozorované v $H\alpha$, nebo dle intenzity záření v SXR [15].

V případě klasifikace podle velikosti v $H\alpha$ vyjádříme plochu erupce v miliontínách slunečního disku ². Následně zařadíme erupci do jedné z pěti kategorií uvedených v tabulce 1.1. Erupce se dále dělí podle jejich relativní intenzity do tří kategorií: slabá (faint, označená jako f), normální (označená jako n) a jasná (brilliant, označená jako b). Tato klasifikace intenzity je velmi subjektivní [15].

Plocha Milióntiny disku	Relativní intenzita		
	Faint (f)	Normal (n)	Brilliant (b)
< 100	Sf	Sn	Sb
100–250	1f	1n	1b
250–600	2f	2n	2b
600–1200	3f	3n	3b
> 1200	4f	4n	4b

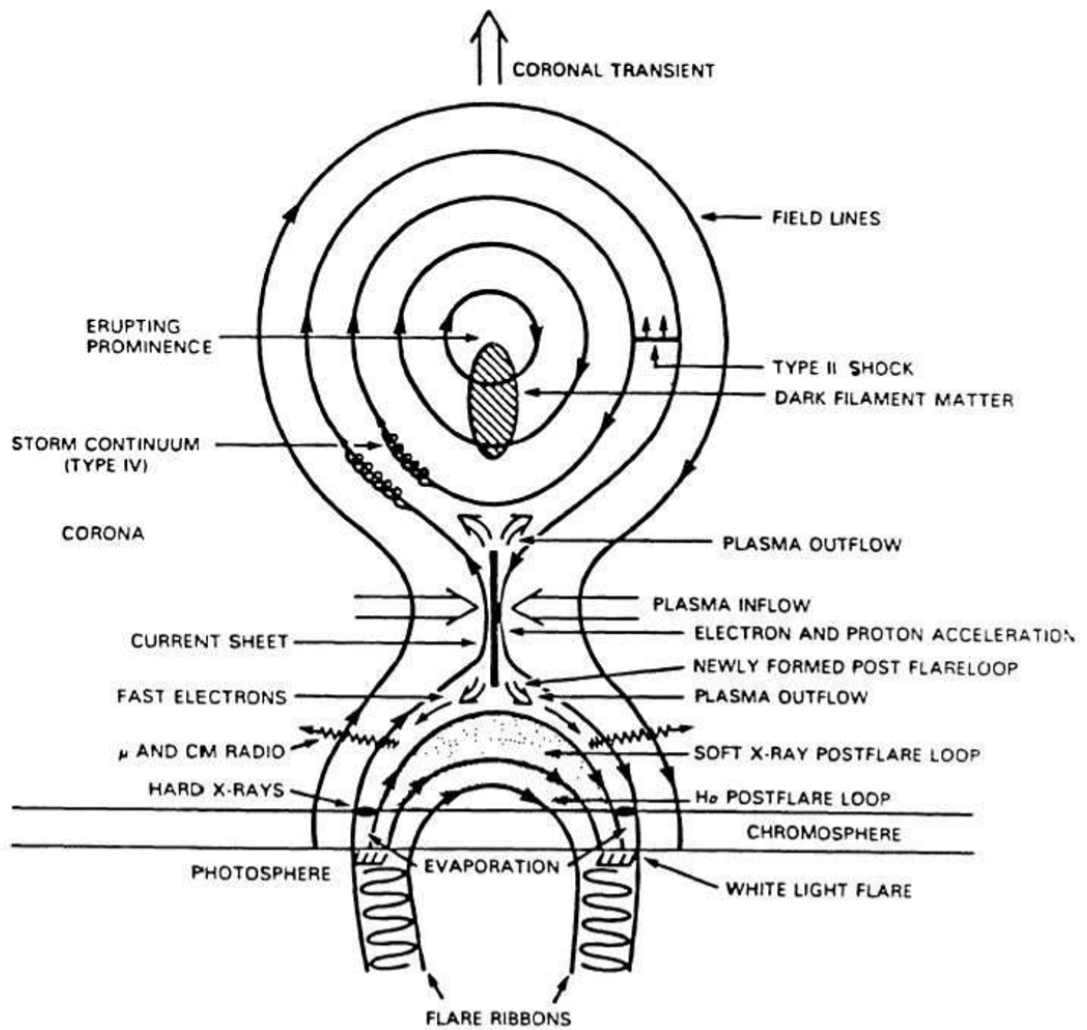
Tabulka 1.1: Rozdělení slunečních erupcí dle jejich plochy v $H\alpha$. [15]

Vzhledem k subjektivnosti předchozí klasifikace je lepší použít měření intenzity záření v SXR oblasti. Tato metoda používá rozsah 1–8 Å. Erupce se dělí podle logaritmické škály do pěti kategorií označených písmenem, viz tabulka 1.2. Tato písmena označují velikost řádu rentgenové intenzity. Po označení řádu následuje číslo, které určuje násobek daného řádu (např.: M3 = 3×10^{-2} erg · cm⁻² · s⁻¹) [15]. Toto číslo je tedy z intervalu 1–9. Nicméně protože existují erupce s intenzitou v SXR oblasti i o řád vyšším než 10^{-1} erg · cm⁻² · s⁻¹, pro erupce třídy X je toto číslo jakékoli kladné (např.: X28) [20].

Třída	Intenzita (erg · cm ⁻² · s ⁻¹)
A	10^{-5}
B	10^{-4}
C	10^{-3}
M	10^{-2}
X	10^{-1}

Tabulka 1.2: Rozdělení slunečních erupcí dle jejich intenzity v SXR. [14]

²Jedna miliontina disku odpovídá $1,5 \times 10^6$ km² [15]



Obrázek 1.2: Struktura sluneční erupce. Převzato z [21]

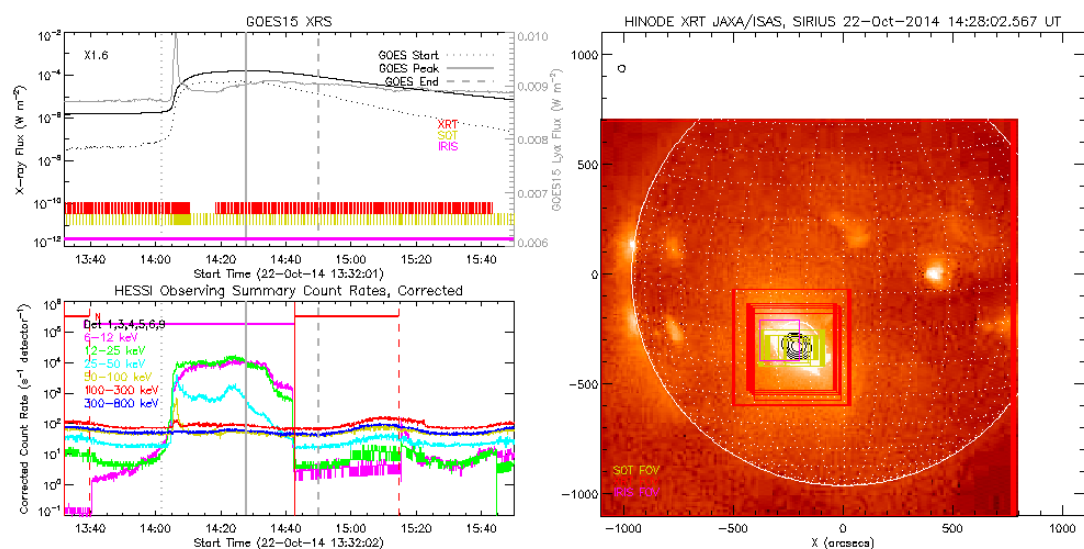
2. Výběr a zpracování dat

2.1 Výběr erupcí

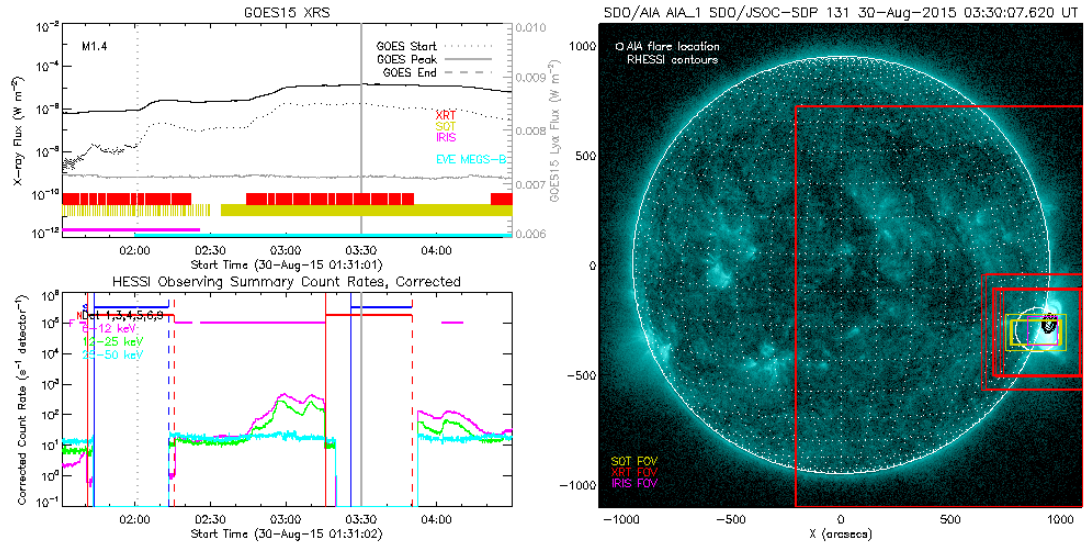
V práci budeme zkoumat dvě erupce. A to konkrétně erupci magnitudy X1 z 22. října 2014, která se odehrává na slunečním disku a erupci magnitudy M1 z 30. srpna 2015, která se odehrává na okraji disku. Erupce jsme zvolili tak, aby jedna byla pozorovaná na disku a druhá na okraji. Díky tomu máme pohled na erupce ze dvou stran a jsme schopni lépe pochopit princip jejich fungování. První z námi zkoumaných erupcí byla již analyzovaná v článku [22].

Kritéria pro výběr erupcí byla taková, aby byla erupce pozorovaná v co možná nejširším spektru energií a co největším množstvím přístrojů. Zejména jsme chtěli, aby byla erupce pozorovaná přístrojem SDO, který poskytuje kvalitní obrazové snímky ve velkém množství různých vlnových délek. Dále jsme požadovali pozorování ve vlnové délce $H\alpha$, a abychom měli data z družice RHESSI, což nám umožní podrobnou spektrální analýzu. Zároveň bylo nutné zvolit správnou velikost erupcí. Pokud by byly zvolené erupce příliš jasné, RHESSI používá stínící atenuátory, které mohou ovlivnit měření. Zároveň může dojít k saturaci detektorů a naměřená spektra mohou být nepřesná. Na druhou stranu chceme, aby erupce byla dobře patrná v naměřených datech.

Samotný výběr erupcí probíhal za pomoci SolarSoftu [23], kde jsme pomocí příkazu `solar_flare_finder` a nastavením vhodných parametrů získali potenciální kandidáty. Z nalezených erupcí jsme vyloučili ty, které nebyly pozorované ve viditelném spektru a které nebyly pozorované ve vlnové délce $H\alpha$ pozemními observatořemi. Pro erupci na disku nám zůstali dva kandidáti. Jedna s magnitudou X1 a druhá s magnitudou M4 nakonec jsme zvolili erupci magnitudy X1, přestože je poměrně intenzivní. Pro erupci na okraji nám zbyla jen jediná erupce, která se ovšem částečně odehrává až za okrajem disku. Navíc nebyla pozorovaná družicí RHESSI po celou dobu svého trvání.



Obrázek 2.1: Přehled informací o erupci na disku.



Obrázek 2.2: Přehled informací o erupci na okraji.

Na obrázcích 2.1 a 2.2 můžeme vidět polohu erupcí, jaké družice erupci pozorovaly a časový vývoj toku detekovaného přístrojem RHESSI. Časový vývoj je zachycen pro různá energetická pásma. Obrázky jsme generovali pro každou erupci pomocí příkazu `solar_flare_finder`. Jedná se o souhrnné obrázky, které shrnují všechny důležité aspekty, které jsme použili k vybírání erupcí.

2.2 Přístroje

2.2.1 SDO

Solar Dynamics Observatory (SDO) je satelit, který byl vypuštěn v roce 2010 jako součást programu NASA Living with a Star. SDO nese několik experimentů. Pro nás nejzajímavější je experiment AIA (Atmospheric Imaging Assembly) [24].

AIA sestává ze čtyř teleskopů, které fotografují povrch a atmosféru Slunce. Teleskopy jsou schopny zaznamenávat obraz v 10 vlnových délkách, viz tabulka 2.1.

Jméno kanálu	Primární ionty	Oblast atmosféry
Bílé světlo	Kontinuum	Fotosféra
1700 Å	Kontinuum	Teplotní minimum, fotosféra
304 Å	He II	Chromosféra, přechodová oblast
1600 Å	C IV + Kontinuum	Přechodová oblast a horní fotosféra
171 Å	Fe IX	Klidná koróna a horní př. oblast
193 Å	Fe XII, XXIV	Koróna a plazma horké erupce
211 Å	Fe XIV	Koróna aktivní oblasti
335 Å	Fe XVI	Koróna aktivní oblasti
94 Å	Fe XVIII	Erupční oblasti
131 Å	Fe VIII, XX, XXIII	Erupční oblasti

Tabulka 2.1: Vlnové délky pozorované přístrojem AIA. [25]

AIA má velké časové rozlišení, každých 10 sekund zaznamená povrch celého Slunce nebo je možné omezit zorné pole přístroje a snímat s kadencí 2 sekund. Prostorové rozlišení experimentu AIA je 0,6 arcsec na jeden pixel (to odpovídá přibližně 435 km ve vzdálenosti 1 AU). Naměřená data jsou volně dostupná a lze je získat pomocí procedur z balíku SolarSoft.

Další experimenty na palubě SDO jsou EVE (Extreme Ultraviolet Variability Experiment) a HMI (Helioseismic and Magnetic Imager).

2.2.2 GOES

Geostationary Operational Environmental Satellite (GOES) je systém geostacionárních satelitů provozovaných agenturou NOAA. Slouží především pro předpověď počasí, ale také monitorují sluneční aktivitu.

Data použitá v této práci jsme získali ze satelitu GOES 15. Jedná se o poslední satelit 2. generace tohoto programu vypuštěný v roce 2010. Na palubě nese přístroje zaměřené na předpověď počasí v Severní Americe a také přístroje zkoumající Slunce. Data získaná z tohoto satelitu pocházejí z přístroje SEM/XRS (Space Environment Monitor/X-Ray Sensor). Tento přístroj snímá rentgenové emise na Slunci ve dvou rozsazích vlnových délek: 0,5 Å - 3,0 Å a 1,0 Å - 8,0 Å [26].

2.2.3 RHESSI

Reuven Ramaty High Energy Solar Spectroscopic Imager (RHESSI) je satelit vypuštěný agenturou NASA 5. února 2002. Jeho činnost byla ukončena 16. srpna 2018 [27]. Satelit nese pouze jeden experiment a to spektrometr.

Spektrometr je tvořen 9 polovodičovými detektory z germania. Každý z detektorů je umístěn za párem dvou mřížek, které jsou vyrobeny z wolframu a molybdenu. Celá družice rotuje rychlostí 4 otáček za vteřinu, což v kombinaci s přítomností mřížek způsobuje modulaci signálu detekovaného detektorem.

Pro rekonstrukci obrazu se naměřená data rozdělí do časových binů. Pro počet detekovaných fotonů z časového binu i pocházejících z pixelu m hledaného obrazu platí [28]:

$$C_i = A \sum_m P_{im} F_m \Delta t_i \quad (2.1)$$

Kde C_i je počet fotonů zaznamenaných detektorem, A je velikost plochy detektoru, P_{im} je pravděpodobnost naměření fotonu z pixelu m v čase i (jedná se v podstatě o odezvu přístroje), F_m je příchozí tok fotonů z pixelu m a Δt_i je doba pozorování pro i -tý časový bin, tato doba se mění, jelikož detektoru chvíli trvá, než se z něj detekovaný foton vyčte. Pokud tedy chceme zjistit, jak vypadala měřená data F_m , musíme nalézt řešení inverzního problému k rovnici 2.1.

Softwarový balík SolarSoft obsahuje několik obrazových algoritmů, které se pokoušejí tento problém řešit. Základní algoritmus `backprojection` je rychlý a přímočarý, ale nedává příliš kvalitní výsledky. Druhý algoritmus, který jsme v naší práci používali je `Clean`. Výhodou jsou kvalitnější obrázky, nevýhodou je, že algoritmus má tendenci zvětšovat zdroje záření.

Mřížková konstanta je pro každý detektor jiná, což má za následek různé úhlové rozlišení jednotlivých detektorů (2,3'' pro detektor číslo 1 až 180'' pro detektor číslo 9) [28]. Energetický rozsah detekovaných fotonů činí 3 keV až 17 MeV a energetické rozlišení je přibližně 1 keV, pro vyšší energie fotonů je energetické rozlišení nižší.

Každý z detektorů má oddělenou přední a zadní část. Tloušťka přední části je zvolena tak, aby se v ní zastavili fotony s energií do cca 150 keV. Vyšší energie se detekují v zadní části detektoru. V naší práci používáme údaje z předních částí detektorů.

Součástí RHESSI je také sada dvou hliníkových desek (tzv. atenuátorů), které slouží k útlumu toku fotonů. Pokud by byl tok fotonů do přístroje příliš velký, hrozila by saturace detektorů, což by mělo za následek zkrácení času, kdy je detektor schopný registrovat přilétající fotony. Zároveň by hrozil tzv. pileup detekovaných fotonů. Pokud by totiž do detektoru vletly dva fotony v příliš krátkém časovém rozmezí, mohlo by se stát, že je detektor zaregistruje jako jeden foton avšak s energií odpovídající součtu energií obou fotonů. Celkově by tak došlo ke zkreslení měření. Tyto atenuátory je možné vsunout před celou měřící soustavu. Desky pohlcují zejména nízkenergetické fotony, což má za následek, že pokud jsou aktivní, tak mohou ovlivnit měření pro nižší hodnoty energií. Model sloužící k aproximaci chování atenuátorů, který je součástí SolarSoftu, není dostatečně přesný. Proto pokud jsou atenuátory aktivní, nemůžeme použít celý energetický rozsah přístroje a data pro nižší energie nemůžeme použít, jelikož jsou zkreslená.

Informace o zaznamenaném fotonu se zapisují na palubní disk, který má kapacitu 4 Gb. Aby nedošlo k zahlcení zapisovacího rozhraní disku, nezapisuje se každý zaznamenaný foton, ale pouze nějaká část. Tomuto procesu se říká decimace. Její úroveň se dynamicky mění v závislosti na počtu detekovaných fotonů a je různá pro zadní a přední část detektorů. Oprava tohoto efektu je poměrně snadná. Pokud víme, že jsme zaznamenali např. každou čtvrtou částici, vynásobíme počet countů čtyřmi. Tato oprava je součástí balíku SolarSoft.

2.2.4 Pozemní observatoře

Pro obrázky ve vlnové délce $H\alpha = 656,28$ nm jsme používali data z pozemních observatoří. Jelikož pozorování probíhá ze zemského povrchu, je ovlivněno atmosférou. Data jsme čerpali ze dvou observatoří.

Pro erupci na disku jsme data získali z rakouské hvězdárny Kanzelhöhe¹, která je vybavena 12 bitovou CCD kamerou o rozlišení 2000 px na 2000 px. Doba expozice je řízena automaticky. Použitý $H\alpha$ filtr má pološířku 0,7 nm.

Pro erupci na okraji jsme použili data ze sítě observatoří GONG² (Global Oscillation Network Group), což je projekt sdružující 6 observatoří. Data pro naše pozorování pocházejí z australské observatoře Learmonth³.

¹https://www.kso.ac.at/instrumente/instrumente_en.php

²https://gong.nso.edu/info/fact_sheet.html

³<https://www.sws.bom.gov.au/Solar/6/1#LeaH-Alpha>

2.2.5 SolarSoft

Na zpracování i získání dat jsme používali softwarový balík SolarSoft. Jedná se o rozšíření prostředí IDL, které umožňuje snadnou manipulaci s daty (zejména obrazovými). SolarSoft obsahuje velké množství funkcí umožňujících práci s daty z různých solárních observatoří. Do projektu přispívá velké množství vědců [23].

2.3 Zpracování dat

2.3.1 RHESSI

Zpracování dat z RHESSI jsme prováděli pomocí SolarSoftu, který obsahuje funkce pro snadné získání dat naměřených družicí. Ze spektrometru jsme byli schopni získat jednak obrázky pro různé energie a různé časy erupcí a jednak jejich energetické spektrum.

Pro vygenerování obrázků jsme nejprve museli určit, jaké detektory je možné použít za daných podmínek. Pomocí základního algoritmu `backprojection` jsme zobrazili data pro jednotlivé detektory. Ty s velkým prostorovým rozlišením většinou nepřidávaly nové informace, ale pouze šum, proto jsme je vyloučili. Následně jsme generovali obrázky z vybraných detektorů pomocí algoritmu `clean`. Pro určení časů, ve kterých budeme data z pozorovaných erupcí analyzovat, jsme zkoumali fotonová spektra. Vybrali jsme časy odpovídající maximu intenzity v tvrdém rentgenu. Další čas jsme určili jako čas pozorování maxima intenzity sondou GOES (viz obrázky 2.1 a 2.2, označeno jako GOES Peak). Erupce na okraji bohužel nebyla pro druhý čas pozorovaná sondou RHESSI. Další z faktorů ovlivňující výběr časů bylo aktuální nastavení atenuátoru. Pokud by v pozorovaném intervalu došlo ke změně stavu, naměřená data by ztratila význam, jelikož by se změnila odezva přístroje. Časový interval jsme volili tak, aby celkový počet countů byl vyšší než 10^5 . Výsledné obrázky mají rozlišení 128 px na 128 px, přičemž na jeden pixel připadají čtyři obloukové vteřiny. Celková oblast vykreslená na výsledném obrázku má tedy rozsah 512 arcsec na 512 arcsec.

Analýzu detekovaných fotonových spekter jsme prováděli pro stejné časy jako v případě generování obrázků. Pro erupci na disku, která byla velmi intenzivní, jsme museli započítat pileup efekt, který nebyl zanedbatelný. Protože se jedná o efekt, který je pro každý detektor jiný, museli jsme analyzovat spektrum každého detektoru zvlášť. Pro druhou, méně intenzivní erupci, toto nebylo nutné, díky tomu bylo možné data z jednotlivých detektorů zkombinovat a dosáhnout tak vyšší četnosti fotonů a tudíž zkrátit integrační čas.

Detekované fotony jsme podle jejich energie rozdělili do 137 intervalů v rozsahu 3–300 keV. Počet detekovaných částic v daném energetickém binu odpovídá intenzitě pozorovaného záření na dané energii. Tato závislost ovšem není lineární, nýbrž je ovlivněna odezvou detektorů. Pomocí SolarSoftu jsme vygenerovali matici DRM (Detector response matrix), kterou jsme použili pro přepočítání mezi skutečným a detekovaným spektrem.

Je důležité si uvědomit, že detektory snímají fotony, které pocházejí z celého Slunce, tedy i z jiných oblastí než jen z těch aktivních. Toto ovšem představuje problém jen u méně intenzivní erupce. Erupce na disku je velmi intenzivní a tok fotonů pocházejících ze zkoumané erupce je mnohem vyšší než tok ze zbytku sl-

nečního kotouče. Kromě fotonů pocházejících ze Slunce detektor snímá i pozadí. To mohou být fotony původem ze Země, která je výrazně blíže k RHESSI než Slunce. Spektrum tohoto pozadí není konstantní funkce v závislosti na čase ani v závislosti na energii. Proto jsme museli pro každé měření provést několik fitů, které aproximovaly pozadí.

Fitování pozadí probíhalo tak, že pro vybrané energetické rozsahy (viz tabulka 2.2) jsme zobrazili časovou závislost měřené intenzity před a po erupci. Případně pouze před erupcí, pokud data po erupci chyběla. Tato data jsme fitovali funkcemi, které dostatečně dobře aproximují časový vývoj pozadí (viz tabulka 2.2). Zjistili jsme, že pozadí v námi zkoumaných časech bylo pro nižší energii vždy o několik řádů nižší než zkoumaný signál. Pozadí se dostalo na úroveň dat až okolo 100 keV.

Interval	Fitovaná funkce
3–6 keV	Polynom 1. stupně
6–12 keV	Polynom 1. stupně
12–25 keV	Polynom 1. stupně
25–50 keV	Polynom 3. stupně
50–100 keV	Funkce 'This energy profile' ^a
100–300 keV	Funkce 'High energy profile' ^a

Pozn.: ^a Tyto funkce aproximují pozadí na základě časového vývoje v období bez erupcí.

Tabulka 2.2: Energetické intervaly, pro které bylo fitováno pozadí.

Samotné fitování spekter jsme prováděli pomocí několika sad funkcí s různě uspokojivými výsledky. Hlavní kritéria, která jsme použili při hodnocení fitu, byly velikost χ^2 a průběh normalizovaných odchylek. Jejich průběh by měl být náhodný a neměl by vykazovat žádný trend. V grafech zobrazujících spektra sledovaných erupcí jsme vždy zobrazili sadu funkcí, pomocí kterých jsme spektrum aproximovali, a také průběh normalizovaných odchylek, aby si čtenář mohl udělat názor o kvalitě fitu.

2.3.2 SDO

Ze satelitu SDO jsme využili data pouze z experimentu AIA. Pomocí procedur ze SolarSoftu jsme získali snímky ve vlnových délkách 94 Å, 131 Å, 304 Å a 1700 Å. Časy pozorování jsme zvolili tak, aby odpovídali středům časových integračních intervalů pro snímky z RHESSI. Získaná data byla v souřadném systému, který jsme používali i pro ostatní snímky, přesto při překrytí je vidět mírný posun oproti snímkům z pozemních observatoří.

Snímky zachycující erupci na disku během impulzivní fáze jsou ovlivněny velkou intenzitou záření. Na snímcích je možné vidět difrakční obrazce. Další problém způsobený velkou intenzitou záření je tzv. pixel bleeding. Tento efekt je způsobený tím, že elektrický náboj zachycený jednou buňkou CCD detektoru, se přelévá do sousedních buněk. To se projevuje jako jasné vertikální čáry na snímku.

2.3.3 GOES

Jako další zdroj spektrálních dat nám posloužil satelit GOES. Již zpracovaná data z tohoto satelitu jsou přístupná skrze SolarSoft. Tato data jsou již opravená o různé přístrojové efekty. Zejména jsme použili informace o časovém vývoji intenzity SXR záření, tato data jsou již přepočítaná do jednotek $\text{W}\cdot\text{m}^{-2}$.

Dále jsme ze sondy GOES použili odhad teploty sluneční plazmy a míru emise EM v termální složce rentgenového záření. Tyto hodnoty jsou spočítané tak, že sonda GOES měří intenzitu záření ve dvou energiích. Pokud zjistíme poměr těchto dvou intenzit, můžeme z rovnice 1.2 určit teplotu plazmy. Následně máme dvě rovnice pro jednu neznámou EM . Tento výpočet je součástí softwaru SolarSoft. Takto zjištěné hodnoty jsme použili pro porovnání s hodnotami, které jsme spočítali za pomoci dat z RHESSI.

3. Výsledky, naměřená data a diskuse

3.1 Spektroskopie

3.1.1 Erupce na disku z 22-Oct-2014 14:05 UTC

Horní polovina grafu 3.1 ukazuje časový vývoj počtu detekovaných fotonů, respektive countů, sondou RHESSI. Jedná se o hrubá data bez korekcí. Je tedy možné vidět změny v důsledku změn atenuátorů a úrovní decimace. Četnosti byly zaznamenány pouze detektory 1, 3, 6, 8 a 9, ostatní nebyly v době měření schopny dodat dostatečně přesné informace nebo byly mimo provoz. V průběhu další analýzy dat jsme došli k závěru, že ani detektor číslo 1 nedodává přesné informace, a proto jsme údaje z něj dále nepoužili.

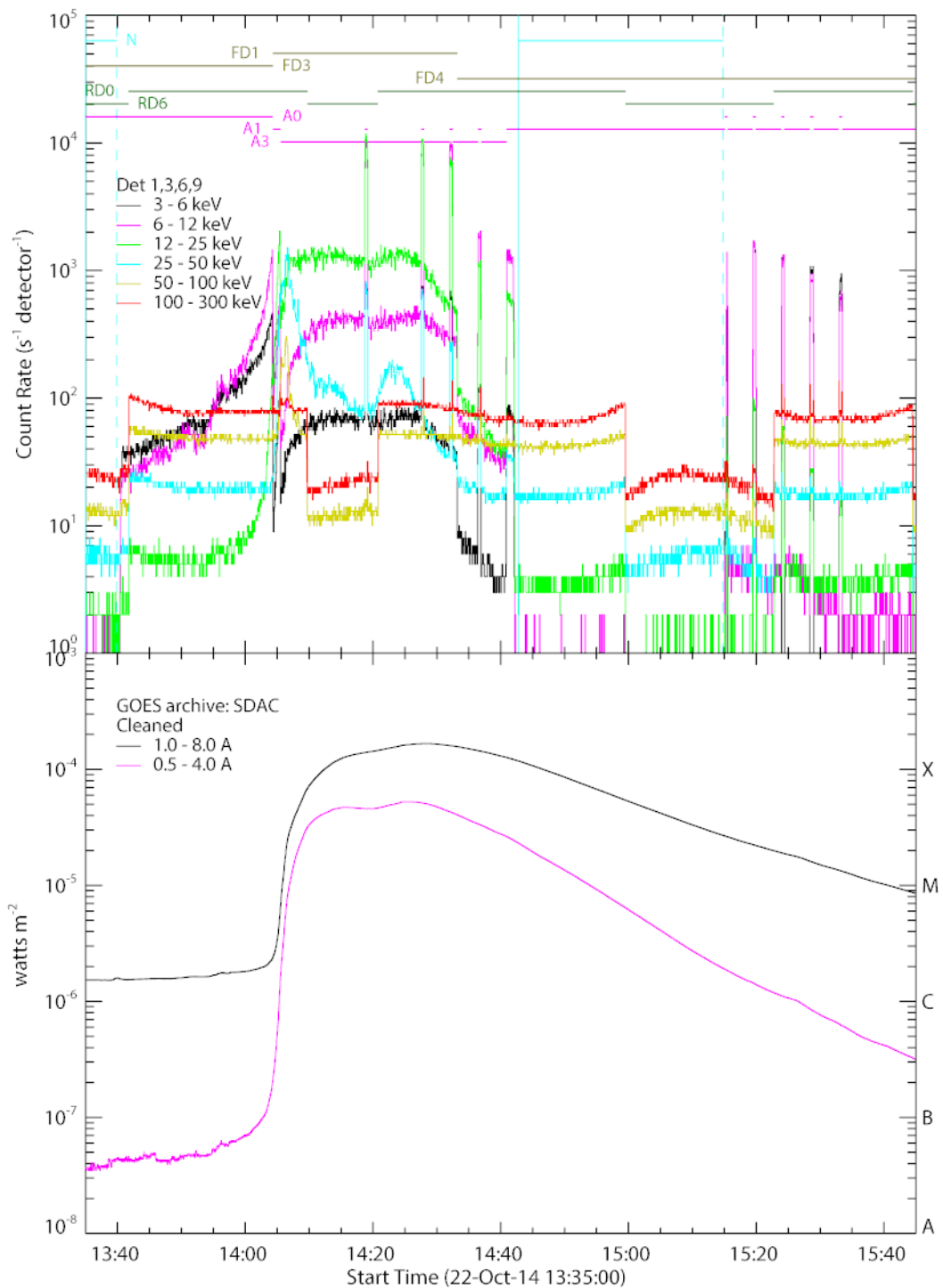
Stav atenuátorů je označen u horního okraje grafu purpurovou barvou. Na začátku je ve stavu A0, který odpovídá stavu, kdy není aktivní žádný atenuátor. Poté během impulzivní fáze na okamžik přejde do stavu A1, ten odpovídá stavu, kdy je před přístroj vložena tenčí z obou desek. Ale protože tok fotonů je příliš velký, sonda automaticky přejde do stavu A3, který znamená, že před přístroj byly vloženy obě hliníkové desky. Během graduální fáze můžeme několikrát pozorovat, že se přístroj na okamžik přepne do stavu A1, což je doprovázeno prudkým zvýšením countů. Pro další analýzu dat, jako je fitování spekter, nemůžeme zahrnout časové intervaly obsahující tyto změny.

Při horním okraji jsou kromě stavu atenuátorů poznamenány i úrovně decimace pro přední a zadní část detektorů. Jedná se o čáry zelené a šedivé barvy. Decimace předního detektoru je označena jako FD1, FD3 a FD4. Označení decimace zadního detektoru je označeno jako RD0 a RD6. V grafu je jasně patrný pokles četnosti v pásmech 100 – 300 keV (červená čára) a 50 – 100 keV (žlutá čára), v závislosti na zvýšení úrovně decimace zadního detektoru (přechod z RD0 na RD6). Úroveň decimace nemá na další analýzu dat vliv.

V grafu je také vyznačena noc, kdy sonda byla v zemském stínu a nemohla pozorovat Slunce. To je označeno písmenem N a tyrkysovou barvou. Detekovaná četnost v průběhu noci nám umožní stanovit přibližný průběh pozadí pro vyšší energie, kde pozadí není slunečního původu.

Spodní polovina grafu 3.1 ukazuje vývoj detekované intenzity záření sondou GOES. Data jsou již zpracovaná a očištěná o přístrojové efekty. V grafu jsou zachyceny dva energetické pásy. První pás odpovídá vlnovým délkám 1 – 8 Å a můžeme pomocí něj klasifikovat velikost erupce. Z grafu vidíme, že maximum dosahuje hodnoty zhruba $1,7 \times 10^{-1} \text{ erg} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{s}^{-1}$, což dle tabulky 1.2 odpovídá magnitudě X. Druhý energetický pás odpovídá vlnovým délkám 0,5 – 4 Å. V tomto energetickém pásu je vidět přederupční zjasnění, které trvalo zhruba 10 minut. V grafu je také vidět, že rozdíl v intenzitě záření před erupcí a v době maxima je zhruba tři řády pro pás 0,5 – 4 Å a zhruba dva řády pro pás 1 – 8 Å.

Fitování spekter erupce na disku jsme prováděli ve dvou časech. První odpovídal impulzivní fázi erupce a druhý odpovídal maximu hustoty zářivého toku detekovaný sondou GOES, viz tabulka 3.1. Délka obou časových intervalů byla



Obrázek 3.1: Erupce na disku. Horní část ukazuje průběh měření detekovaných částic sondou RHESSI. Spodní poté ukazuje vývoj intenzity záření měřené sondou GOES.

32 s. Jelikož došlo k tzv. pileupu, tak jsme museli, jak již bylo napsáno v kapitole 2.3.1, provádět fitování pro jednotlivé detektory odděleně.

Pro fitování fotonového spektra v čase 14:06 UTC, který odpovídá impulzivní fázi, jsme použili funkci popisující model tlustého terče (v grafech označenou jako `thick2`), funkci popisující termální složku (označenou jako `vth`), dále jsme použili funkci aproximující albedo (označeno jako `albedo`) a poslední funkce v našem modelu slouží k eliminaci tzv. pileup jevu (označená je jako `pileup_mod`). Tato poslední funkce je důvodem, proč jsme museli provádět fitování odděleně, jelikož odezva detektorů je na tento jev různá. Zároveň tato funkce není v grafu vidět, protože se započítává jako korekce při přepočtu mezi počtem skutečně zaznamenaných fotonů a počtem fotonů dopadajících na detektor (zde se projevuje odezva detektorů na různě energetické fotony).

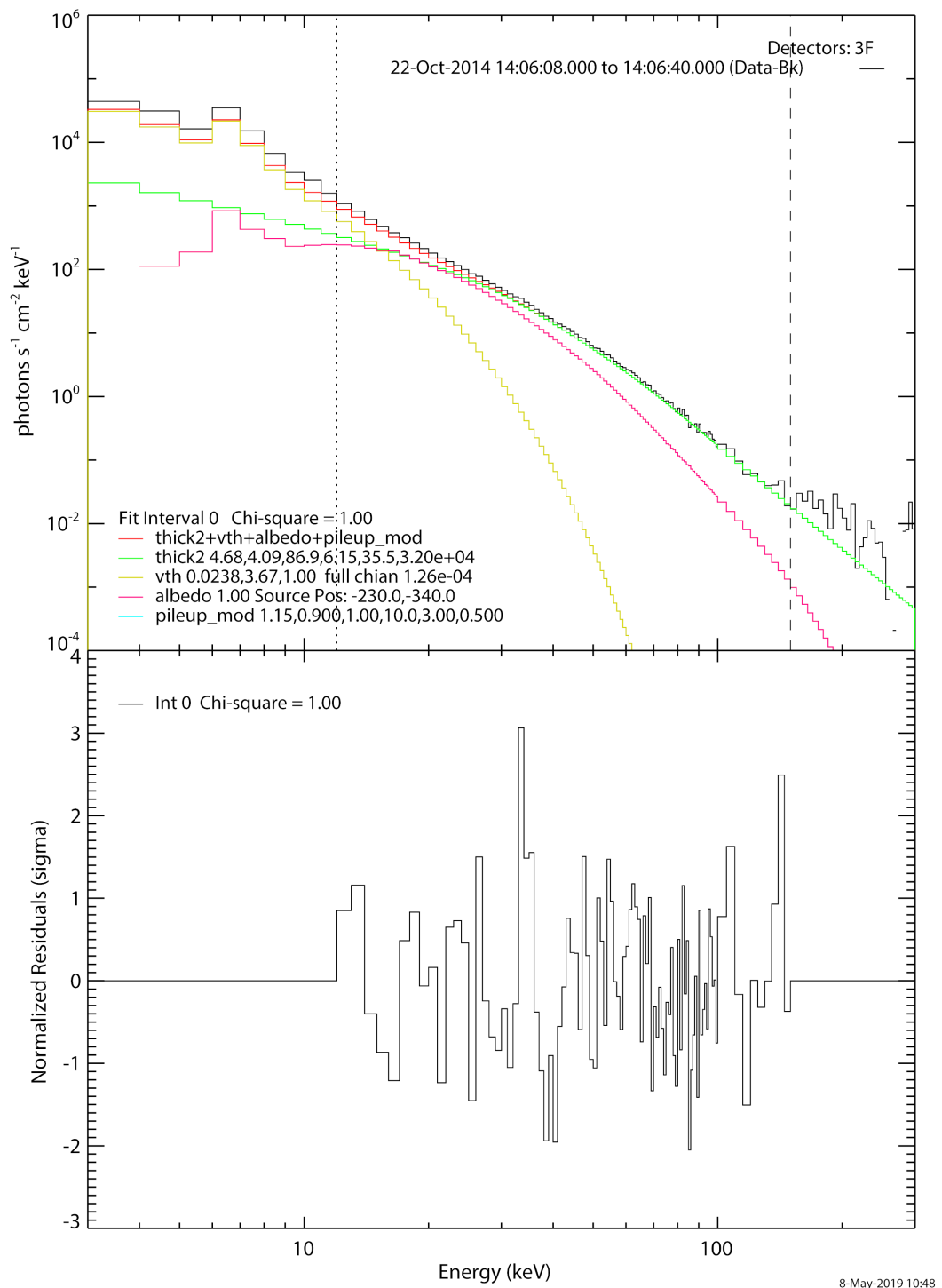
Pro funkci popisující spektrum urychlených elektronů (viz rovnice 1.4) v modelu tlustého terče, jsme museli v čase 14:06 UTC použít dvojitou mocninnou závislost spektra urychlených elektronů $\mathcal{F}(E_0)$. Bez použití dvojitě mocninné závislosti nešlo spektrum v tomto případě spolehlivě nafitovat. Funkce popisující termální model (viz rovnice 1.2) obsahuje spektrální čáry prvků přítomných ve sluneční plazmě. Volné parametry, které jsme fitovali byly: koeficient, který měnil příspěvek od pileup funkce, míra emise EM a teplota T u termální složky, celkový tok elektronů A , mocninné indexy δ_1 a δ_2 , nízký energetický limit E_l , a energie E_b u modelu tlustého terče (viz rovnice 1.5).

Grafy 3.2 – 3.5 ukazují naměřená spektra různými detektory RHESSI v čase 14:06 UTC. Od naměřených dat jsme už odečetli pozadí. Zároveň jsou do těchto grafů zaneseny funkce, kterými jsme prováděli fit a jejich celkový součet. Svislé přerušované čáry v horním polovině grafů vymezují rozsah fitovaných energií. V tomto případě jsme vzhledem ke stavu atenuátoru A3 volili spodní hranici jako 12 keV. Vzhledem k relativně velkému množství detekovaných fotonů na vyšších energiích jsme mohli zvolit horní hranici jako 150 keV. Dolní část grafů ukazuje průběh normalizovaných odchylek. V grafech si můžeme všimnout, při jakých energiích je dominantní termální složka a při jakých netermální. V tomto případě termální složka dominuje do energie zhruba 15 keV.

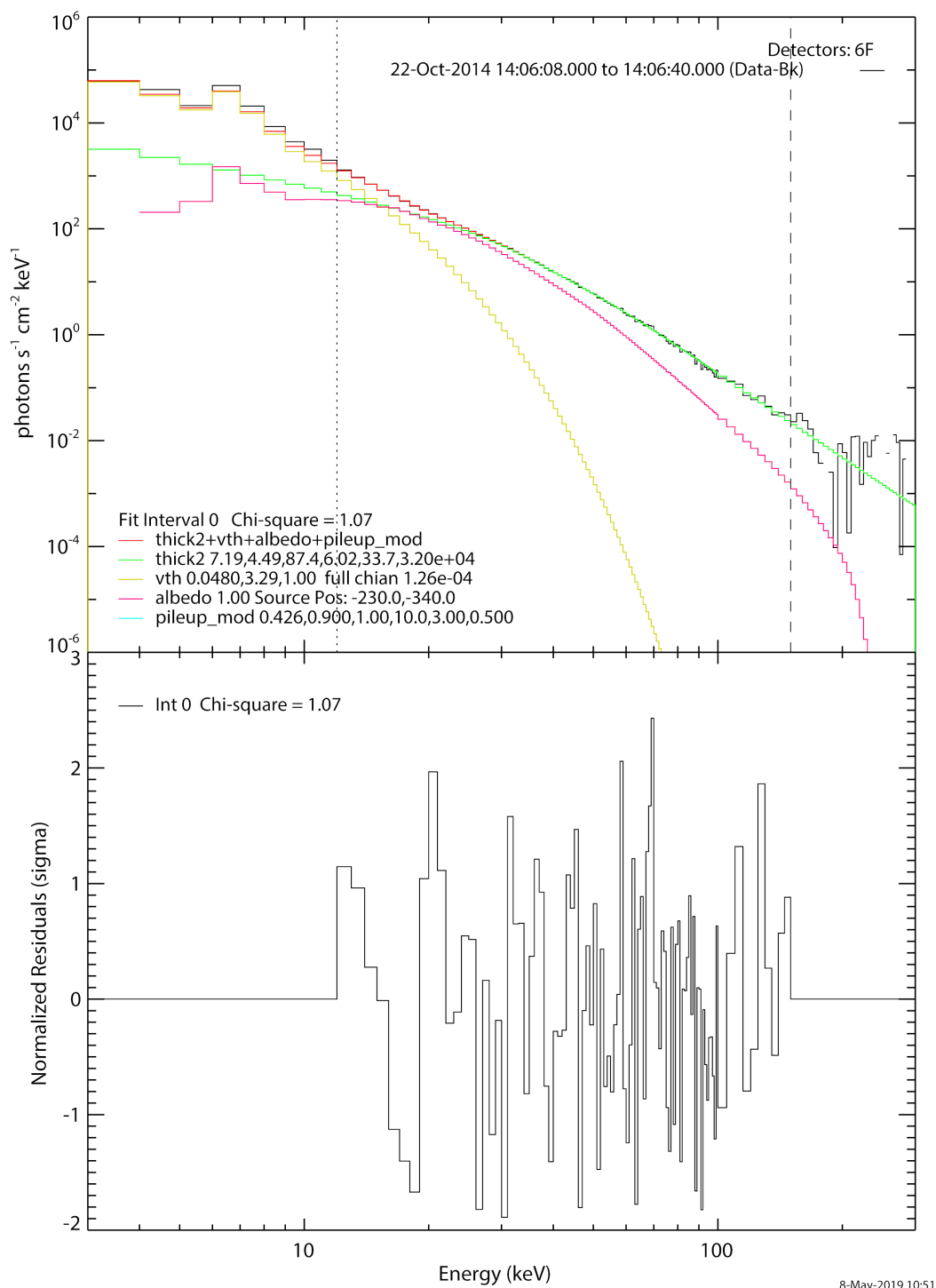
Tabulka 3.2 obsahuje hodnoty fitovaných parametrů pro jednotlivé detektory a zprůměrované hodnoty (položka RHESSI). Pokud jsou uvedeny chyby u jednotlivých detektorů, zjistili jsme je pomocí procedury z balíku SolarSoft. Tato procedura spočítá neurčitost tak, že zkouší zkoumaný parametr měnit a sleduje průběh odchylky. Pokud chyba není uvedena, nepodařilo se nám pomocí této procedury neurčitost parametru zjistit. Neurčitost u průměrné hodnoty pro všechny

Čas	Interval
14:06 UTC	14:06:08 – 14:06:40
14:26 UTC	14:26:28 – 14:27:00

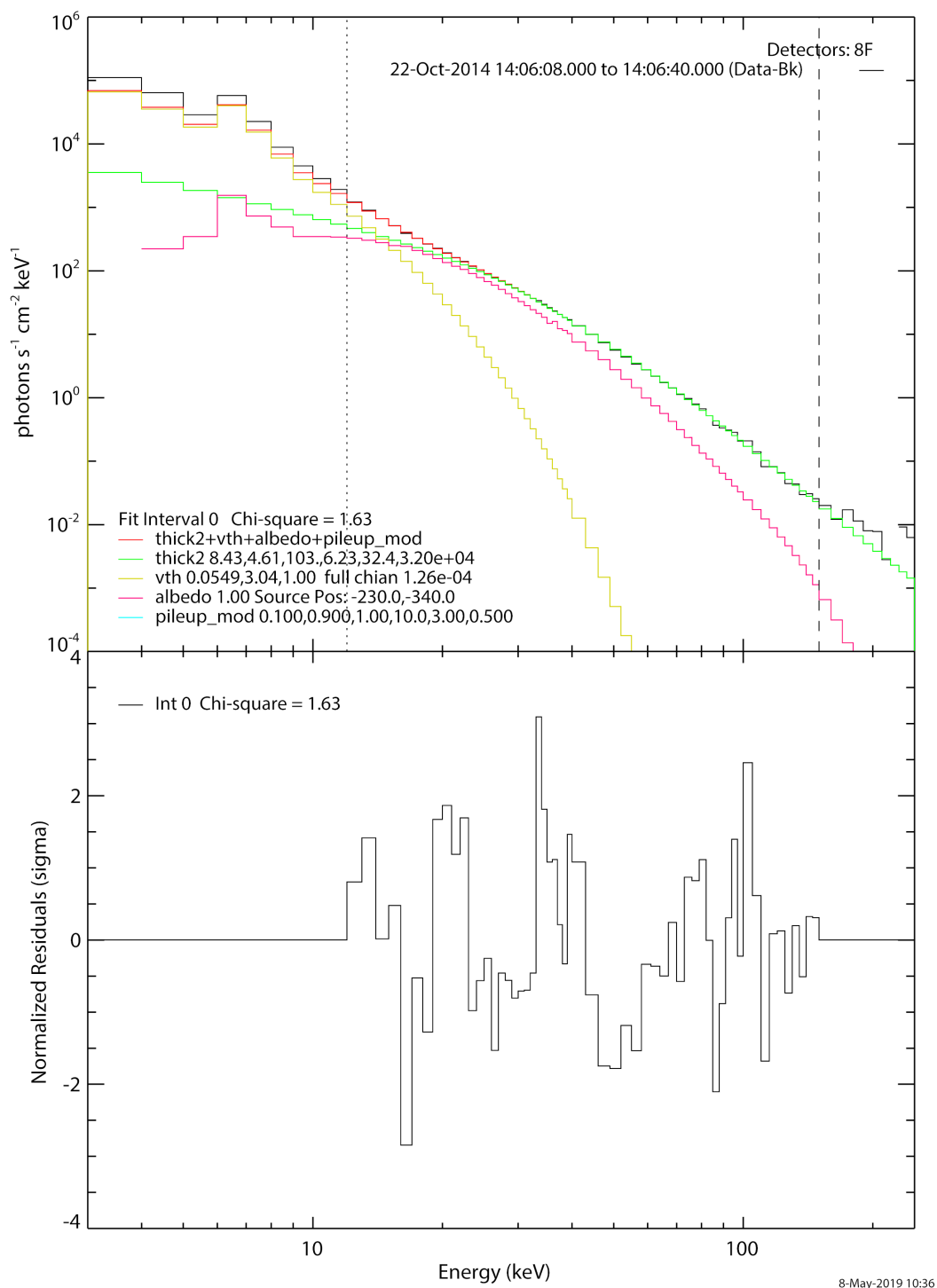
Tabulka 3.1: Časové intervaly fitů spekter pro erupci na disku.



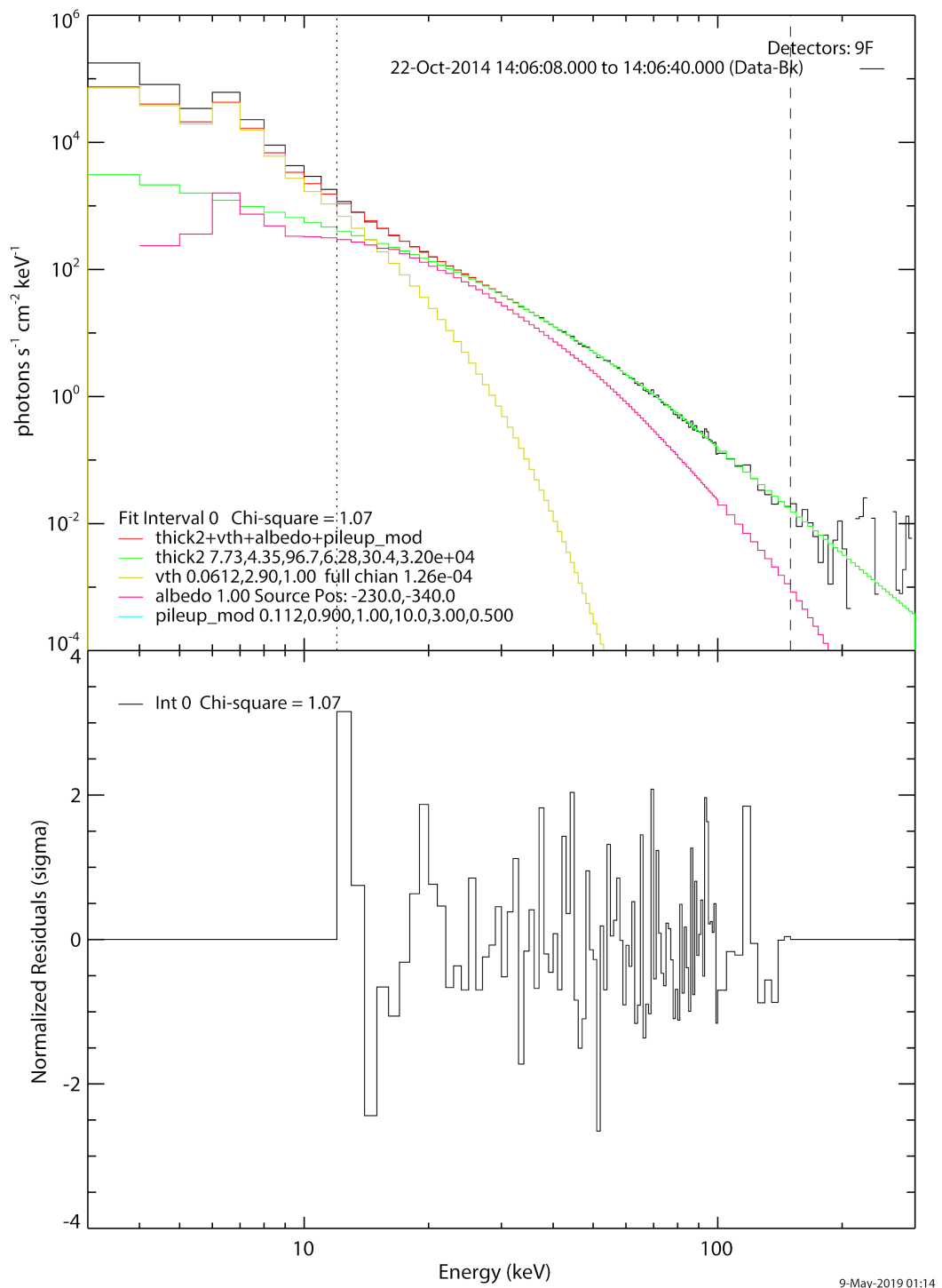
Obrázek 3.2: Fotonové spektrum detekované RHESSI v čase 14:06 UTC pro erupci na disku. Detektor D3.



Obrázek 3.3: Fotonové spektrum detekované RHESSI v čase 14:06 UTC pro erupci na disku. Detektor D6.



Obrázek 3.4: Fotonové spektrum detekované RHESSI v čase 14:06 UTC pro erupci na disku. Detektor D8.



Obrázek 3.5: Fotonové spektrum detekované RHESSI v čase 14:06 UTC pro erupci na disku. Detektor D9.

detektory jsme spočítali pomocí následujícího vzorce:

$$\sigma = \sqrt{\frac{\sum_i^N (x_i - \bar{x})^2}{N-1} + \frac{\sum_i^N \sigma_i^2}{N}} \quad (3.1)$$

Kde σ označuje celkovou neurčitost parametru, x_i označuje i -tou hodnotu parametru, \bar{x} označuje průměrnou hodnotu parametru, N je celkový počet, ze kterého děláme průměr, a σ_i je neurčitost i -tého parametru.

Teplota je udávána v jednotkách keV, což odpovídá teplotě vynásobené Boltzmannovou konstantou k . Pro přepočítání na K můžeme použít následující vzorec:

$$T[K] = 1000 \frac{e}{k} \cdot T[keV]$$

Kde e je elementární náboj. Celkově nám z dat z RHESSI vyšlo, že teplota byla v čase 14:06 UTC (37 ± 2) MK. Z údajů z GOES jsme ovšem zjistili, že teplota dosáhla v tomto čase zhruba 20 MK a nejvyšší hodnoty podle GOES dosáhla v čase 14:09 UTC a to zhruba 25 MK. Míra emise EM byla podle dat z RHESSI ($0,05 \pm 0,02$) $\times 10^{49}$ cm^{-3} , ale dle údajů z GOES byla míra emise $1,06 \times 10^{49}$ cm^{-3} .

Z míry emise můžeme spočítat hustotu koronální plazmy. Pokud tvar zdroje termálního záření aproximujeme jako kouli o poloměru r , pak úpravou rovnice 1.3 získáme rovnici pro výpočet hustoty n :

$$n = \sqrt{\frac{3EM}{4\pi r^3}}$$

Poloměr zdroje jsme spočítali z plochy zdroje, kterou jsme určili z rekonstruovaného obrázku. Plochu jsme určili z 60% kontury maxima pro energie 6–12 keV

parametr	D3	D6	D8	D9	RHESSI
T [keV]	$3,7 \pm 0,3$	$3,3 \pm 0,3$	$3,0 \pm 0,1$	$2,9 \pm 0,4$	$3,2 \pm 0,2$
EM [10^{49} cm^{-3}]	$0,024 \pm 0,007$	$0,05 \pm 0,01$	$0,06 \pm 0,01$	$0,061 \pm 0,002$	$0,05 \pm 0,02$
A [10^{35} el. s^{-1}]	$4,7 \pm 0,7$	$7,2 \pm 0,7$	$8,4 \pm 0,3$	$7,7 \pm 0,5$	$7,0 \pm 2$
E_l [keV]	$36,5 \pm 1,4$	$33,7 \pm 1,2$	$32,4 \pm 1,2$	$30,4 \pm 0,1$	$33,3 \pm 2,5$
δ_1	$4,1 \pm 0,2$	$4,5 \pm 0,4$	$4,6 \pm 0,1$	$4,4 \pm 0,1$	$4,4 \pm 0,3$
δ_2	$6,2 \pm 0,1$	$6,0 \pm 0,1$	$6,2$	$6,3 \pm 0,1$	$6,2 \pm 0,1$
E_b [keV]	87	87	103	97	93 ± 7

Tabulka 3.2: Hodnoty fitovaných parametrů pro erupci na disku v čase 14:06 UTC.

parametr	hodnota
A [cm^2]	$2,3 \times 10^{19}$
r [cm]	$2,7 \times 10^9$
V [cm^3]	$8,2 \times 10^{28}$
U_{therm} (RHESSI) [erg]	$(1,5 \pm 0,6) \times 10^{30}$
U_{therm} (GOES) [erg]	$(3,9 \pm 1,3) \times 10^{30}$
Φ_{thick} [erg/s]	$5,13 \times 10^{28}$

Tabulka 3.3: Vypočítané parametry erupce na disku v čase 14:06 UTC.

(viz obr. 3.14). Pokud známe hustotu plazmy v termální zdrojích a známe také jeho objem, pak můžeme určit celkovou termální energii ze vzorce:

$$U_{therm} = \frac{3}{2}nVkT = \frac{3}{2}\sqrt{EM \cdot V}kT$$

Dále můžeme vyintegrováním rovnice 1.4 zjistit celkový energetický tok Φ_{thick} z netermálních zdrojů. Vzorce pro diferenciální účinný průřez jsou součástí balíku SolarSoft, používá se relativistická verze (Bethe-Heitler).

Spočítané hodnoty jsou uvedeny v tabulce 3.3. Velikost termální energie jsme pro porovnání spočítali i pro data z GOES. Neurčitosti u termálních energií plynou zejména z neurčitosti velikosti zdroje. Tuto neurčitost jsme odhadli za pomoci porovnání 50% a 60% kontury maxima na obrázku 6–12 keV, relativní velikost odhadu této chyby byla přibližně 30 %.

V druhém fitovaném čase 14:26 UTC (odpovídajícím maximu SXR toku detekovaném GOES) jsme prováděli fit také odděleně pro jednotlivé detektory. Nicméně již nebylo nutné započítávat tzv. pileup. Ostatní funkce byly v tomto případě stejné jako v předcházejícím čase.

Ve funkci popisující model tlustého terče jsme tentokrát mohli použít jednoduchou mocninovou závislost. To jsme provedli tak, že jsme zafixovali parametr E_b na hodnotě E_h . Tím pádem nebyla použita poslední možnost z rovnice 1.5. Celkem jsme měli v tomto případě o tři volné parametry méně.

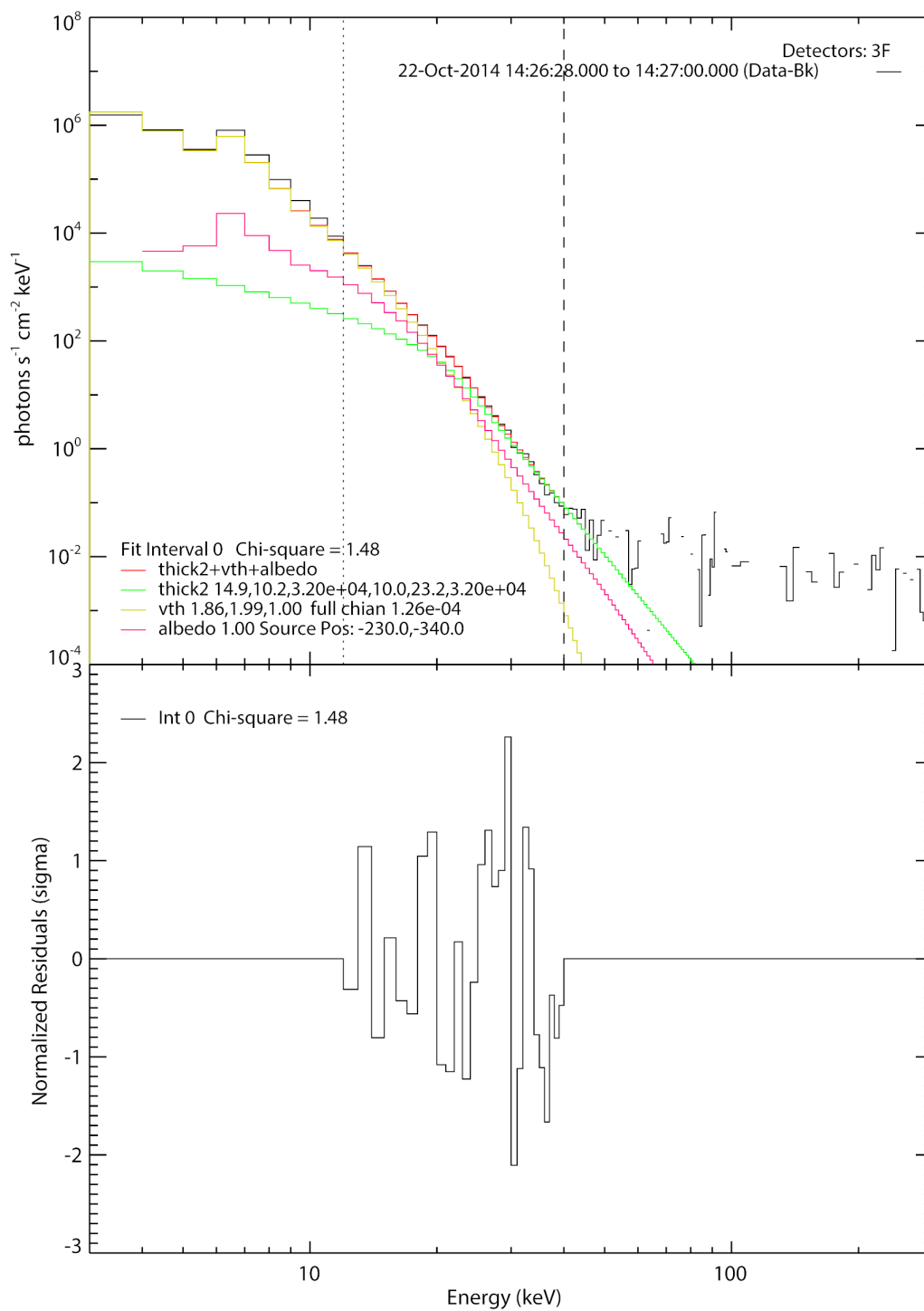
V grafech 3.6 – 3.9 jsou zobrazena naměřená spektra různými detektory RHESSI v čase 14:26 UTC. Data jsou zpracovaná stejným způsobem jako v předchozím případě. Energetický interval, ve kterém jsme fitovali je označen svislými přerušovanými čarami. Spodní hranice intervalu byla opět zvolena jako 12 keV a to z důvodu atenuátoru ve stavu A3. Horní hranici jsme volili jako energii, kde se naměřená data řádově rovnají pozadí. V tomto případě to odpovídá 40 keV. Ve spodní polovině grafů je opět znázorněn průběh normalizovaných odchylek. Termální složka dominovala nad netermální do energie cca 17 keV.

parametr	D3	D6	D8	D9	RHESSI
T [keV]	$1,99 \pm 0,08$	$1,84 \pm 0,06$	$1,89 \pm 0,06$	$1,77 \pm 0,08$	$1,87 \pm 0,11$
EM [10^{49} cm^{-3}]	$1,9 \pm 0,5$	$2,9 \pm 0,6$	$2,3 \pm 0,5$	$4,2 \pm 1,4$	$2,8 \pm 1,2$
A [$10^{35} \text{ el. s}^{-1}$]	15 ± 6	20 ± 5	17 ± 5	29 ± 10	20 ± 9
E_l [keV]	$23,2 \pm 0,7$	$22,5 \pm 0,4$	$22,7 \pm 0,5$	$22,0 \pm 0,6$	$22,6 \pm 0,7$
δ_1	$10,2 \pm 0,2$	$10,4 \pm 0,2$	$10,1 \pm 0,2$	$10,3 \pm 0,1$	$10,2 \pm 0,2$

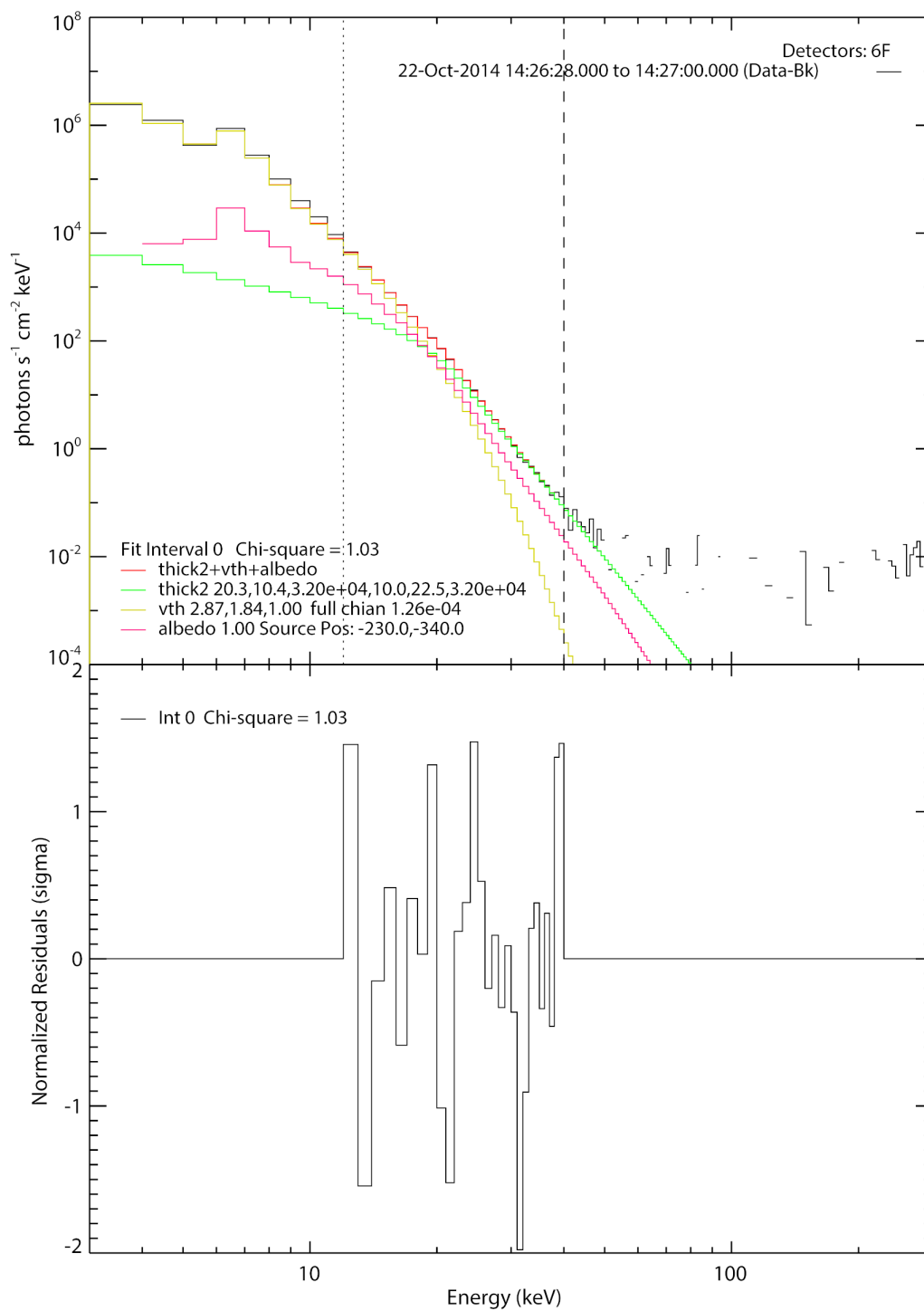
Tabulka 3.4: Hodnoty fitovaných parametrů pro erupci na disku v čase 14:26 UTC.

parametr	hodnota
A [cm^2]	$1,7 \times 10^{19}$
r [cm]	$2,3 \times 10^9$
V [cm^3]	$5,2 \times 10^{28}$
U_{therm} (RHESSI) [erg]	$(5 \pm 2) \times 10^{30}$
U_{therm} (GOES) [erg]	$(8 \pm 3) \times 10^{30}$
Φ_{thick} [erg/s]	$8,2 \times 10^{28}$

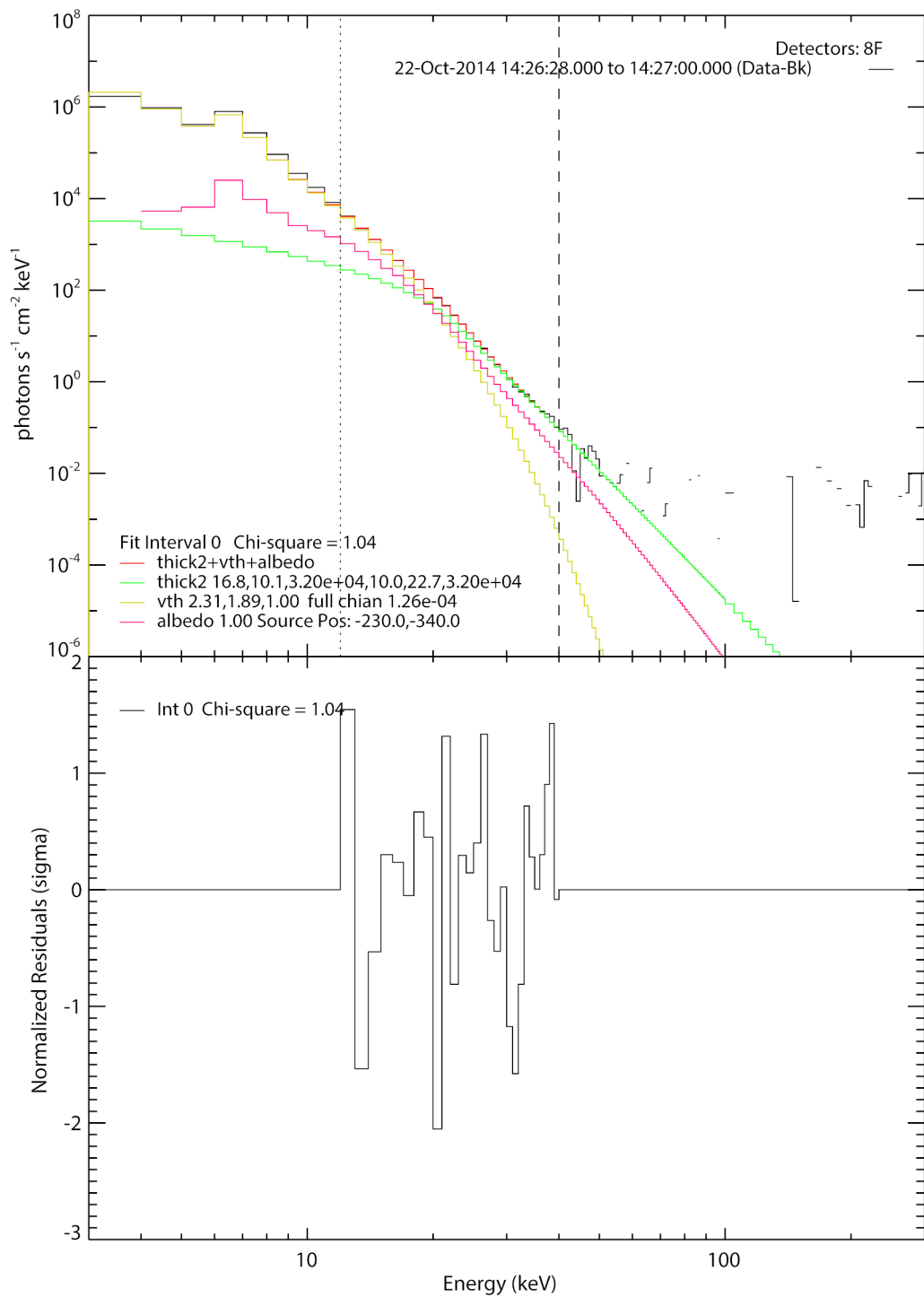
Tabulka 3.5: Vypočítané parametry erupce na disku v čase 14:26 UTC.



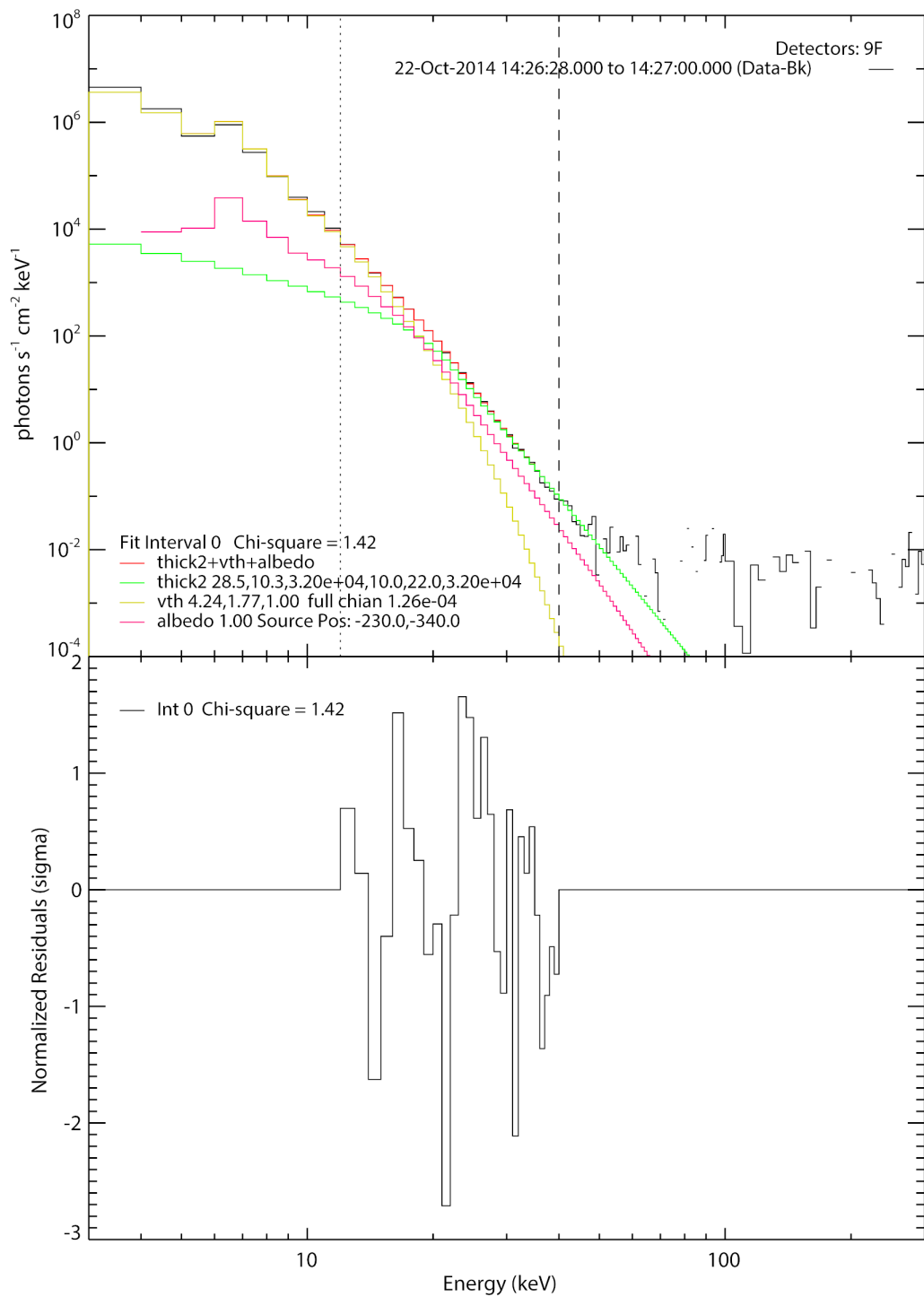
Obrázek 3.6: Fotonové spektrum detekované RHESSEI v čase 14:26 UTC pro erupci na disku. Detektor D3.



Obrázek 3.7: Fotonové spektrum detekované RHESSI v čase 14:26 UTC pro erupci na disku. Detektor D6.



Obrázek 3.8: Fotonové spektrum detekované RHESSI v čase 14:26 UTC pro erupci na disku. Detektor D8.



Obrázek 3.9: Fotonové spektrum detekované RHESSI v čase 14:26 UTC pro erupci na disku. Detektor D9.

Tabulka 3.4 obsahuje hodnoty fitovaných parametrů pro jednotlivé detektory a průměrnou hodnotu těchto parametrů (sloupec RHESSI). Chyby jsou určeny stejným způsobem jako v případě tabulky 3.2. Nejistota u průměrné hodnoty je určena za pomoci vzorce 3.1.

Teplotu termální složky jsme z fitu dat RHESSI určili jako $(22,7 \pm 1,2)$ MK. Z dat z družice GOES vychází teplota v čase 14:26 UTC jako 19,6 MK. Míra emise EM určená z našeho fitu je $(2,8 \pm 1,2) \times 10^{49} \text{ cm}^{-3}$, ale dle dat z GOES vychází jako $7,4 \times 10^{49} \text{ cm}^{-3}$.

Z těchto údajů jsme poté vypočítali hodnoty uvedené v tabulce 3.5. Chyby uvedené u termální energie opět vycházejí z odhadu chyby určení velikosti zdroje. V tomto případě se relativní chyba určení poloměru pohybovala okolo 40 %.

3.1.2 Erupce na okraji z 30-Aug-2015 02:50 UTC

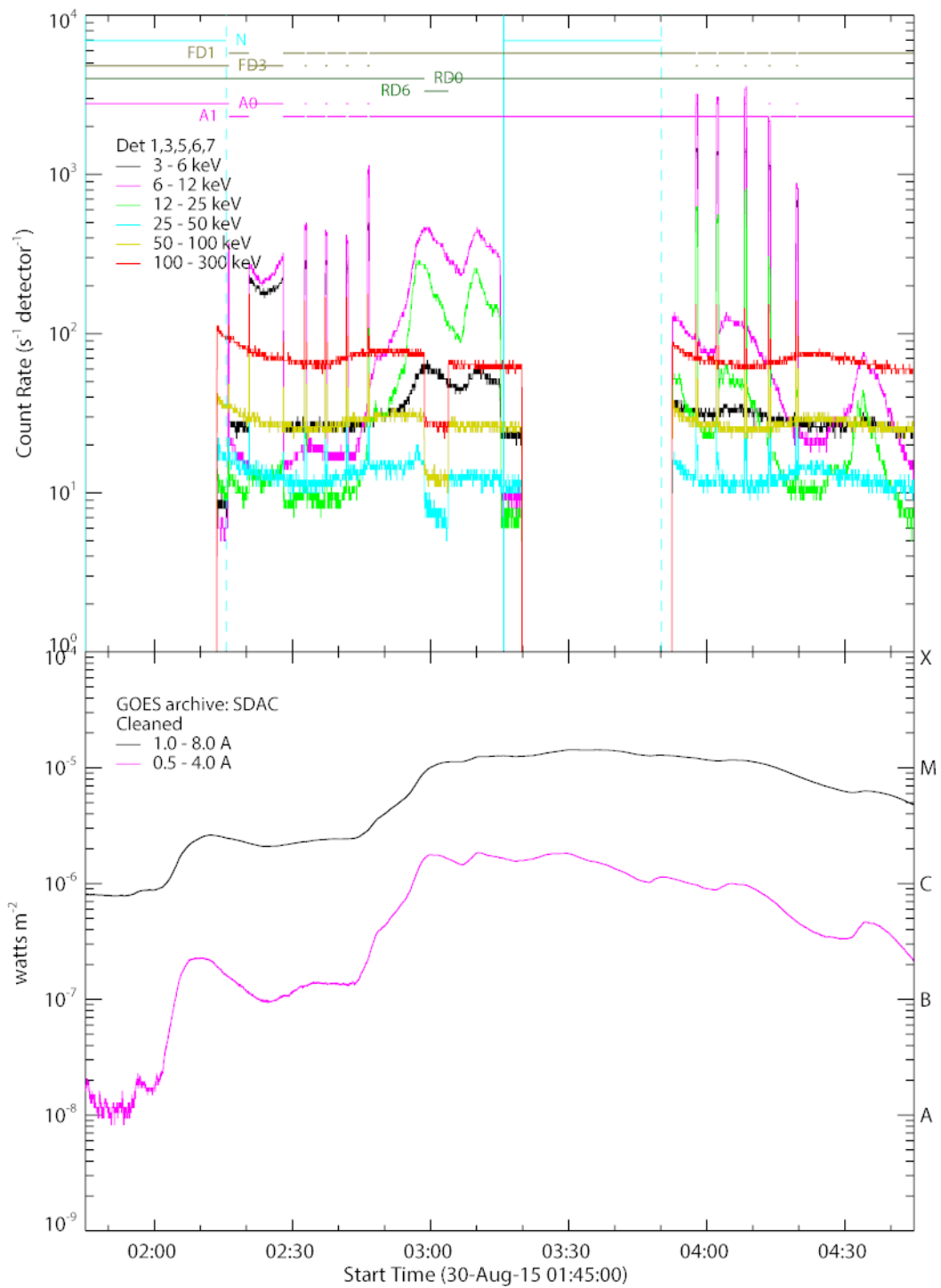
Horní polovina grafu 3.10 obsahuje stejné údaje jako graf 3.1. Četnosti byly v tomto případě zaznamenány detektory 1, 3, 5, 6 a 7. V grafu jsou vidět dva relativně pozvolné nárůsty v oblastech 3 – 25 keV (černá, purpurová a zelená čára) v čase mezi 02:50 a 03:15 UTC. Na rozdíl od grafu 3.1 není vidět nárůst v oblastech vyšších energií v okamžiku impulzivní fáze. V průběhu graduální fáze se bohužel sonda RHESSI dostala do zemského stínu a nemohla provádět pozorování.

Stav atenuátorů byl po celou dobu pozorování této erupce v poloze A1, tedy jedna tenká deska před přístrojem. K přepínání do stavu A0 docházelo před erupcí a také po erupci, ale během samotného pozorování nedošlo ke změně stavu. Zkreslení na nižších energiích je tedy menší a během fitování můžeme fitovat i nižší energie.

Úroveň decimace pro přední část detektorů se během pozorování erupce nemění a zůstává na úrovni FD1. Úroveň decimace v zadní části detektoru se na krátký časový úsek během pozorování přepnula z úrovně RD0 na úroveň RD6. Je opět možné si povšimnout poklesu četností na vyšších energetických hladinách v důsledku tohoto přepnutí.

Z údajů ve spodní polovině grafu 3.10 můžeme opět určit třídu erupce. Maximum intenzity záření ve vlnových délkách 1 Å – 8 Å je po přepočtení do jednotek cgs je $1,4 \times 10^{-2} \text{ erg} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{s}^{-1}$, což dle tabulky 1.2 odpovídá erupci třídy M. Na rozdíl od grafu 3.1 není v tomto případě patrná přederupční fáze, což může být způsobeno tím, že se na erupci díváme ze strany a nemáme přímý pohled na aktivní oblast, kde k zjasnění dochází. Také to ale může být způsobeno tím, že toto přederupční zjasnění je pro erupci této třídy příliš malé a zaniká v šumu záření z jiných částí slunečního kotouče. Relativní nárůst intenzity záření je také velmi malý. Pro pásmo 1 – 8 Å nedosahuje rozdílu ani jednoho řádu. Pro pásmo 0,5 – 4 Å je rozdíl přibližně jeden řád. Záření pocházející z erupce tedy není tolik dominantní jako v případě erupce na disku.

Fitování spekter erupce na okraji jsme prováděli pouze v jeden čas. A to ve 3:00 UTC, což odpovídá maximu detekovaného záření sondou RHESSI a mělo by se jednat o impulzivní fázi erupce. Integrační časový interval je v tomto případě delší než v případě erupce na disku, tato erupce je méně intenzivní a pro dostatečný počet detekovaných fotonů jsme museli provádět delší pozorování. Celkově se jednalo o interval 2:55:24 UTC – 2:59:24 UTC. Detektory použité k pozorování



Obrázek 3.10: Erupce na okraji. Horní část ukazuje průběh měření detekovaných částic sondou RHESSI. Spodní poté ukazuje vývoj intenzity záření měřené sondou GOES.

byly: 1, 3, 5, 7 a 8. Měli jsme tedy k dispozici o jeden detektor více než v předcházejícím případě a zároveň jsme nemuseli analyzovat data z jednotlivých detektorů odděleně. To vše vedlo k tomu, že jsme získali dostatečný počet detekovaných fotonů nad úroveň pozadového šumu. Bohužel v čase odpovídajícím graduální fázi, nebyla sonda RHESSI schopna Slunce pozorovat, proto máme k dispozici pro tuto erupci jen jedno fotonové spektrum.

Pro fitování jsme použili funkci popisující termální model (označenou jako `vth`) a funkci popisující model tlustého terče (označenou jako `thick2`). Na rozdíl od erupce na okraji jsme nemuseli aproximovat albedo, jelikož jsme erupci pozorovali z boku. Primární záření se nemohlo rozptýlit směrem k pozorovateli na opticky hustších vrstvách sluneční atmosféry. Tzv. pileup jev se v tomto případě neprojevil, proto jsme mohli analyzovat spektra z detektorů dohromady. Celkem jsme měli v našem modelu následující volné parametry: míra emise EM a teplota T v termální funkci (viz rovnice 1.2), celkový tok elektronů A , mocninný index δ_1 a nízký energetický limit E_l v netermálním modelu tlustého terče (viz rovnice 1.4 a 1.5).

Graf 3.11 obsahuje fotonové spektrum detekované RHESSI. V grafu jsou znázorněny i fitované funkce a jejich součet. Z grafu také můžeme vyčíst, že termální složka v tomto případě dominovala do energií zhruba 16 keV. Svislé přerušované čáry označují energetický interval fitu. Vzhledem ke stavu atenuátoru A1 jsme mohli volit dolní energetickou hranici jako 6 keV. Horní hranici jsme zvolili 35 keV, což odpovídá energii, při které počet detekovaných fotonů klesá na úroveň pozadí. V spodní polovině grafu je uveden průběh normalizovaných odchylek.

parametr	hodnota
T [keV]	$1,65 \pm 0,03$
EM [10^{49} cm^{-3}]	$0,097 \pm 0,007$
A [$10^{35} \text{ el. s}^{-1}$]	$1,5 \pm 0,4$
E_l [keV]	$19,5 \pm 0,4$
δ_1	$9,38 \pm 0,12$

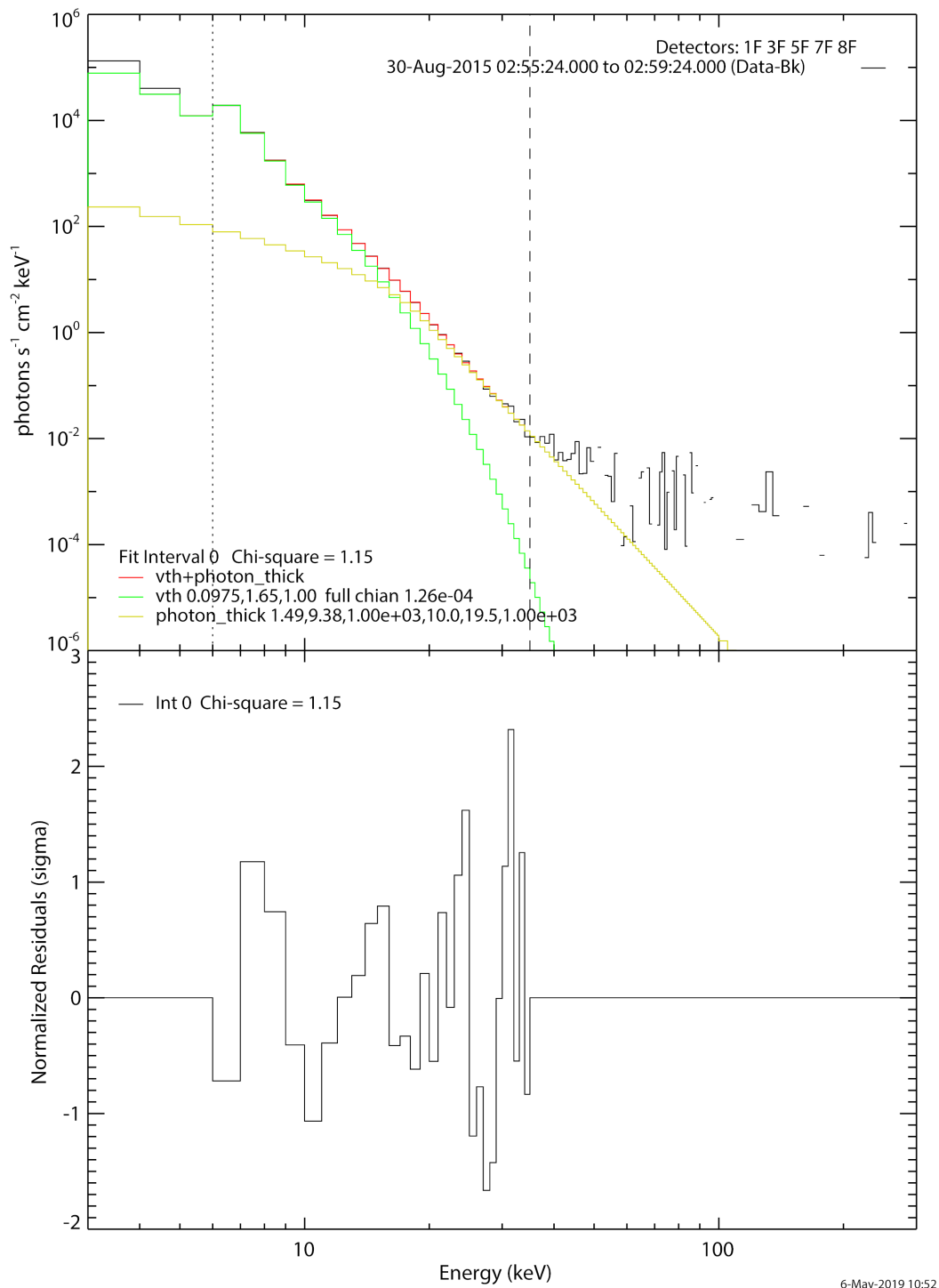
Tabulka 3.6: Hodnoty fitovaných parametrů pro erupci na okraji v čase 3:00 UTC.

parametr	hodnota
A [cm^2]	$1,0 \times 10^{19}$
r [cm]	$1,8 \times 10^9$
V [cm^3]	$2,5 \times 10^{28}$
U_{therm} (RHESSI) [erg]	$(0,6 \pm 0,2) \times 10^{30}$
U_{therm} (GOES) [erg]	$(1,1 \pm 0,4) \times 10^{30}$
Φ_{thick} [erg/s]	$0,53 \times 10^{28}$

Tabulka 3.7: Vypočítané parametry erupce na okraji v čase 3:00 UTC.

V tabulce 3.6 jsou uvedeny výsledné hodnoty fitovaných parametrů. Chyby jsme určili pomocí procedury jako v případě erupce na disku. Protože jsme navíc nezkoumali detektory odděleně, nemohli jsme použít rozptyl jednotlivých měření pro určení chyb. Takže tato procedura zůstala jako jediný dostupný prostředek pro zjištění nejistoty určení parametrů.

Teplota termální složky vyšla z našeho fitu jako $(19,1 \pm 0,3)$ MK. Podle údajů



Obrázek 3.11: Fotonové spektrum detekované RHESSI v čase 02:55–02:59 UTC pro erupci na okraji. Údaje ze všech detektorů jsou zkombinované.

z družice GOES byla teplota 14,5 MK. Míra emise z našeho fitu vyšla jako $(0,097 \pm 0,007) \times 10^{49} \text{ cm}^{-3}$. Z dat z GOES vyšla míra emise jako $0,56 \times 10^{49} \text{ cm}^{-3}$. Z těchto údajů a z hodnot fitovaných parametrů jsme vypočítali údaje uvedené v tabulce 3.7.

Odhad velikosti plochy termálního zdroje A jsme provedli za pomoci 60% kontury maxima v obrázku z RHESSI 6–12 keV. Chyba u termální energie je opět daná nepřesností odhadu plochy zdroje. Tento odhad opět vychází z porovnání ploch 50% a 60% kontury maxima. V tomto případě dosahovala relativní chyba téměř 40%. Tok energie z netermálních elektronů Φ_{thick} je dán integrací vzorce 1.4.

3.2 Obrazová data

3.2.1 Erupce na disku z 22-Oct-2014 14:05 UTC

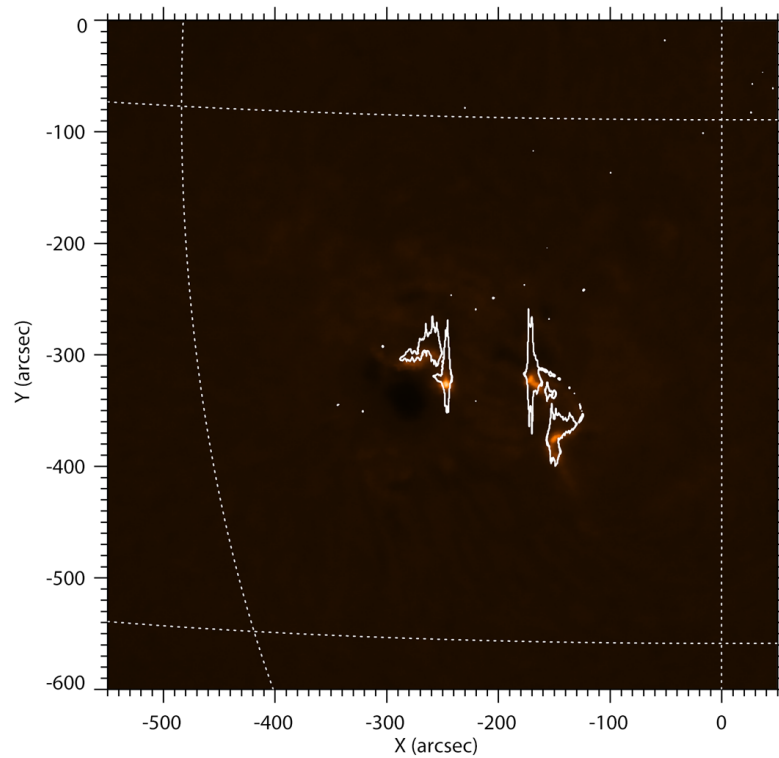
Snímek 3.12 znázorňuje stav chromosféry a fotosféry v okamžiku impulzivní fáze erupce. Oranžovou barvou je na snímku vyobrazen kanál $H\alpha$, tyto data pocházejí z pozemní observatoře v rakouském Kanzelhöhe a ukazují zjasnění v oblasti chromosféry v čase 14:06:27 UTC. Barevná škála byla zvolena tak, aby se zvýraznily jasné zdroje $H\alpha$ záření. Přes tento kanál je, pomocí kontury značící 96% maxima, překrytý kanál 1700 Å AIA, pořízený v čase 14:06:06 UTC. Tento kanál ukazuje výrazné zjasnění v oblasti fotosféry. Zjasnění je dokonce tak velké, že došlo k saturaci detektoru a přetečení z jednotlivých pixelů. Proto mají fotosférické zdroje protáhlý tvar, ten ale neodpovídá realitě. Z překrytí těchto dvou kanálů vidíme, že se v chromosféře i fotosféře vyskytují dohromady čtyři zdroje záření, které odpovídají ukotvení jednotlivých magnetických smyček.

Tyto smyčky jsou dobře patrné na kanálech 131 Å a 94 Å. Tyto dva kanály jsou zobrazeny na obrázku 3.13. Na něm je červenou barvou vyobrazen kanál 131 Å, pořízený v čase 14:06:12 UTC. Zelenou je poté do stejného obrázku zakreslen kanál 94 Å, pořízený v čase 14:06:01 UTC. Žlutá barva odpovídá přítomnosti obou vlnových délek. Do obrázku 3.13 je ještě pomocí kontur 70% a 90% maxima doplněn rekonstruovaný obraz ze sondy RHESSI. Světle modrá kontura označuje oblast záření s energií 50–100 keV, tmavě modrá kontura značí energie 12–25 keV. Rekonstruovaná data z RHESSI jsme získali pomocí algoritmu *Clean*, který má tendenci lehce zvětšovat zdroje záření. Další nepřesnost, které si na obrázku můžeme povšimnout, jsou difrakční obrazce (diagonálně se opakující obrazce, které vycházejí z velmi jasných zdrojů). Integrační časový interval pro obrázky z RHESSI byl 32 s (časový interval 14:06:10–14:06:42 UTC). Vzhledem k tomu, že impulzivní fáze je charakteristická svým překotným vývojem, může to být důvodem k další nepřesnosti na obrázku.

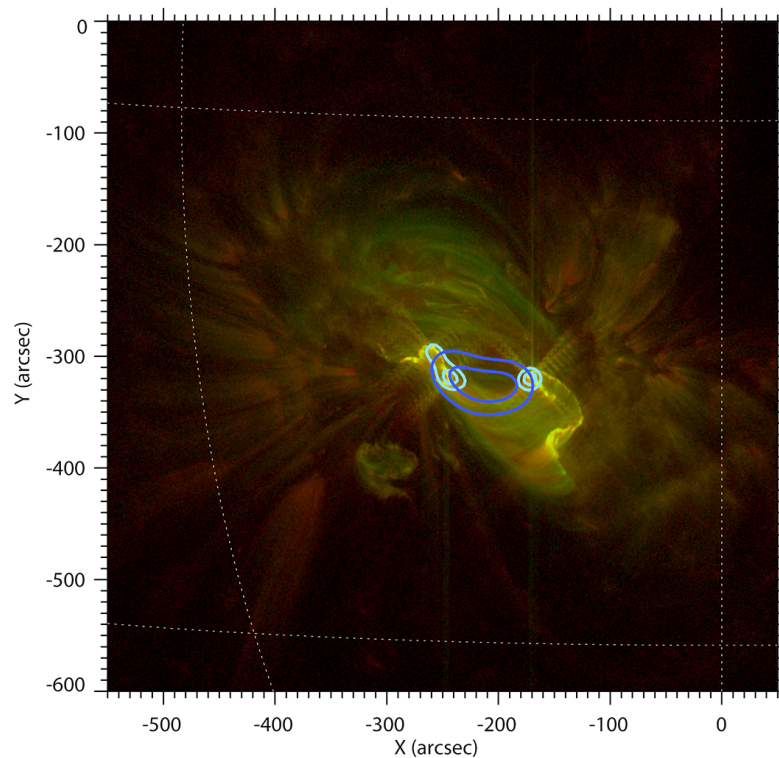
Obrázek 3.14 obsahuje stejná data jako obrázek 3.13, ale je překrytý jinými 70 a 90% konturami z RHESSI. Tyto označují 6–12 keV (tmavě modrá kontura) a 15–30 keV (světle modrá kontura).

Z obrázků 3.13 a 3.14 je patrné, že během impulzivní fáze erupce koronální plazma v oblasti smyček ještě nezáří na takové úrovni jako během graduální fáze. Přesto funguje jako zdroj HXR fotonů o energiích 6–30 keV.

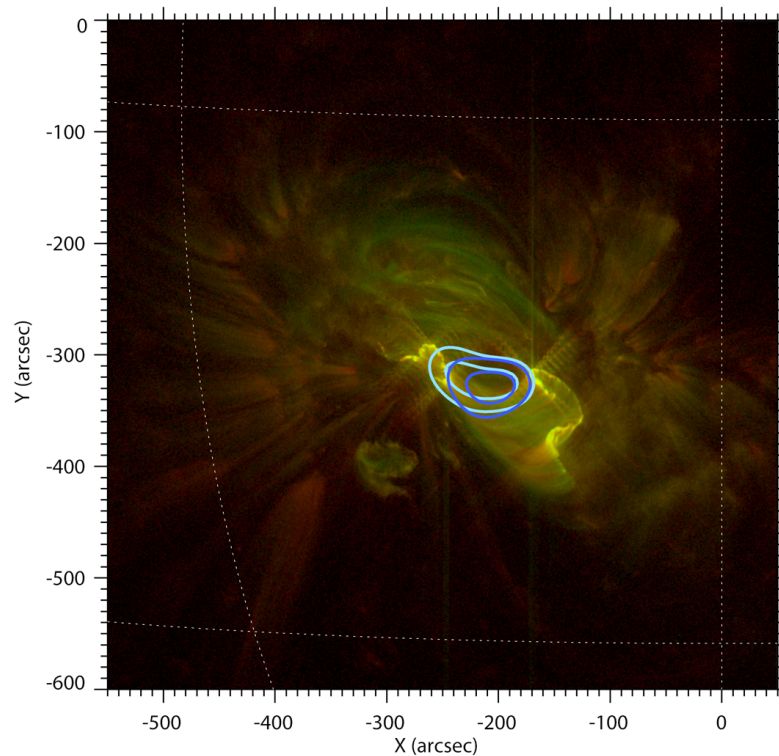
Obrázek 3.15 ukazuje stav chromosféry a fotosféry v průběhu graduální fáze. Data jsou v něm znázorněna stejným způsobem, jako na snímku 3.12. $H\alpha$ obrá-



Obrázek 3.12: Impulzivní fáze erupce na disku. Kanál $H\alpha$ a 96% konturou maxima je vyznačený kanál AIA 1700 Å



Obrázek 3.13: Impulzivní fáze erupce na disku. Červenou barvou je vyznačen kanál 131 Å. Zelenou 94 Å. Kontury znační rekonstruované obrázky z RHESSI. Tmavě modrá pro energie 12–25 keV. Světle modrá 50–100 keV.



Obrázek 3.14: Impulzivní fáze erupce na disku. Červenou barvou je vyznačen kanál 131 Å. Zelenou 94 Å. Kontury znační rekonstruované obrázky z RHESSI. Tmavě modrá pro energie 6–12 keV. Světle modrá 15–30 keV.

zek opět pochází z rakouského Kanzelhöhe a byl pořízen v čase 14:25:10 UTC. Kontury v obrázku znázorňují 90 % maxima v kanálu AIA 1700 Å, který byl pořízen v čase 14:25:18 UTC. Zjasnění se ve fotosféře, které bylo v impulzivní fázi velmi intenzivní, během graduální fáze zmenšilo. Na snímku jsou patrné pouze velmi malé zdroje. Je dobré poznamenat, že nelze přímo srovnávat intenzitu záření z těchto zdrojů se snímkem 3.12, protože byl pořízen s různými parametry (např. čas expozice). U zdrojů v chromosféře došlo k jejich plošnému zvětšení.

K výrazné změně oproti stavu během impulzivní fáze došlo také v oblasti koróny. Snímek 3.16 zachycuje horkou plazmu stejným způsobem jako snímek 3.13, tj. zelený kanál je AIA 94 Å, pořízený v čase 14:25:01 UTC. Červený kanál je AIA 131 Å, pořízený v čase 14:25:00 UTC. V rekonstruovaném obrazu z RHESSI chybí zdroje s energiemi nad 50 keV. Tyto zdroje byly umístěny v oblasti ukotvení magnetických smyček v nižších vrstvách atmosféry, jak je vidět na snímku 3.13. Jejich absence je tedy v souladu s absencí jasných zdrojů ve fotosféře. Pomocí 70% a 90% kontur maxima jsou v obrázku 3.16 zobrazeny zrekonstruovaná data z RHESSI. Tmavě modrou barvou jsou znázorněny energie 6–12 keV. Světle modrou poté energie 25–50 keV. Integroční čas pro tyto data z RHESSI byl 32 s (14:26:30 UTC až 14:27:02 UTC).

Zdrojem rentgenového záření během graduální fáze je tedy pouze horká koronální plazma. Nemůžeme ovšem vyloučit, že během této graduální fáze dochází k méně intenzivním rekonfiguracím magnetického pole, při kterém se uvolňuje dodatečná energie. Zdroje o energiích 6–12 keV odpovídají termálním zdrojům, při pohledu na obrázek 3.16 můžeme vidět, že tímto termálním zdrojem je téměř

celá smyčka horké plazmy. Zdroj částic s energiemi 25–50 keV, který odpovídá záření z netermálních elektronů, je menší a lokalizovaný blíže k ukotvení smyčky.

3.2.2 Erupce na okraji z 30-Aug-2015 02:50 UTC

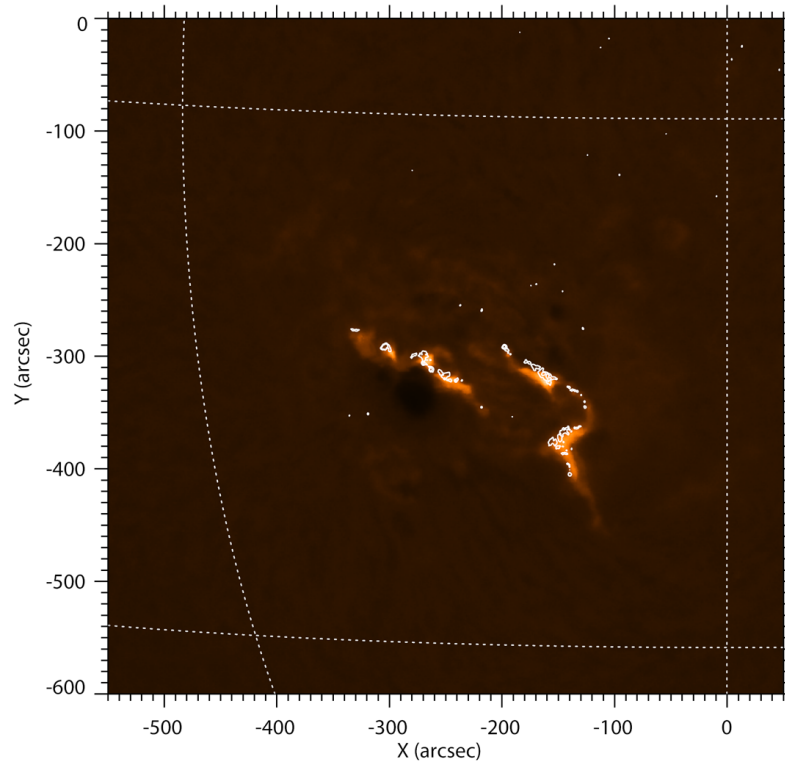
Snímek 3.17 ukazuje stav chromosféry (kanál $H\alpha$ oranžovou barvou) a fotosféry (kanál 1700 Å bílé kontury) v okamžiku impulzivní fáze erupce na okraji. Snímek chromosféry byl pořízen pozemní observatoří v Learmonthu v čase 3:00:34 UTC. Nejsou na něm patrné žádné výrazné zdroje. Snímek fotosféry pochází z družice AIA a byl pořízen v čase 3:00:29 UTC. Snímek fotosféry je zobrazen pomocí kontury 80 % maxima. Můžeme si všimnout, že zdroje záření nejsou téměř vidět. Pouze fotosférické zdroje jsou na okraji slunečního disku lehce patrné. Intenzivní zdroje nemůžeme pozorovat, protože se nejspíše nacházejí až za okrajem slunečního kotouče.

Erupci na okraji studujeme zejména proto, abychom viděli koronální smyčky z jiného úhlu. Tyto smyčky můžeme pozorovat na obrázku 3.18. Na tomto snímku kombinujeme několik kanálů z družice AIA. Kanál 304 Å je znázorněn modrou barvou a odpovídá chromosféře a přechodové oblasti. Kanál 131 Å je vyobrazen červenou barvou a spolu s kanálem 94 Å, který je znázorněn zeleně, ukazují oblasti horké a husté plazmy v koróně. Všechny tyto snímky byly pořízeny v časovém rozmezí 3:00:00 UTC – 3:00:07 UTC. Do snímku jsou dokresleny pomocí kontu 70 a 90 % maxima rekonstruované obrázky z RHESSI. Integrovaný interval pro rekonstrukci těchto obrázků byl 10 minut (2:55:24 – 3:05:24 UTC). To je poměrně dlouhý interval, který může mít za následek nepřesnost rekonstruovaných obrázků. Bohužel jsme museli zvolit takový interval, z důvodu nízkého počtu detekovaných fotonů. Znázorněné kontury odpovídají energiím 6–12 keV, která je znázorněna světle modrou a 12–50 keV, která je znázorněna tmavě modrou.

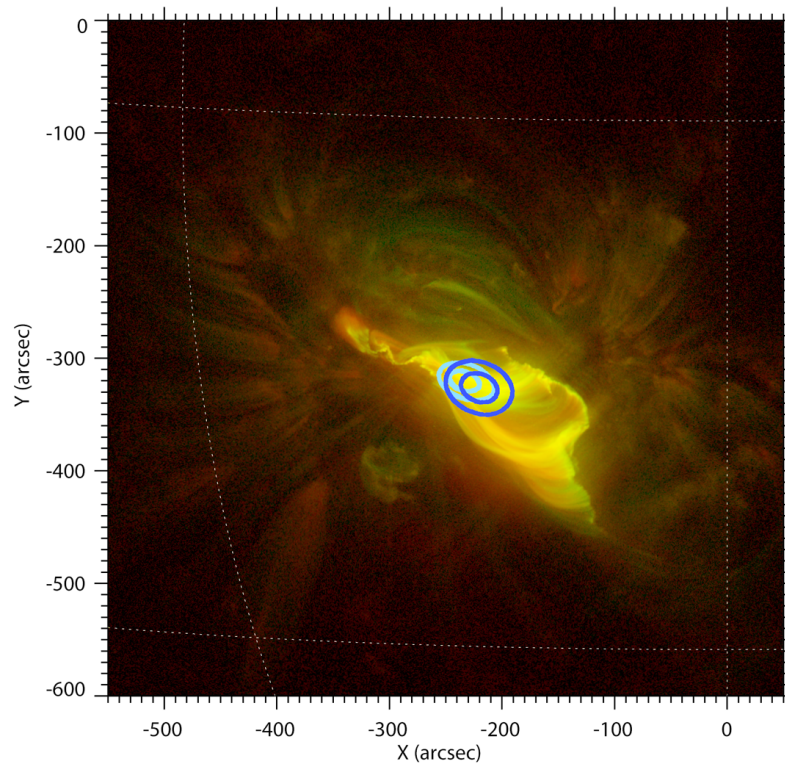
Můžeme vidět, že zdroje záření, rekonstruované RHESSI, korespondují s vrcholky koronálních smyček na snímcích z AIA. Zároveň je možné vidět, že dvě energie odpovídají dvěma různým smyčkám. Z toho lze usuzovat, že smyčky mají různou teplotu. Tudíž náš model, který jsme použili pro fitování spektra, a který používá předpoklad isotermální plazmy, nemusí být správný.

Na snímku 3.19 je zobrazena chromosféra a fotosféra v graduální fázi erupce na disku. Snímek chromosféry byl pořízen v kanálu $H\alpha$ v pozemní observatoří v Learmonthu v čase 3:30:34 UTC. Fotosféra je znázorněna pomocí kontur 80 % maxima v kanálu AIA 1700 Å. Tento snímek byl pořízen v čase 3:30:05 UTC. Na snímku opět nejsou patrné žádné zdroje.

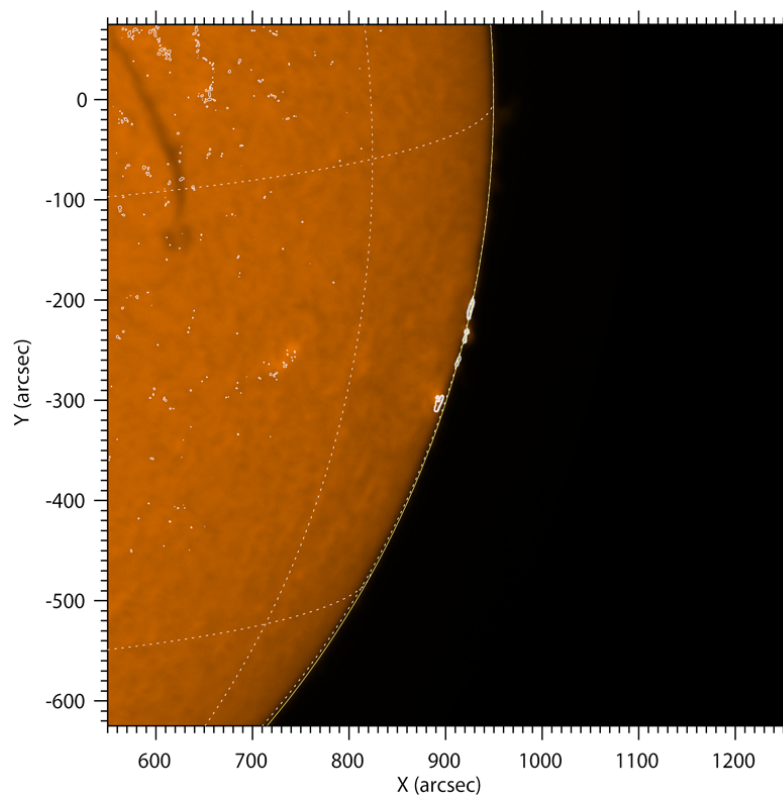
Obrázek 3.20 zobrazuje podobné informace jako obrázek 3.18. Údaje z družice AIA byly pořízeny v časech 3:30:00 až 3:30:07 UTC. V tomto čase nemáme k dispozici údaje z RHESSI, nicméně na snímku je patrný značný vývoj koronálních smyček. Zvýšila se intenzita záření těchto smyček a také se zvětšil jejich objem. Pokud se podíváme na výsledky fitů, které máme pro erupci na disku, můžeme učinit závěr, že toto zjasnění může být způsobeno zvýšením hustoty koronální plazmy a nikoliv zvýšením teploty.



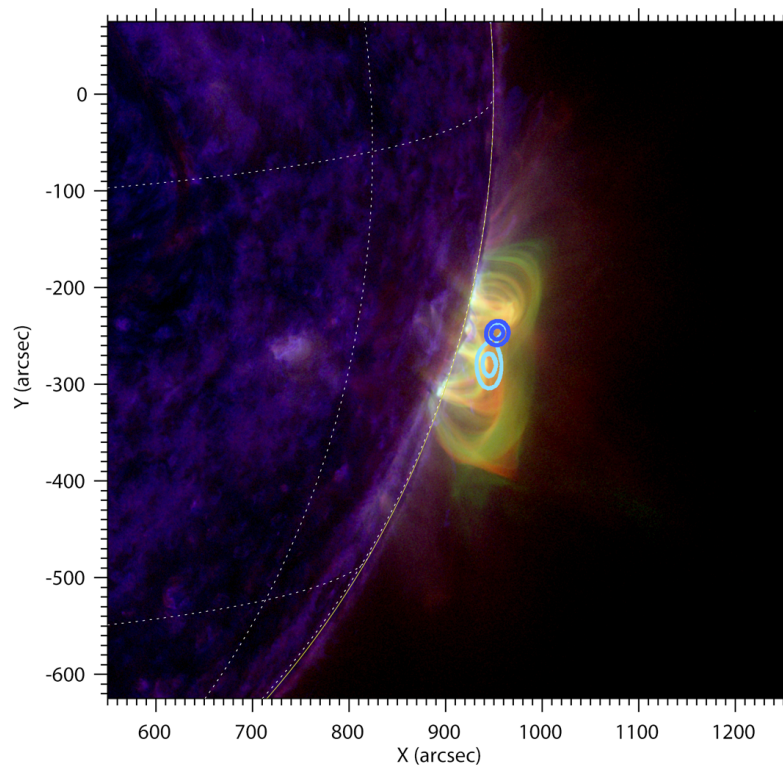
Obrázek 3.15: Graduální fáze erupce na disku. Kanál $H\alpha$ a 90% konturou maxima je vyznačený kanál AIA 1700 Å



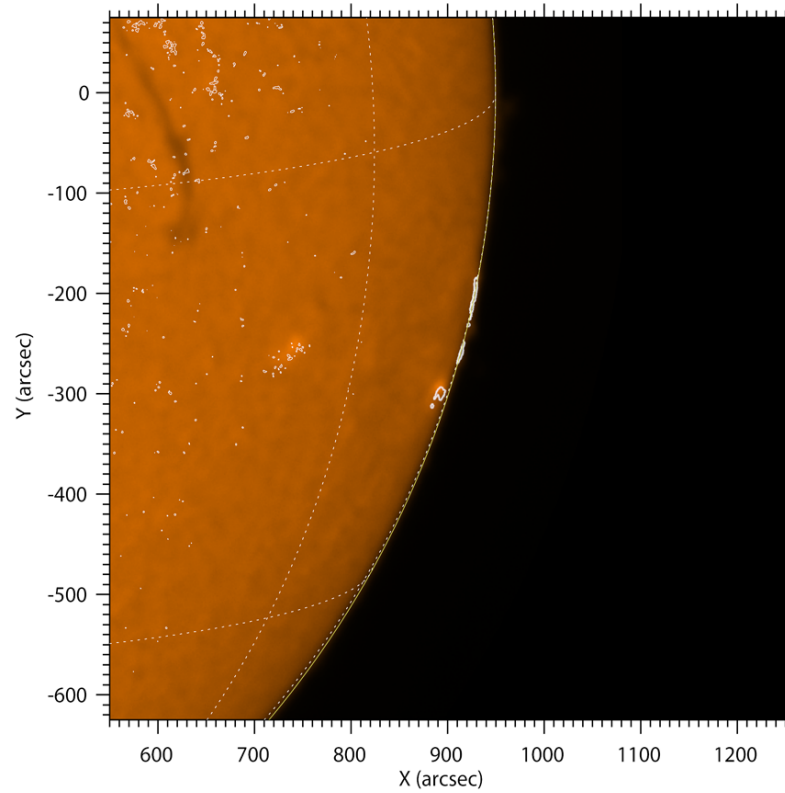
Obrázek 3.16: Graduální fáze erupce na disku. Červenou barvou je vyznačen kanál 131 Å. Zelenou 94 Å. Kontury znační rekonstruované obrázky z RHESSI. Tmavě modrá pro energie 6–12 keV. Světle modrá 25–50 keV.



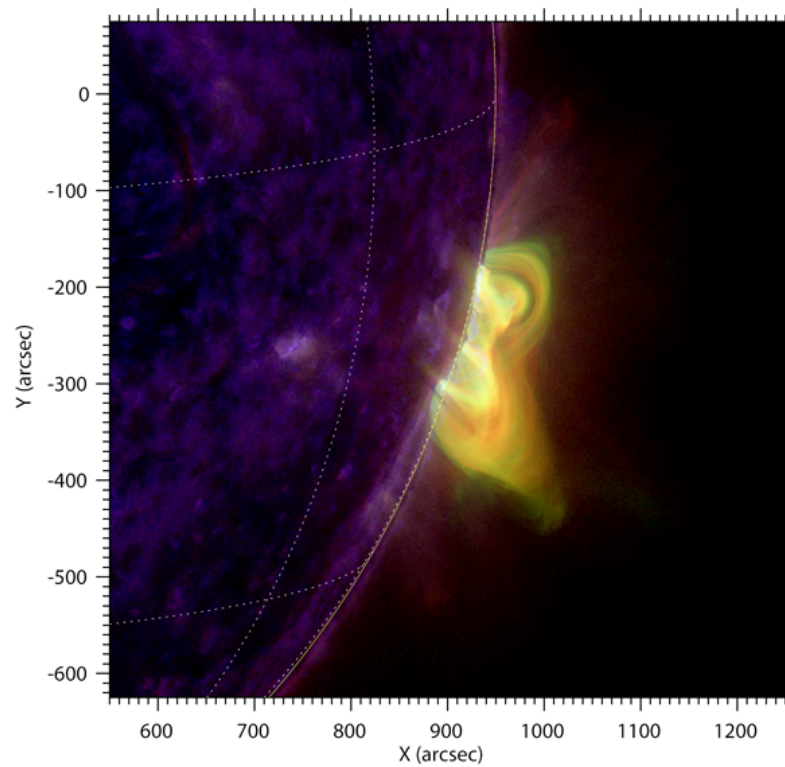
Obrázek 3.17: Impulzivní fáze erupce na okraji. Kanál $H\alpha$ a konturou je vyznačen kanál AIA 1700 Å



Obrázek 3.18: Impulzivní fáze erupce na okraji. Modrou barvou je vyznačen kanál 304 Å. Červenou 131 Å a zelenou 94 Å. Kontury značí rekonstruované obrazy z RHESSI. Světle modrá kontura značí energie 6–12 keV. Tmavě modrá 25–50 keV.



Obrázek 3.19: Graduální fáze erupce na okraji. Kanál $H\alpha$ a konturou je vyznačen kanál 1700 \AA .



Obrázek 3.20: Graduální fáze erupce na okraji. Modrou barvou je vyznačen kanál 304 \AA . Červenou 131 \AA a zelenou 94 \AA .

3.3 Diskuse

Námi odvozené údaje o erupcích z parametrů získaných z RHESSI se s daty z družice GOES neshodovala. Míra emise určená z RHESSI byla ve všech případech nižší než míra emise určená z GOES. V případě erupce na okraji a v případě graduální fáze erupce na disku byla shoda alespoň řádová. Nicméně v případě impulzivní fáze byl rozdíl dvacetinásobný. Ve všech případech vyšla míra emise vyšší u údajů z GOES. Zároveň nám ve všech případech vyšla teplota termálních zdrojů vyšší pro data z RHESSI než u údajů určených z GOES. Tato zjištění se plně shodují se závěry z článku [29]. Tento rozdíl je způsoben tím, že RHESSI je citlivější ve vyšších energetických oblastech, tedy je citlivější na vyšší teploty. Obě zařízení registrují chladnější plazmu, ale pouze RHESSI je schopna registrovat plazmu o teplotě vyšší než ≈ 25 MK [29]. Rozdíl je tedy způsoben tím, že v erupci nemáme isothermální plazmu. To můžeme vidět i na obrázku 3.18. Dvě koronální smyčky fungují jako zdroje záření o různých energiích. Z toho se lze domnívat, že mají i různou teplotu a hustotu.

Největší nesrovnalosti jsme zaznamenali pro impulzivní fázi erupce na disku. To může být způsobeno také tím, že jsme četnost detekovaných fotonů měřili po poměrně dlouhou dobu (32 s). To, vzhledem k rychle se vyvíjející impulzivní fázi erupce, může znamenat, že naměřené spektrum neodpovídá realitě. V jiných případech je rozdíl menší.

V případě rekonstruovaných obrázků je integrační čas ještě delší (5 nebo 10 minut). To znamená, že rekonstruovaná data nemusejí úplně odpovídat skutečnosti. Pokud se například zdroj záření významně pohyboval, může to znamenat, že na obrázku bude rozmazaný a celkově bude větší. Odhad velikosti zdrojů je také nepříznivě ovlivněn použitým algoritmem rekonstrukce. Pro algoritmus `clean` se v dokumentaci uvádí, že má tendenci zvětšovat zdroje záření. Velikost zdrojů je důležitá zejména ve výpočtu hustoty a tudíž termální energie plazmy. Náš model, kdy jsme aproximovali zdroj záření jako kouli o určitém poloměru, je velmi hrubou aproximací, ve skutečnosti jsou zdroje spíše protáhlého tvaru. Nicméně vzhledem k tomu, že máme na každou erupci jen jeden pohled, můžeme jen stěží určit přesné rozměry zdroje.

Pro porovnání našich výsledků s výsledky uvedenými v článku [22] jsme museli přepočítat energetický tok z netermálních zdrojů z erg/s na $\text{erg}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{cm}^{-2}$. Pro tento přepočet jsme museli zjistit plochu, na které se tok urychlených elektronů brzdí. Rozhodli jsme se použít plochu určenou z velikosti ukotvení v $\text{H}\alpha$ (viz obr.: 3.12). Plochu jsme určili jako plochu, na které dosahuje hodnota $\text{H}\alpha$ emise alespoň 50 % maxima. Chybu určení plochy jsme odhadli z 60% kontury maxima. Hodnota energetického toku produkovaného netermálními elektrony určená v článku [22] je zhruba $(3 - 7,7) \times 10^{10} \text{ erg}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{cm}^{-2}$. Námi určená hodnota je zhruba $(1,6 - 6,1) \times 10^{10} \text{ erg}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{cm}^{-2}$. Hodnoty se rámcově shodují. V našem případě je neurčitost daná neurčitostí velikosti plochy. Jelikož jsme použili odlišný a komplexnější model dosáhli jsme při fitování nižší hodnoty χ^2 než v článku [22]. Je tedy možné, že naše výsledky jsou přesnější.

Závěr

V naší práci jsme si představili základní strukturu Slunce, jevy, které na slunečním povrchu můžeme pozorovat a dále jsme rozebrali mechanismus a průběh slunečních erupcí. Také jsme popsali, jak se určuje třída a velikost sluneční erupce. A zavedli jsme obecně uznávané modely zdrojů záření. Ukázali jsme dva základní typy rentgenových zdrojů: termální a netermální.

Tyto dva modely jsme následně použili k analýze HXR spekter dvou slunečních erupcí. Spektra jsme získali ze spektrometru na družici RHESSI. Z analýzy jsme určili parametry erupce a ty jsme porovnali s parametry z jiných zdrojů dat. Diskutovali jsme různé vlivy na přesnost měření. Z porovnání vypočítaných parametrů z RHESSI a GOES jsme učinili závěr, že předpoklad isothermální plazmy je značně zjednodušený. V rámci jedné erupce jsme mohli analyzovat data pro dvě různé časové fáze erupce, díky tomu jsme mohli nahlédnout na časový vývoj parametrů v rámci erupce (viz tabulky 3.3 a 3.5).

Díky modulaci signálu detekovaného RHESSI, jsme byli schopni rekonstruovat obrazová data. Tuto rekonstrukci jsme provedli pro různé energetické rozsahy a zkoumali polohu zdrojů záření. Takto získaná data jsme překryli se snímky z družice AIA. Tyto snímky byly pořízeny v různých vlnových délkách a znázorňovaly různé oblasti sluneční atmosféry a oblasti různě horkého koronálního plazmatu. Překrytí nám umožnilo přesně lokalizovat zdroje HXR záření v rámci zkoumaných erupcí. Snímky z družice AIA, pořízené během různých částí vývoje sluneční erupce, nám také umožnily nahlédnout na časový vývoj koronálních smyček.

Seznam použité literatury

- [1] Peter V. Foukal. *Solar Astrophysics*. Wiley VCH, Second, revised edition edition, 2004.
- [2] David R. Williams. Sun Fact Sheet. <https://nssdc.gsfc.nasa.gov/planetary/factsheet/sunfact.html>, 2018. [Přístup 3. 5. 2019].
- [3] John A. Eddy and Rein Ise. *A new sun: the solar results from Skylab*. National Aeronautics and Space Administration, 1979.
- [4] David H. Hathaway. The Solar Interior. <https://solarscience.msfc.nasa.gov/interior.shtml>, 2015. [Přístup 6. 5. 2019].
- [5] David H. Hathaway. The Photosphere. <https://solarscience.msfc.nasa.gov/surface.shtml>, 2014. [Přístup 6. 5. 2019].
- [6] David H. Hathaway. The Chromosphere. <https://solarscience.msfc.nasa.gov/chromos.shtml>, 2014. [Přístup 6. 5. 2019].
- [7] David H. Hathaway. The Transition Region. https://solarscience.msfc.nasa.gov/t_region.shtml, 2014. [Přístup 6. 5. 2019].
- [8] David H. Hathaway. The Corona. <https://solarscience.msfc.nasa.gov/corona.shtml>, 2014. [Přístup 6. 5. 2019].
- [9] David H. Hathaway. The Key to Understanding the Sun. https://solarscience.msfc.nasa.gov/the_key.shtml, 2014. [Přístup 6. 5. 2019].
- [10] David H. Hathaway. The Solar Cycle. <https://solarscience.msfc.nasa.gov/SunspotCycle.shtml>, 2017. [Přístup 6. 5. 2019].
- [11] David H. Hathaway. Photospheric Features. <https://solarscience.msfc.nasa.gov/feature1.shtml>, 2014. [Přístup 6. 5. 2019].
- [12] J. D. R. Baling and M. Schwarzschild. Lifetime of Solar Granules. *The Astronomical Journal*, 65:481, 1960.
- [13] David H. Hathaway. Coronal Features. <https://solarscience.msfc.nasa.gov/feature3.shtml>, 2014. [Přístup 27. 6. 2019].
- [14] L. Fletcher, B. R. Dennis, H. S. Hudson, S. Krucker, K. Phillips, A. Veronig, M. Battaglia, L. Bone, A. Caspi, Q. Chen, and et al. An Observational Overview of Solar Flares. *High-Energy Aspects of Solar Flares*, page 19–106, 2011.
- [15] Einar Tandberg-Hanssen and A. Gordon. Emslie. *The physics of solar flares*. Cambridge University Press, 1988.
- [16] Jana Kašparová. Sluneční erupce a jejich rentgenová emise. https://hobbes.asu.cas.cz/~janca/phd/sluknov_lsmf2017.pdf, 2017. [Přístup 18. 12. 2017].

- [17] Gordon D. Holman. Nonthermal Hard X-Ray Radiation from Solar Flares: Observations and Models. <https://hesperia.gsfc.nasa.gov/summerschool/lectures.html>, 2006. [Přístup 18. 12. 2017].
- [18] Gordon D. Holman and Yang Su. Thick-Target Bremsstrahlung version 1 & 2 IDL Code Documentation. https://hesperia.gsfc.nasa.gov/ssw/packages/xray/doc/brm_thick_doc.pdf, 2009. [Přístup 6. 7. 2019].
- [19] E. P. Kontar, J. C. Brown, A. G. Emslie, W. Hajdas, G. D. Holman, G. J. Hurford, J. Kašparová, P. C. V. Mallik, A. M. Massone, M. L. McConnell, and et al. Deducing Electron Properties from Hard X-ray Observations. *High-Energy Aspects of Solar Flares*, page 301–355, 2011.
- [20] Karen C. Fox. Classifying Solar Eruptions. https://www.nasa.gov/mission_pages/sunearth/news/classify-flares.html, 2017. [Přístup 6. 5. 2019].
- [21] P. C. H. Martens and N. P. M. Kuin. A circuit model for filament eruptions and two-ribbon flares. *Solar Physics*, 122(2):263–302, 1989.
- [22] Kyoung-Sun Lee, Shinsuke Imada, Kyoko Watanabe, Yumi Bamba, and David H. Brooks. IRIS, Hinode, SDO, and RHESSI Observations of a White Light Flare Produced Directly by Non-thermal Electrons. *The Astrophysical Journal*, 836(2):150, 2017.
- [23] S. L. Freeland and R. D. Bentley. SolarSoft. <http://www.lmsal.com/solarsoft/>. [Přístup 6. 5. 2019].
- [24] Dean Pesnell. About the SDO Mission. <https://sdo.gsfc.nasa.gov/mission/>. [Přístup 6. 5. 2019].
- [25] Atmospheric Imaging Assembly. <http://aia.lmsal.com/public/instrument.htm>. [Přístup 9. 4. 2019].
- [26] NOAA GOES-N,O,P - The Next Generation. https://www.nasa.gov/pdf/112855main_GOESNOPWeb1.pdf. [Přístup 6. 5. 2019].
- [27] Gordon Holman. RHESSI. <https://hesperia.gsfc.nasa.gov/rhessi3/>. [Přístup 6. 5. 2019].
- [28] Eduard Kontar. Introduction to RHESSI X-ray Imaging. https://hesperia.gsfc.nasa.gov/rhessi3/pics/rhessi_imaging_kontar_2009.pdf, 2009. [Přístup 6. 5. 2019].
- [29] A. Warmuth and G. Mann. Constraints on energy release in solar flares from RHESSI and GOES X-ray observations. *Astronomy & Astrophysics*, 588, 2016.

Seznam obrázků

1.1	Vnitřní struktura a atmosféra Slunce.	3
1.2	Struktura sluneční erupce. Převzato z [21]	10
2.1	Přehled informací o erupci na disku.	11
2.2	Přehled informací o erupci na okraji.	12
3.1	Erupce na disku. Horní část ukazuje průběh měření detekovaných částic sondou RHESSI. Spodní poté ukazuje vývoj intenzity záření měřené sondou GOES.	19
3.2	Fotonové spektrum detekované RHESSI v čase 14:06 UTC pro erupci na disku. Detektor D3.	21
3.3	Fotonové spektrum detekované RHESSI v čase 14:06 UTC pro erupci na disku. Detektor D6.	22
3.4	Fotonové spektrum detekované RHESSI v čase 14:06 UTC pro erupci na disku. Detektor D8.	23
3.5	Fotonové spektrum detekované RHESSI v čase 14:06 UTC pro erupci na disku. Detektor D9.	24
3.6	Fotonové spektrum detekované RHESSI v čase 14:26 UTC pro erupci na disku. Detektor D3.	27
3.7	Fotonové spektrum detekované RHESSI v čase 14:26 UTC pro erupci na disku. Detektor D6.	28
3.8	Fotonové spektrum detekované RHESSI v čase 14:26 UTC pro erupci na disku. Detektor D8.	29
3.9	Fotonové spektrum detekované RHESSI v čase 14:26 UTC pro erupci na disku. Detektor D9.	30
3.10	Erupce na okraji. Horní část ukazuje průběh měření detekovaných částic sondou RHESSI. Spodní poté ukazuje vývoj intenzity záření měřené sondou GOES.	32
3.11	Fotonové spektrum detekované RHESSI v čase 02:55–02:59 UTC pro erupci na okraji. Údaje ze všech detektorů jsou zkombinované.	34
3.12	Impulzivní fáze erupce na disku. Kanál $H\alpha$ a 96% konturou maxima je vyznačený kanál AIA 1700 Å	36
3.13	Impulzivní fáze erupce na disku. Červenou barvou je vyznačen kanál 131 Å. Zelenou 94 Å. Kontury znační rekonstruované obrázky z RHESSI. Tmavě modrá pro energie 12–25 keV. Světle modrá 50–100 keV.	36
3.14	Impulzivní fáze erupce na disku. Červenou barvou je vyznačen kanál 131 Å. Zelenou 94 Å. Kontury znační rekonstruované obrázky z RHESSI. Tmavě modrá pro energie 6–12 keV. Světle modrá 15–30 keV.	37
3.15	Graduální fáze erupce na disku. Kanál $H\alpha$ a 90% konturou maxima je vyznačený kanál AIA 1700 Å	39

3.16	Graduální fáze erupce na disku. Červenou barvou je vyznačen kanál 131 Å. Zelenou 94 Å. Kontury značí rekonstruované obrázky z RHESSI. Tmavě modrá pro energie 6–12 keV. Světle modrá 25–50 keV.	39
3.17	Impulzivní fáze erupce na okraji. Kanál H α a konturou je vyznačen kanál AIA 1700 Å	40
3.18	Impulzivní fáze erupce na okraji. Modrou barvou je vyznačen kanál 304 Å. Červenou 131 Å a zelenou 94 Å. Kontury značí rekonstruované obrázky z RHESSI. Světle modrá kontura značí energie 6–12 keV. Tmavě modrá 25–50 keV.	40
3.19	Graduální fáze erupce na okraji. Kanál H α a konturou je vyznačen kanál 1700 Å.	41
3.20	Graduální fáze erupce na okraji. Modrou barvou je vyznačen kanál 304 Å. Červenou 131 Å a zelenou 94 Å.	41

Seznam tabulek

1.1	Rozdělení slunečních erupcí dle jejich plochy v $H\alpha$. [15]	9
1.2	Rozdělení slunečních erupcí dle jejich intenzity v SXR. [14]	9
2.1	Vlnové délky pozorované přístrojem AIA. [25]	12
2.2	Energetické intervaly, pro které bylo fitováno pozadí.	16
3.1	Časové intervaly fitů spekter pro erupci na disku.	20
3.2	Hodnoty fitovaných parametrů pro erupci na disku v čase 14:06 UTC.	25
3.3	Vypočítané parametry erupce na disku v čase 14:06 UTC.	25
3.4	Hodnoty fitovaných parametrů pro erupci na disku v čase 14:26 UTC.	26
3.5	Vypočítané parametry erupce na disku v čase 14:26 UTC.	26
3.6	Hodnoty fitovaných parametrů pro erupci na okraji v čase 3:00 UTC.	33
3.7	Vypočítané parametry erupce na okraji v čase 3:00 UTC.	33

Seznam použitých zkratek

- RHESSI** – Reuven Ramaty High Energy Solar Spectroscopic Imager
SDO – Solar Dynamics Observatory
NASA – National Aeronautics and Space Administration
AIA – Atmospheric Imaging Assembly
GOES – Geostationary Operational Environmental Satellite
NOAA – National Oceanic and Atmospheric Administration
SEM/XRS – Space Environment Monitor/X-Ray Sensor
CCD – Charged-coupled device
GONG – Global Oscillation Network Group
IDL – Interactive Data Language
DRM – Detector Response Matrix
HXR – Hard X-Ray – tvrdé rentgenové záření ($\lambda < 1 \text{ \AA}$)
SXR – Soft X-Ray – měkké rentgenové záření ($100 \text{ \AA} > \lambda > 1 \text{ \AA}$)
EUV – Extreme ultraviolet – extrémní ultrafialové záření ($100 \text{ \AA} < \lambda < 1240 \text{ \AA}$)
UTC – Coordinated Universal Time