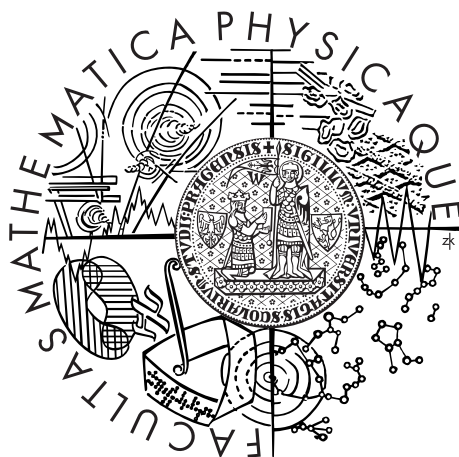


Univerzita Karlova v Praze  
Matematicko-fyzikální fakulta

## DIPLOMOVÁ PRÁCE



Ondřej Procházka

## Spektrální kontinua a čáry vodíku ve slunečních erupcích

Astronomický ústav UK

Vedoucí diplomové práce: RNDr. Pavel Kotrč, CSc.

Studijní program: Fyzika

Studijní obor: Astronomie a astrofyzika

Praha 2014

Na tomto místě bych rád poděkoval vedoucímu této práce, dr. Kotrčovi, za velmi přátelskou a zároveň profesionální spolupráci, která mě posunula nejen v profesním životě mnohem dál, než jsem na začátku očekával. Také bych chtěl poděkovat prof. Heinzelovi a prof. Harmancovi za velmi přínosné myšlenky, které mi především v teoretické části práce velmi pomohly. Za velmi vstřícný a flexibilní přístup bych chtěl poděkovat i dalším akademickým pracovníkům Matematicko-fyzikální fakulty, zvláště doc. Wolfovi, jenž mi pomohl při realizaci zahraničních stáží, ale i zahraničním kolegům, kteří mě přijali - prof. Mathioudakisovi (Queen's University Belfast) a dr. Radziszewskému (University Wrocław). Nesmím zapomenout ani na mou rodinu a přátele, kteří mě při náročném studiu podporovali.

Prohlašuji, že jsem tuto diplomovou 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 v Praze má právo na uzavření licenční smlouvy o užití této práce jako školního díla podle §60 odst. 1 autorského zákona.

V ..... dne .....

Podpis autora

Název práce: Spektrální kontinua a čáry vodíku ve slunečních erupcích

Autor: Ondřej Procházka

Katedra: Astronomický ústav UK

Vedoucí diplomové práce: RNDr. Pavel Kotrč, CSc., Astronomický ústav AV ČR

Abstrakt: V této práci představujeme unikátní postfokální přístroj vhodný k detekci rychlých změn toku záření ve spektrálním rozsahu 350 - 440 nm. Pro silný pozadový zářivý tok na těchto vlnových délkách není možné úspěšně měřit erupce v režimu Slunce jako hvězdy a použití tenké štěrbinu neumožňuje měřit celou aktivní oblast. Vyrobili jsme sadu kruhových clon s různými rozměry schopnými soustředit světlo pouze z omezené části sluneční atmosféry. Pro naše účely jsme také vyvinuli software pro vyhodnocení dat založený na statistických metodách umožňující další zvýšení citlivosti na změny ve spektru. První výsledky pozorování tří erupcí třídy X z června 2014 ukazují významné zvýšení toku v oblasti balmerovského kontinua. Jedna z těchto erupcí byla měřena už od 20. minuty před vrcholem v pásmu SXR družice GOES. Proto jsme byli schopni porovnat celou impulzivní fázi erupce se stavem odpovídajícím klidnému Slunci. Data ukazují nárůst záření v oblasti hrany Balmerovy série (364,5 nm) až na 5,5 násobek ve srovnání s klidným Sluncem.

Klíčová slova: Sluneční erupce, analýza spektra, balmerovské kontinuum

Title: Spectral continua and lines of hydrogen in solar flares

Author: Ondřej Procházka

Department: Astronomical Institute of Charles University

Supervisor: RNDr. Pavel Kotrč, CSc., Astronomical Institute of the Academy of Sciences of the Czech Republic

Abstract: We present a unique design of a post-focal instrument suitable to detect fast changes of flux in waveband 350 - 440 nm. As it is not possible to measure the Sun as a star because of a strong background radiation in this waveband and using a thin slit makes it impossible to measure the whole flaring area we made a set of circular diaphragms of different sizes able to collect light only from a limited part of the Sun's atmosphere. For our data we also evolved new software technique based on statistical methods that even more increases a sensitivity on any changes in spectra. First results of observations of three X-class solar flares obtained in June 2014 proved significant increase of flux in Balmer continuum. One of these flares was measured from 20 minutes before a peak in SXR (GOES) so we were able to compare a whole impulsive phase with a state with no signs of a flare before it. Data suggest a radiation at Balmer limit (364,5 nm) of up to 5,5 stronger from flaring kernels compared to the quiet Sun.

Keywords: solar flares, spectral investigation, Balmer continuum



# Obsah

Úvod	2
<b>1 Teoretický popis</b>	<b>3</b>
1.1 Sluneční atmosféra . . . . .	3
1.2 Sluneční erupce . . . . .	4
1.2.1 Topologie aktivní oblasti . . . . .	4
1.2.2 CSHKP model erupce . . . . .	7
1.2.3 Zářivé procesy při erupci a její průběh . . . . .	7
1.2.4 Projevy spojené s urychlenými částicemi . . . . .	12
<b>2 Předchozí pokusy o měření balmerovského kontinua</b>	<b>15</b>
<b>3 Měřicí přístroj</b>	<b>18</b>
3.1 Testovací provoz a úpravy zařízení . . . . .	19
3.2 Montáž a justáž . . . . .	25
3.3 Limitující faktory . . . . .	27
3.3.1 Atmosférické vlivy . . . . .	27
3.3.2 Vliv přístrojů . . . . .	28
<b>4 Software</b>	<b>29</b>
4.1 Spektrální kanály . . . . .	32
4.2 Analýza dat . . . . .	33
4.2.1 Simulace erupce . . . . .	34
<b>5 Měření a výsledky</b>	<b>37</b>
5.1 Testy . . . . .	37
5.2 Měření erupcí . . . . .	40
5.2.1 Měření prederupční a impulzivní fáze . . . . .	40
5.2.2 Měření pozvolné fáze . . . . .	42
5.2.3 Analýza výsledků a diskuze . . . . .	48
<b>Závěr</b>	<b>53</b>
<b>Seznam tabulek</b>	<b>54</b>
<b>Seznam obrázků</b>	<b>58</b>
<b>Seznam použitých zkratk</b>	<b>59</b>
<b>Seznam použité literatury</b>	<b>60</b>
<b>Příloha</b>	<b>62</b>

# Úvod

Slunce je centrálním tělesem Sluneční soustavy a má na ni zcela zásadní vliv. Kromě významného gravitačního potenciálu, který vytváří, ovlivňuje větší tělesa i meziplanetární hmotu prostřednictvím elektromagnetického záření a částic, které do prostoru vyvrhuje. Na rozdíl od gravitačního vlivu, jenž se na krátkých časových intervalech nemění, jsou emise záření i částic velmi proměnlivé. Tento fakt je způsoben komplikovanými jevy, ke kterým na Slunci dochází, mimo jiné erupcemi. Studium slunečních erupcí je důležité i k pochopení procesů probíhajících v plazmatu obecně, především interakcí s magnetickým polem.

Moderní lidská společnost je na sluneční aktivitě a jejích projevech závislá více než kdykoliv v minulosti. Z historie známe případy, kdy projevy sluneční aktivity způsobily pro tehdejší lidi nevysvětlitelné jevy; ať už ty „příjemné“, jako jsou polární záře, tak také ty nebezpečné jako v roce 1859, kdy sluneční erupce způsobila silnou geomagnetickou bouři, v jejímž důsledku se na drátech telegrafního vedení naindukovaly velké elektrické proudy a ty zapálily některé telegrafní stožáry. Jsou však známy i případy z moderní doby, kdy skutečně došlo v omezených oblastech k výpadkům elektrického proudu v důsledku srážky Země s oblakem koronální hmoty. Pokud by k podobné erupci došlo v dnešní době, následky by byly katastrofické.

Z těchto důvodů má smysl studovat sluneční aktivitu a jevy, které ji doprovázejí. Nejen že tak přispějeme k lidskému poznání, ale můžeme i vyvinout systém varování před důsledky těchto velmi energetických procesů.

# 1. Teoretický popis

Sluneční erupce jsou velmi energetické a poměrně komplikované procesy, které probíhají ve sluneční atmosféře.

## 1.1 Sluneční atmosféra

Rozlišujeme tři základní vrstvy atmosféry:

- Fotosféra

Fotosféra je spodní vrstva sluneční atmosféry, která je tlustá jen přibližně 300 kilometrů. Ve fotosféře se generuje naprostá většina světla, které ze Slunce uniká, a tak ji pozorujeme např. ve viditelném oboru spektra. Ve fotosféře také můžeme sledovat různé struktury, především granulaci, sluneční skvrny nebo fakulová pole. Tyto jevy jsou projevem konvektivního promíchávání nebo přítomnosti magnetických polí a jejich životnost je velmi různá - od několika minut v případě granulí po několik týdnů v případě slunečních skvrn. Sluneční skvrny se obvykle vyskytují ve skupinách, kterým říkáme aktivní oblasti a intenzita magnetického pole v nich bývá o několik řádů vyšší než v klidných oblastech. Snímek sluneční fotosféry v období vysoké aktivity je na obr. 1.1.

- Chromosféra

Chromosféra je asi 2500 km tlustá vrstva sluneční atmosféry ležící nad fotosférou a tvořená plynem o teplotě asi 10 000 K. Běžně můžeme do chromosféry nahlížet, pokud použijeme úzkopásmový  $H_\alpha$  filtr, protože atomy vodíku pohlcují světlo nejvíce právě v této čáře. Pokud budeme sledovat Slunce v centru čáry  $H_\alpha$ , všimneme si podélných tmavých útvarů, které mohou mít délku až několika set tisíc km. Říkáme jim filamenti. Pokud se tyto útvary objeví za okrajem slunečního disku, mluvíme o protuberanci. V obou případech se jedná o oblaka plazmatu, která se vznášejí nad slunečním povrchem a která jsou často formována magnetickým polem. Dalším typickým útvarem, který je někdy vidět na okraji Slunce, je oblouk nebo smyčka (případně mnoho smyček za sebou, které tvoří arkádu) vznikající nad aktivní oblastí. Chromosféru také můžeme zahlédnout během úplného zatmění Slunce. V okamžiku, kdy je sluneční disk zakrytý, můžeme na jeho okraji vidět růžový lem, který je za normálních okolností přezářen fotosférou. Růžová barva je dána tím, že chromosféra nejviditelněji svítí v  $H_\alpha$  čáře. Snímek části sluneční chromosféry je na obr. 1.2.

- Koróna

Koróna je nejvyšší vrstvou sluneční atmosféry, je velmi řídká a běžně má teplotu kolem 1 - 3 milionů K. Vysoká teplota a nízká hustota je důvodem, proč můžeme korónu pozorovat v čarách vysoce ionizovaných kovů, nejčastěji Fe XIV (21,1 nm), Fe IX (17,1 nm) nebo Fe XII (19,3 nm). Protože jsou tyto vlnové délky blokovány atmosférou, je snazší korónu pozorovat z kosmických družic. Je to však možné i ze Země, protože koróna září i v bílém světle. Přesvědčit se o tom můžeme při úplném zatmění Slunce, kdy vidíme

bíle zářící prstenec obklopující Slunce. Další možností, jak studovat korónu, je použití koronografu, což je dalekohled s umělým Měsícem, který zastíňuje záření slunečního disku. V takovém případě je vhodné měřit v infračerveném oboru, kde je jas oblohy nižší než ve vizuálním oboru. Koróna zářící v bílém světle vzniká jednak rozptylem světla na prachových částicích, jednak Thomsonovým rozptylem. Podle tvaru koróny lze určit, zda je Slunce v maximu nebo v minimu své aktivity. Pokud je hustota částic v koróně nízká, v oblasti dominuje tlak magnetického pole nad tlakem látky a ionizované částice jsou nuceny držet se magnetických siločar. Když je Slunce v období minima aktivity, jeho magnetické pole má dipólový charakter, a tak se koróna jeví jako osově symetrická podle osy magnetického pole - viz. obr. 1.3. Naopak v maximu sluneční aktivity je pole chaotické, a tedy koróna nemá žádnou zřetelnou symetrii.

## 1.2 Sluneční erupce

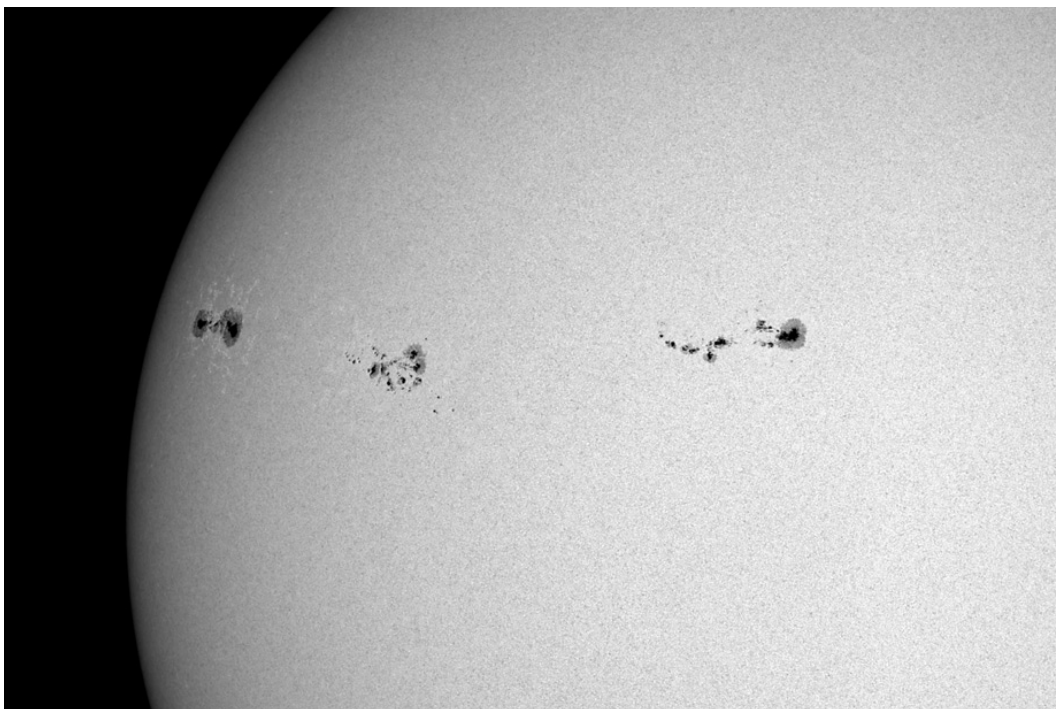
Erupce jsou velmi silné energetické jevy ovlivňující celou Sluneční soustavu. Můžeme je registrovat prakticky v celém oboru elektromagnetického spektra a často jsou spojeny s výronem koronální hmoty (CME), ale projevují se i jako zdroj rázových vln, což můžeme vidět na obr. 1.4.

Z pozorování víme, že erupce se převážně objevují v tzv. aktivních oblastech. Jsou to místa, kde se vynořuje magnetické pole, které je obvykle skryté pod povrchem, nad fotosférou. Toto magnetické pole má tvar trubic, což jsou útvary s vysokým magnetickým tokem, a místa, kde se vynořují, identifikujeme pomocí slunečních skvrn. Magnetické pole zde má takovou intenzitu, že dokáže zablockovat konvektivní proudění, a chladnější plazma, které poměrně rychle vyzářilo svou energii, se nemůže ponořit zpět a uvolnit tak místo dalšímu horkému plazmatu. V takovém místě je teplota asi 4000 K. Nad fotosférou (zvláště v koróně) se pak díky nižší hustotě částic může magnetické pole rozpínat do velkých rozměrů. Nicméně pouze fotosféra je místo, kde dokážeme magnetické pole přesně změřit. Ve vyšších vrstvách atmosféry, kde právě dochází k efektům spojeným s erupcemi, zatím magnetické pole změřit neumíme, jeho podobu lze pouze extrapolovat.

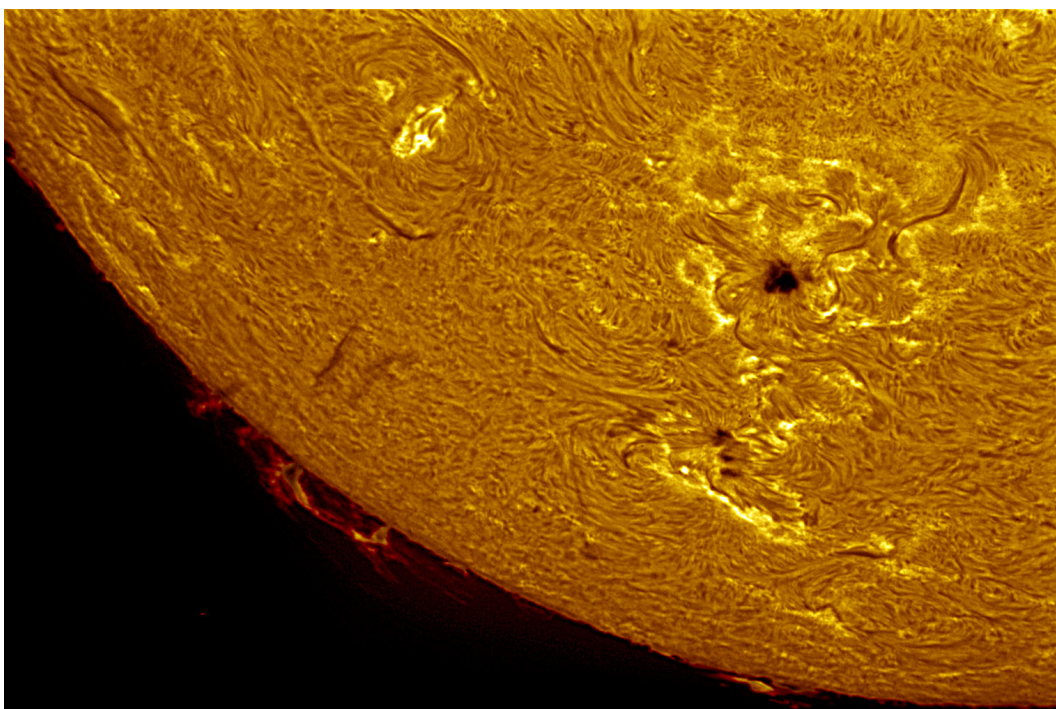
### 1.2.1 Topologie aktivní oblasti

Na obr. 1.5 můžeme vidět aktivní oblast AR 11944 ze dne 7. ledna 2014. Severní a jižní polarita jsou na magnetogramu znázorněny bílou a černou barvou. Pro lepší představu můžeme bílou oblast na magnetogramu považovat za místo, odkud se vynořuje magnetické pole (tedy magnetický indukční tok je tam kladný), zatímco černá oblast bude místo, kde se magnetické pole zanořuje (magnetický indukční tok je tam záporný).

Z hlediska studia erupcí je důležitá linie mezi oběma polaritami - nazýváme ji inverzní linií. Na tomto rozhraní dochází ke stříhu v magnetickém poli a víme, že podle Maxwellových rovnic tam mohou vznikat elektrické proudy. Je to také místo, kolem kterého nejčastěji dochází k erupcím, při kterých vidíme erupční



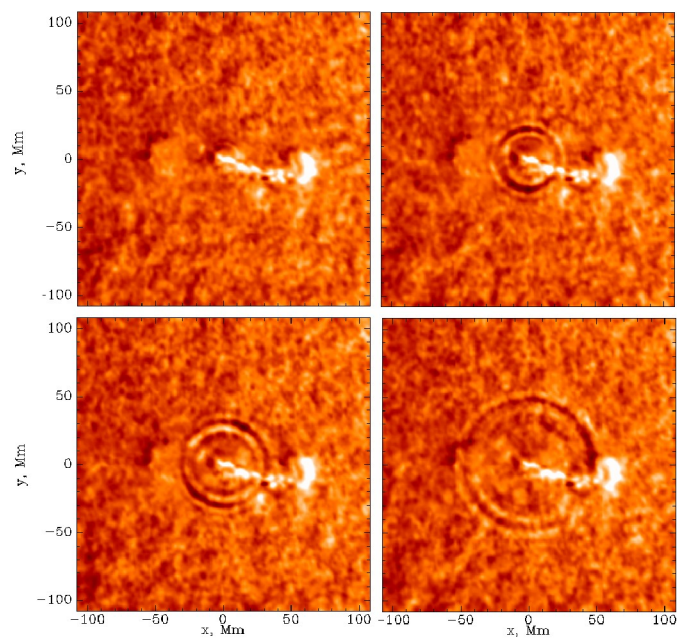
Obrázek 1.1: Snímek sluneční fotosféry se skupinami slunečních skvrn a patrnou granulací. Převzato z [2].



Obrázek 1.2: Snímek sluneční chromosféry s aktivní oblastí. Podlouhlé tmavé útvary jsou filamenty. Převzato z [3].



Obrázek 1.3: Kompozitní snímek sluneční koróny ze zatmění v roce 2009. Zřetelná je osová symetrie koróny. Na levém dolním okraji slunečního disku svítí růžovou barvou chromosféra. Autoři: Miloslav Druckmüller, Peter Aniol.



Obrázek 1.4: Seismické vlny na slunečním povrchu generované erupcí. Převzato z [4]



vlákna (ribony), což jsou zářící místa bombardovaná dopadajícími elektrony urychlenými podél magnetických siločar. Jako příklad uvádíme erupci v aktivní oblasti AR11944 na obr. 1.6.

### 1.2.2 CSHKP model erupce

CSHKP model je široce uznávaný dvoudimenzionální model sluneční erupce, který byl popsán již v 70. letech minulého století. Název je odvozen od jmen autorů: Carmichael, Sturrock, Hirayama, Kopp a Pneumann, schéma erupce z roku 1974 je na obr. 1.7.

Proces erupce je zahájen aktivací filamentu vznášejícího se nad inverzní linií. Tento filament je spojen s magnetickým polem a v případě, že se začne pohybovat vzhůru, začne také natahovat magnetické pole a do prostoru pod ním se začne ze stran nasávat koronální plazma. I toto plazma je spojeno s magnetickými strukturami, takže intenzita magnetického pole pod filamentem se začne zvyšovat, stejně jako gradient pole. Taková situace umožňuje, aby vznikla proudová vrstva mezi oblastmi s obráceným vektorem magnetické indukce a došlo k magnetické rekonexi. Při ní se uvolní energie magnetického pole v podobě tepla a akcelerace nabitých částic. Ty jsou urychleny jednak směrem do chromosféry, jednak směrem ven do meziplanetárního prostoru, čímž vzniká CME. Součástí vyvrženého materiálu je pak i magnetické pole, takže oblak takovýchto částic může reagovat i s magnetickými poli planet. Když je do prostoru pod filamentem nasáváno další plazma, proces rekonexe pokračuje ve stále vyšších výškách a erupční vlákna (pozorovatelná např. na vlnové délce 160 nm) se rozšiřují, protože se přepojují magnetické siločivky ukotvené ve stále větších vzdálenostech od inverzní linie. Rekonexe probíhá také ve směru podél inverzní linie, objevují se magnetické smyčky v řadě za sebou a vznikající magnetická struktura má tvar arkády. Urychlené elektrony způsobují prudké zahřátí chromosféry, dochází k tzv. vypařování chromosféry, kdy chromosférický materiál vyplní magnetickou arkádu, a ta se stává viditelnou v závislosti na teplotě v různých oborech spektra - např. na obr. 1.9. Důsledkem erupce je vytvoření nové konfigurace magnetického pole, která je stabilnější než předchozí.

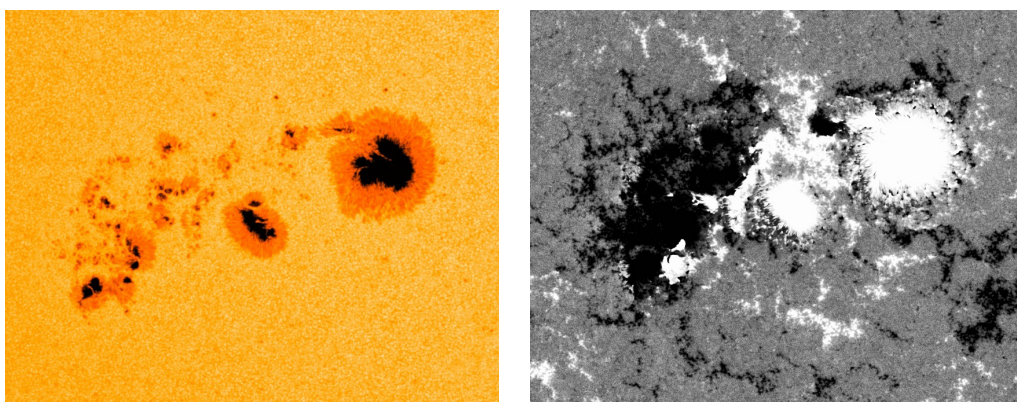
V současné době již existují dokonalejší modely sluneční erupce stejně jako popisy magnetických struktur, které se ve sluneční atmosféře realizují. Tato problematika však přesahuje rámec této práce, podrobnější popis lze najít např. v [5].

### 1.2.3 Zářivé procesy při erupci a její průběh

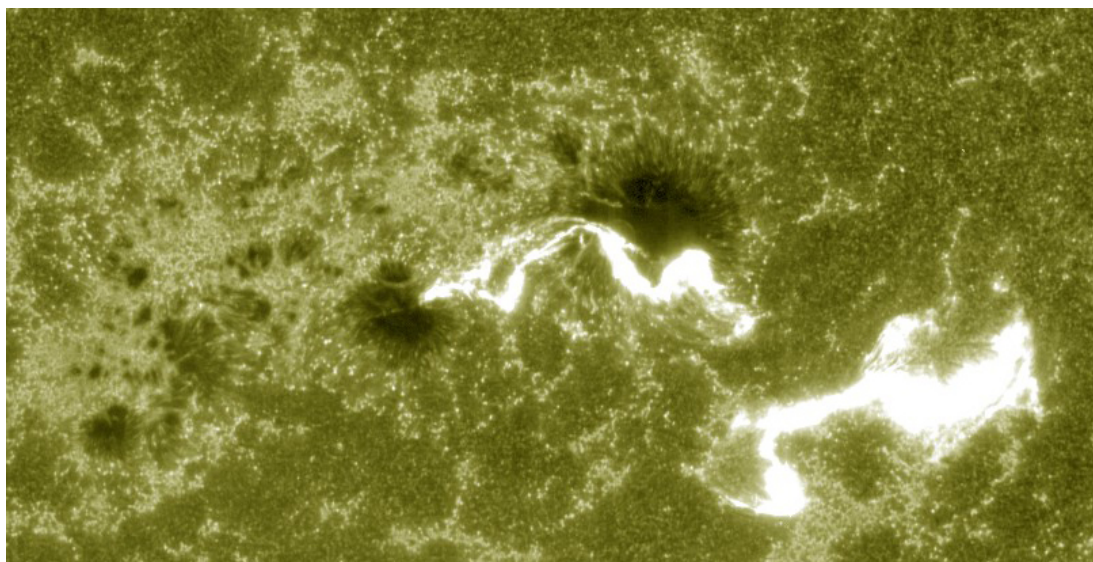
Erupce probíhá v několika fázích, které si podrobněji rozebereme:

- Přederupční fáze

Během této fáze dochází k „aktivaci“ filamentu a v souvislosti s tím se mohou objevit malá zjasnění v UV nebo SXR oboru detekovatelná přístroji s prostorovým rozlišením. K těmto zjasněním dochází až několik desítek minut před erupcí a jsou spojena s destabilizací magnetických polí. Někdy

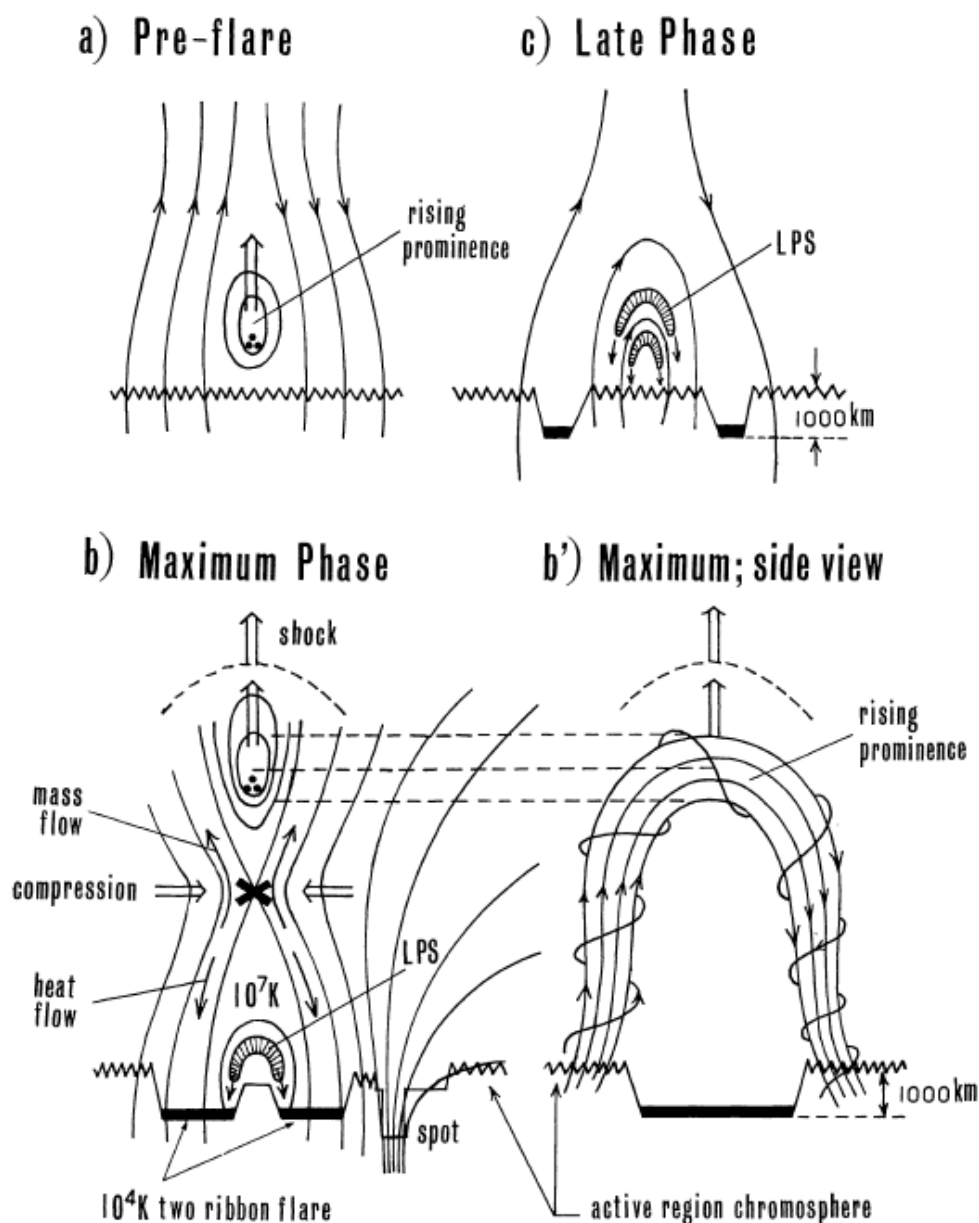


Obrázek 1.5: Aktivní oblast AR11944 na snímcích z družice SDO 7.1.2014. Vlevo je snímek oblasti v bílém světle, vpravo je magnetogram.



Obrázek 1.6: Erupce v aktivní oblasti AR11944 dne 7.1.2014. Snímek pořídila družice SDO na vlnové délce 160 nm.





Obrázek 1.7: Vývoj sluneční erupce. Na obr. „a“ je filament, který stoupá vzhůru a způsobuje podtlak a kompresi magnetického pole v prostoru pod ním. Na obr. „b“ je křížkem označeno místo magnetické rekonexe, místa ukotvení magnetických struktur (erupční vlákna) a oblasti, kde se objevují poerupční smyčky (LPS). Plnými čarami jsou nakresleny magnetické siločáry. Převzato z [6].

můžeme také pozorovat rozšíření spektrálních čar, které je vyvolané turbulencemi.

- Impulzivní fáze

Tato několik desítek vteřin až několik minut trvající fáze je charakteristická uvolněním velkého množství energie především v tvrdším oboru spektra. V místech ukotvení magnetických smyček můžeme vidět znatelný nárůst intenzity v oborech  $\gamma$  nebo HXR, ale také v oblasti mikrovlňného záření, v chromosférických čarách i v kontinuu. Také můžeme zjistit masivní po-

hyby plazmatu a to jak směrem do koróny, tak směrem k povrchu (např. v čáře  $H_\alpha$ ).

- Pozvolná fáze

Po impulzní fázi následuje fáze pozvolná, ve které se v koróně objevují charakteristické smyčky viditelné v různých oborech spektra. Tyto smyčky jsou tvořeny plazmatem, které bylo vyvrženo z chromosféry směrem vzhůru podél magnetických siločar. To, ve kterém spektrálním oboru jsou smyčky vidět, závisí na teplotě. Nejprve je pozorujeme na snímcích s prostorovým rozlišením v oboru SXR. Na světelných křivkách v tomto oboru je vidět, že dosahují maxima ihned po skončení impulzivní fáze, tedy poté, co zmizí netermální elektrony. Jak teplota smyček klesá, můžeme je vidět v oboru EUV a nakonec i v čáře  $H_\alpha$ .

Podrobnější popis průběhu erupce je v [7].

Odhaduje se, že při erupci uvolněná energie může přesahovat  $10^{25} J$ , přičemž nejvíce (asi 50 %) připadá na urychlení hmoty (CME), asi 30 - 50 % připadá na urychlené částice a pouze 1 - 10 % energie je vyzářeno.

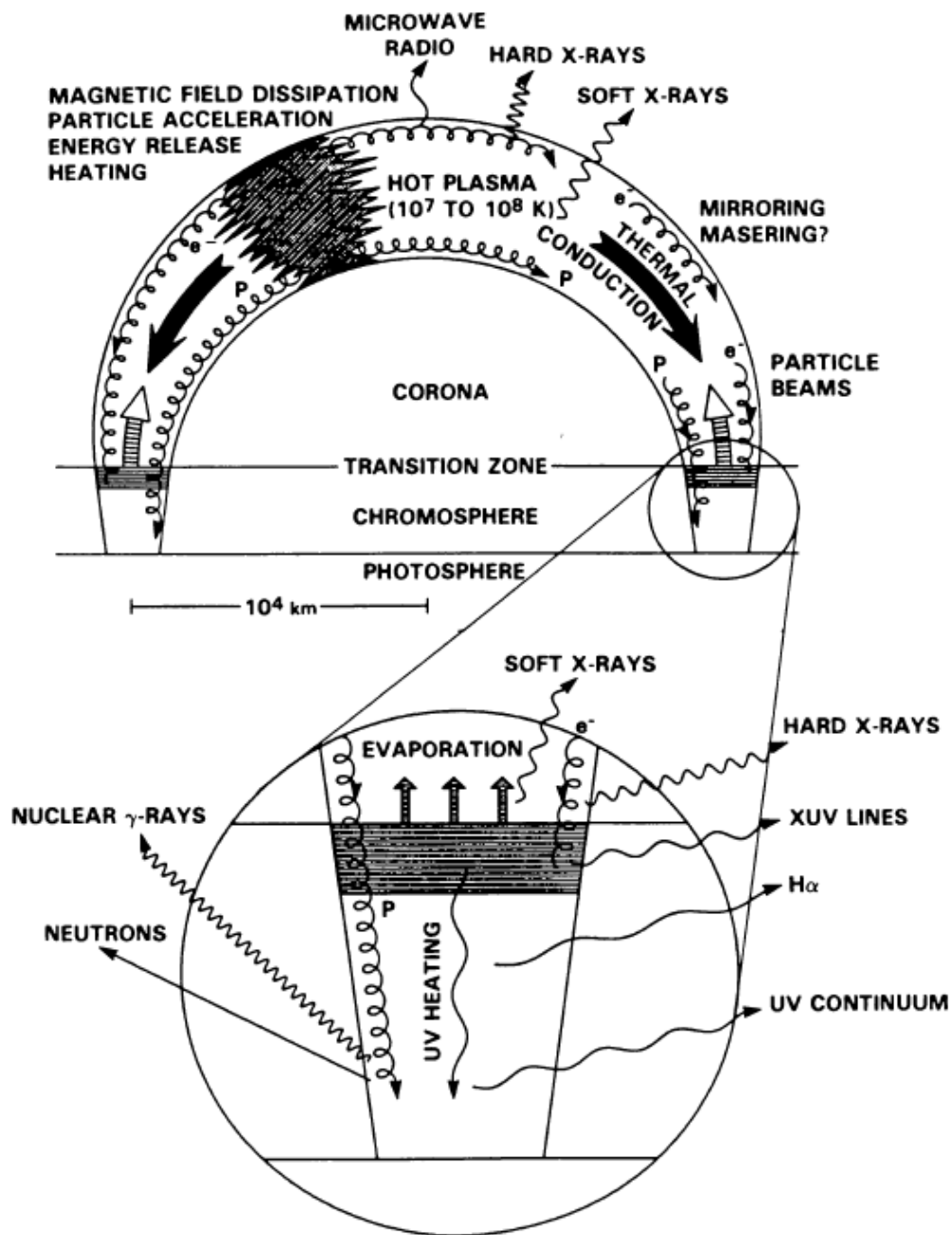
První informaci o erupci obvykle dostáváme v rentgenové oblasti spektra, ve které měří družice GOES. Podle emise rentgenového záření také erupce nejčastěji klasifikujeme - viz. tab. 1.1. Tyto družice měří ve dvou pásmech: SXR (Soft X-ray): 0,1 - 0,8 nm a HXR (Hard X-ray): 0,05 - 0,4 nm. Záznam měření je například na obr. 5.4.

Třída erupce	Tok záření v pásmu SXR [ $W/m^2$ ]
A	$< 10^{-7}$
B	$10^{-7} - 10^{-6}$
C	$10^{-6} - 10^{-5}$
M	$10^{-5} - 10^{-4}$
X	$> 10^{-4}$

Tabulka 1.1: Klasifikace erupcí podle měření rentgenového toku z družice GOES.

Další důležitou sondou, která měří rentgenový tok, je RHESSI (Reuven Ramaty High Energy Solar Spectroscopic Imager). Tato sonda vypuštěná v roce 2002 se otáčí kolem své osy každé 4 sekundy a měří s vysokým energetickým rozlišením. Její oběžná dráha často prochází oblastmi, ve kterých je měření ovlivněno zvýšenou radiací, kdy data nejsou použitelná.

O tzv. „bílé erupci“ mluvíme v případě, že pozorujeme zjasnění ve viditelném oboru. Tento vzácný úkaz spojujeme jen s nejméně intenzivnějšími erupcemi, někteří autoři je naopak považují za relativně časté. Vysvětlení však není jednoznačné. Problém spočívá v tom, že elektrony nemohou být ani při nejsilnější erupci urychleny natolik, aby se dostaly skrz chromosféru. Existuje tedy několik možných vysvětlení:



Obrázek 1.8: Zjednodušené schéma sluneční erupce s vyznačenými místy, kde probíhají vybrané fyzikální procesy. Převzato z [8].

- Fotosféra je bombardována protony, případně jinými ionty, které jsou schopny se skrz chromosféru dostat. Odhadujeme, že protony mohou být urychleny až na energie přesahující 1 GeV.
- Elektrony jsou urychlovány i během jejich průchodu chromosférou, takže se mohou dostat až do spodních vrstev.
- Emise může být generována v chromosféře vodíkem, který byl ionizován srážkami s netermálními elektrony.

Záření ve viditelné oblasti spektra má několik komponent. Z hlubokých vrstev atmosféry k nám přicházejí fotony s Planckovským rozložením intenzit podle vzorce

$$B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp\left(\frac{h\nu}{k_B T}\right) - 1}, \quad (1.1)$$

kde  $h$  je Planckova konstanta,  $\nu$  je frekvence a  $k_B$  je Boltzmannova konstanta.

Jak tyto fotony procházejí atmosférou, některé z nich reagují s okolním plazmatem. Tento problém popisuje teorie přenosu záření, my se ale omezíme jen na základní principy. Fotony mohou být pohlceny okolními atomy při vázaně-vázané interakci (b-b), kdy má foton přibližně takovou energii, že dokáže daný atom excitovat, tzn. že elektron se v atomovém obalu dostane na vyšší energetickou hladinu, nebo při vázaně-volné interakci (b-f), kdy dojde k ionizaci atomu, tedy elektron je vyražen z atomového obalu. Ve spektru se taková situace projeví poklesem intenzity na konkrétní vlnové délce (b-b) nebo od určité vlnové délky směrem k vyšším energiím (b-f).

Druhou významnou komponentou ve viditelné oblasti je záření atomů vodíku (případně iontů) a dalších přítomných prvků. Emisní čáry v tomto oboru můžeme pozorovat především za okrajem slunečního disku, ve spodní koróně, i v chromosféře. V některých případech můžeme vidět emisní čáry i na disku, a to tehdy když jsou atomy excitovány nebo ionizovány jiným způsobem než fotony přicházejícími z hlubokých vrstev. Podrobněji je proces přenosu záření popsán např. v [10].

#### 1.2.4 Projevy spojené s urychlenými částicemi

V místě, kde dochází k magnetické rekonexi, se teplota plazmatu může zvýšit až na 40 milionů K (primární ohřev). Vzhledem k nízké hustotě koronálního plazmatu obvykle nepozorujeme záření v oboru SXR, které je při těchto teplotách emitováno. Při rekonexi dochází také k urychlení nabitých částic směrem do chromosféry, které hrají hlavní roli při přenosu energie do hlubších vrstev (sekundární ohřev). Jakmile se rychlé elektrony dostanou do mnohem hustší chromosféry, jsou nejprve zbrzděny vlivem srážek a následně, když je energie elektronů přibližně rovna 10-100 keV, je vlivem elektromagnetické interakce s atomovými jádry generováno brzdné záření v pásmu HXR.

Obecně během erupce můžeme na základě energetického spektra detekovat dvě populace elektronů - termální a netermální. Termální elektrony způsobují

tok fotonů jednotkovou plochou za jednotku času v jednotkovém intervalu energií, jejichž energetické spektrum je

$$I_{th}(\epsilon) = 2.6 \cdot 10^7 \left( \frac{EM_{49}}{T_7^{1/2}} \right) \frac{1}{\epsilon_{keV}} \exp \left( -\frac{\epsilon_{keV}}{0.86T_7} \right) \quad (1.2)$$

a netermální elektrony generují spektrum

$$I_{nth}(\epsilon) = 3.5 \cdot 10^5 \frac{EM_{49}T_7}{n_{11}\tau_2} \frac{\gamma - 1}{\gamma^3} \frac{1}{\epsilon_c} \left( \frac{\epsilon}{\epsilon_c} \right)^{-\gamma}, \quad (1.3)$$

kde  $EM_{49} = EM_V \cdot 10^{49} \text{ cm}^{-3}$ ,  $EM_V = n_e^2 V$  je míra emise záření v objemu  $V$ ,  $n_e$  je hustota elektronů,  $T_7 = T_e/10^7 \text{ K}$ ,  $T_e$  je elektronová teplota,  $\epsilon_{keV}$  je energie elektronu v jednotkách keV,  $\epsilon_c$  je energie, při které je  $I_{th} = I_{nth}$ ,  $\tau$  a  $n_{11}$  jsou spektrální indexy. Obě rovnice jsou převzaty z [5] a dávají výsledky v jednotkách CGS.

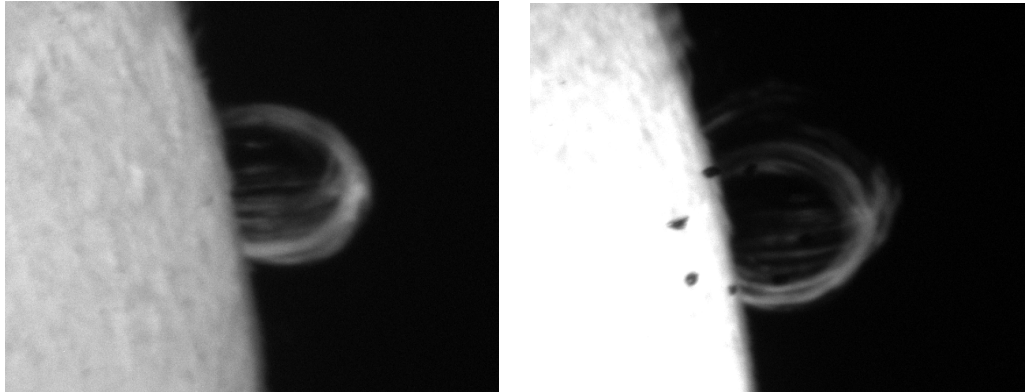
Brzděná částice v coulombickém poli vyzařuje elektromagnetický výkon

$$P = \frac{2q^2}{3c^3} \left( \frac{dv}{dt} \right)^2, \quad (1.4)$$

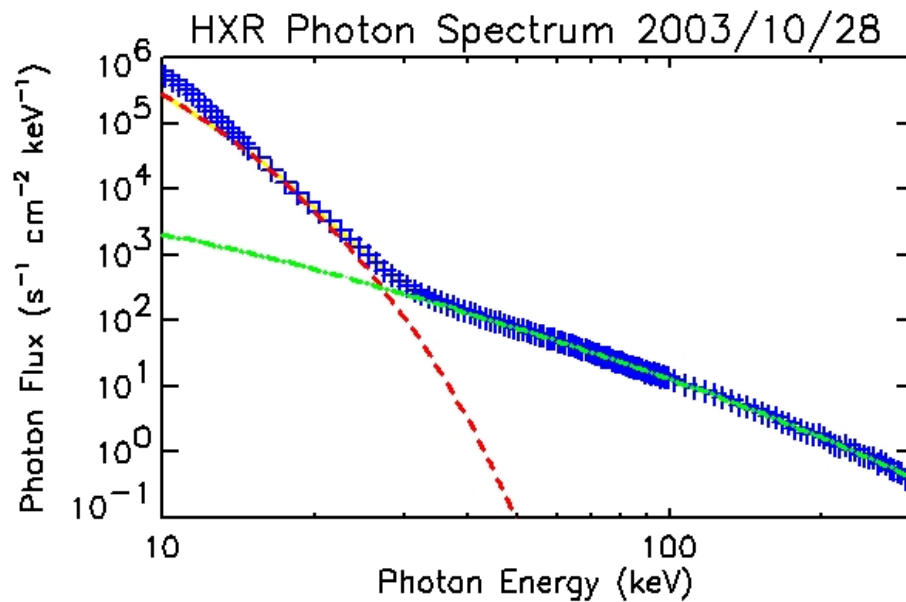
kde  $q$  je náboj částice,  $c$  je rychlost světla,  $t$  je čas a  $v$  je rychlost.

Příklad energetického spektra při erupci můžeme vidět na obr. 1.10. Zřetelně rozlišíme termální a netermální složku spektra. Z termální složky můžeme určit například teplotu plazmatu, z netermální složky hustotu elektronů. Vznik HXR během erupce je velmi dobře popsán a umožňuje nám poměrně spolehlivou diagnostiku urychlených elektronových svazků. Podrobnější informace o emisi v pásmu HXR můžeme najít například v [5].

S urychlenými elektronovými svazky je úzce spjata i emise v mikrovlnném oboru, jak je uvedeno například v [9]. Pozorování dokazují, že v mikrovlnném oboru září především vrcholy erupčních smyček, a to kvůli gyrosynchrotronovému procesu. Pozorování také prokazuje, že maximum vyzařování v mikrovlnném oboru je zpožděné za maximum vyzařování v HXR oboru, a s přibývajícím časem registrujeme v mikrovlnné oblasti stále tvrdší fotony.



Obrázek 1.9: Poerupční smyčka viditelná v čáře  $H_\alpha$ . Na snímku vpravo jsou vidět tečky označující přibližnou polohu vstupní apertury spektrografu. Časový rozdíl mezi fotografiemi je asi 73 minut. Vyfotografováno během testů měřícího přístroje ve spektroskopické laboratoři dne 19.7.2012.



Obrázek 1.10: Energetické spektrum pořízené při erupci dne 28.10.2003 sondou RHESSI. Červenou barvou je označena termální složka a zelenou barvou ne-termální složka. Převzato z [11].

## 2. Předchozí pokusy o měření balmerovského kontinua

Poprvé se v Ondřejově zabýval měřením a podrobnou analýzou erupčních spekter doc. Zdeněk Švestka. Ve své práci z roku 1965 [12] uvádí, že se mu nepodařilo zjistit zvýšení úrovně balmerovského kontinua během erupcí. Připouští však, že to může být způsobeno nedostatečnou citlivostí použitých přístrojů.

Ve své práci zanalyzoval celkem 34 erupcí naměřených mezi lety 1949 a 1959, z nichž některé mu dodali jeho kolegové. Z dat se pokusil získat především hodnoty elektronové hustoty, optické tloušťky v centru čáry  $H_\alpha$  a elektronové teploty. Numerické odhady jsou přehledně uvedeny v tab. 2.1. Odhad elektronové teploty činí 7000 až 18000 K v oblastech s emisí vodíku, asi 15000 K v oblastech s emisí neutrálního helia a 25000 až 40000 K v oblastech s emisí jednou ionizovaného helia.

	Erupce na disku	Erupce na okraji disku
Elektronová hustota	$6 \cdot 10^{12}$ až $6 \cdot 10^{13} \text{ cm}^{-13}$	$2 \cdot 10^{11}$ až $5 \cdot 10^{12} \text{ cm}^{-13}$
Optická tloušťka	$\tau_1(0) \gtrsim 400$	$\tau_1(0) \ll 100$

Tabulka 2.1: Odhady elektronové hustoty a optické tloušťky stanovené na základě studia erupcí z let 1949 až 1959. Převzato z [12].

Jednou ze základních otázek, nad kterými se Švestka zamýšlel, byl mechanismus způsobující rozšíření čar Balmerovy série v erupci. Dospěl k závěru, že Starkův jev je dominantní v případě erupcí na disku, zatímco Dopplerův jev vysvětluje rozšíření čar pozorované u erupcí na okraji disku.

**Starkův jev** je důsledkem vytvoření nenulového dipólového momentu v atomu vlivem vnějšího elektrického pole. Jedná se o analogii ke známějšímu Zeemanovu jevu, tedy rozštěpu spektrálních čar vlivem interakce atomu s vnějším magnetickým polem. Na rozdíl od Zeemanova jevu není Starkův jev obvykle možné využít k diagnostice (elektrických) polí ve fotosféře z důvodu vysoké vodivosti slunečního plazmatu, jak je popsáno např. v [13]. Aby byl Starkův jev pozorovatelný, je třeba vnějšího elektrického pole o intenzitě alespoň  $10 \text{ Vcm}^{-1}$ . To, co obvykle pozorujeme vlivem Starkova jevu, není rozštěp čar, ale jejich rozšíření nebo slévání u hrany Balmerovy série.

Studiem erupcí se zabývají i astronomové, kteří zkoumají hvězdy pozdějších spektrálních typů. Je známo, že tyto hvězdy mají obvykle silnou erupční aktivitu, a že erupce na těchto hvězdách jsou podstatně globálnějším jevem než v případě Slunce. Časovým vývojem erupčních spekter u hvězd spektrálního typu M se zabýval např. A. Kowalski ve své dizertační práci [14]. Měření probíhalo na Apache Point Observatory v Novém Mexiku (USA) v širokém spektrálním

rozsahu 340 až 920 nm přístrojem Dual-Imaging Spectrograph (DIS) na 3,5 m dalekohledu patřícímu Astrophysical Research Consortium (ARC). Fotometrická kalibrační data byla získána robotickým dalekohledem New Mexico State University (NMSU) s průměrem 1 m a dalekohledem ARCSAT (ARC Small Aperture Telescope) na Apache Point Observatory s průměrem 0,5 m. Podařilo se mu získat kvalitní spektra hvězd uvedených v tab. 2.2, která dokazují zřetelné zvýšení balmerovského kontinua během erupcí. Na obr. 2.1 vidíme typické erupční spektrum, jak vypadá po matematickém zpracování. Jasně zřetelné jsou čáry Balmerovy série a šedými oblastmi jsou znázorněny úseky spektra (jeden před a druhý za hranou série), jejichž vzájemný poměr intenzit lze použít jako indikátor zvýšení balmerovského kontinua.

Hvězda	Spektrální typ	Vzdálenost [ $pc$ ]	Poloměr [ $R_{\odot}$ ]
YZ CMi	dM4,5e	5,97	0,30
EV Lac	dM3,5e	5,05	0,36
AD Leo	dM3e	4,89	0,43
EQ Peg	dM3,5e	6,34	0,36
GJ1243	dM4e	12	0,36

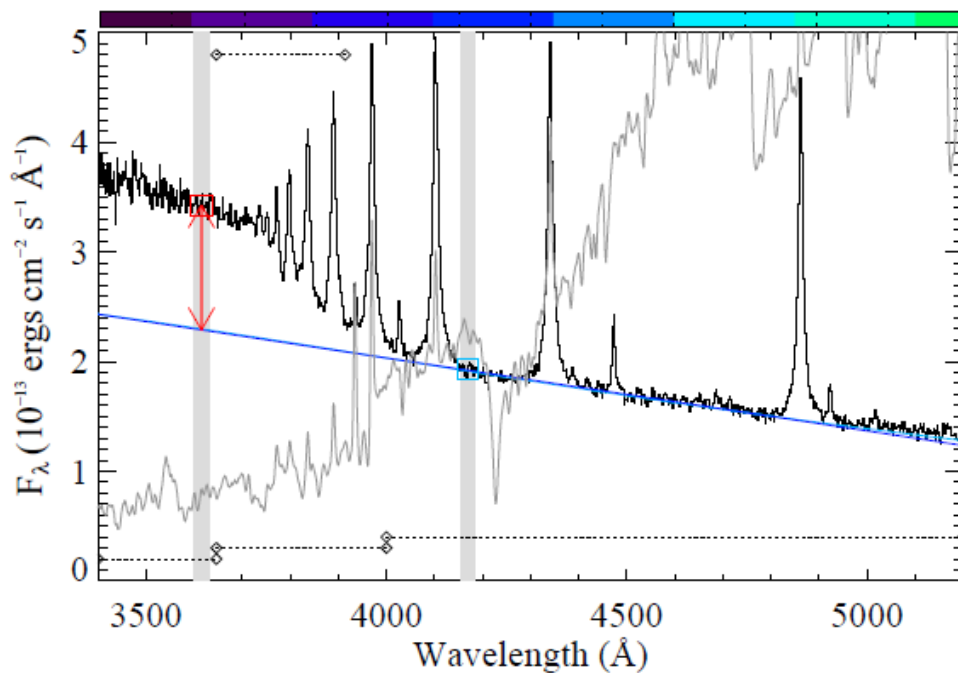
Tabulka 2.2: Studované hvězdy spektrálního typu M s erupční aktivitou. Převzato z [14].

Zvýšení úrovně balmerovského kontinua, které bylo detekováno u hvězd spektrálního typu M, bylo nejprve vysvětlováno b-f rekombinacemi spolu se zvýšením teploty plazmatu, a následnou změnou planckovského spektra podle rovnice 1.1. Následné výpočty však tento model nepotvrdily. Ačkoliv dosud nevíme, jak přesně vzniká emise v balmerovském kontinuu, je téměř jisté, že je výsledkem kombinace všech zářivých procesů.

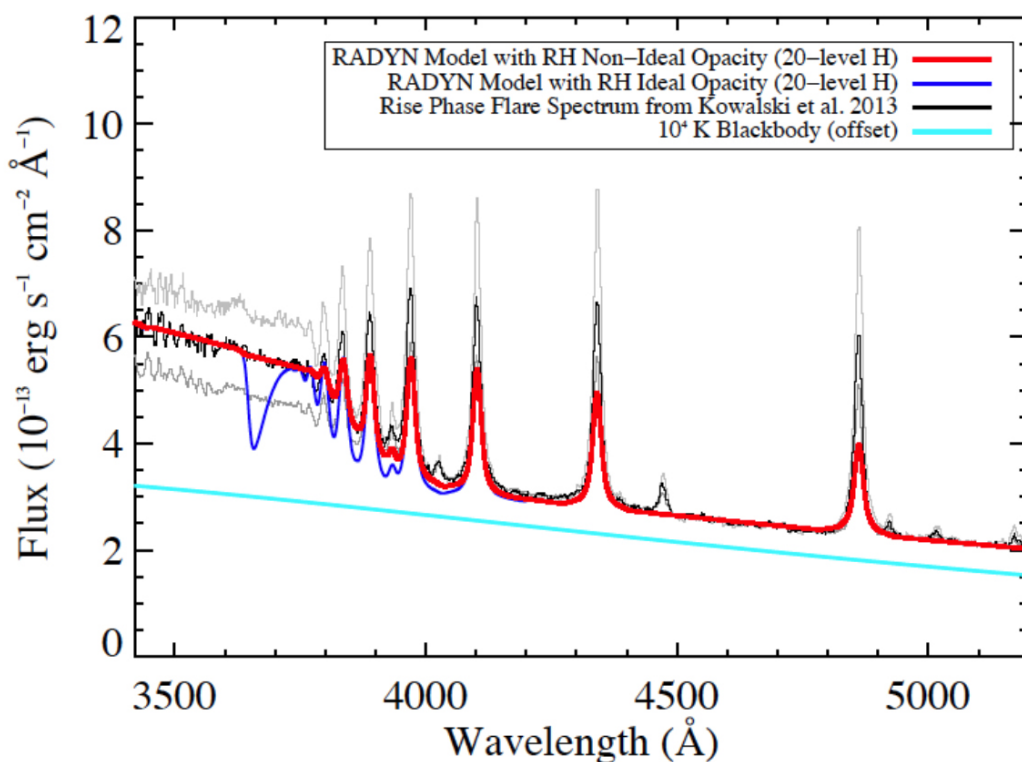
A. Kowalski také prováděl výpočty pomocí modelu F13 [15], které naznačují, že zvýšení balmerovského kontinua se objevuje velmi náhle a velmi náhle také mizí (během přibližně 2 sekund) spolu se svazky netermálních elektronů. Kromě toho by měl být patrný i drobný posun středu čáry  $H_{\alpha}$  stejně jako změna její pološířky. Je ovšem nutné dodat, že výpočty byly prováděny s elektronovými svazky 100 až 1000 krát silnějšími než je běžné u sluneční erupce.

Za pozornost stojí i výsledky ze simulace RADYN zahrnující 20ti hladinový vodíkový atom. Ukázalo se, že je to Starkův jev, který je třeba uvažovat, abychom namodelovali správný tvar spektra v oblasti hrany Balmerovy série. Vysoká hustota protonů v místě erupce umožňuje posun b-f přechodů k delším vlnovým délkám, takže se vytváří jakási přechodová spektrální oblast mezi b-b a b-f přechody, jak je vidět na obr. 2.2.





Obrázek 2.1: Erupční spektrum hvězdy AD Leo naměřeno 3.10.2010. Převzato z [14].



Obrázek 2.2: Modelování slunečního spektra při impulzivní fázi erupce. Modrou barvou je vyznačeno spektrum namodelované bez toho, abychom uvažovali Starkův jev, červenou barvou je vyznačeno spektrum s uvažovaným efektem Starkova jevu. Převzato z [15].

### 3. Měřicí přístroj

Spektroskopické měření probíhalo v laboratoři slunečního oddělení a na dalekohledu HSFA2 (Horizontal Sonnen Forschungs Anlage) Astronomického ústavu Akademie věd ČR v Ondřejově.

Parametry obou dalekohledů jsou uvedeny v tab. 3.1.

	Experimentální laboratoř	HSFA2
Typ celostatu	Klasický	Jensch
Průměr zrcadel celostatu [cm]	35 a 25	60 a 50
Průměr objektivu [cm]	23	50
Ohnisková vzdálenost [cm]	1350	3485 [16]
Velikost obrazu Slunce [cm]	12,5	32,5

Tabulka 3.1: Parametry použitých dalekohledů.

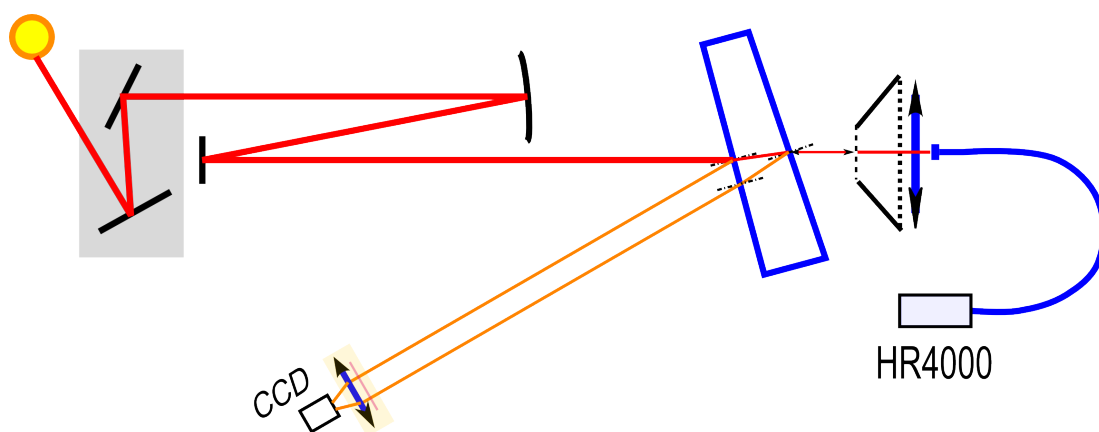
Použitý měřicí přístroj se skládá z těchto částí:

- Odrazná deska ve tvaru klínu (speciálně vyrobena pro tento experiment) - viz. obr. 3.5 vlevo
- Karusel se sadou kruhových clon (speciálně vyrobeny pro tento experiment) - viz. obr. 3.3
- Slit-jaw zobrazovací systém (průměr objektivu 40 mm, ohnisková vzdálenost 400 mm, šířka filtru 1 Å) s kamerou - viz. obr. 3.4
- Spektrometr HR4000 od firmy OceanOptics

Odrazná deska, její objímka, karusel s clonami a kondenzační čočka tvoří kompaktní komponentu, kterou v dalším textu označujeme jako „selektor“. Schéma měřicího přístroje je na obr. 3.1. Světlo ze zdroje (Slunce) se nejprve odráží od zrcadel celostatu (šedý box), je vedeno na objektiv dalekohledu, od kterého se odráží na rovinné zrcadlo a následně dopadá na odraznou desku klínovitého tvaru v ohnisku objektivu. Deska je orientována tak, aby paprsek po průchodu deskou nezměnil směr a dopadl na clonu umístěnou v karuselu (není zakreslen) kolmo na paprsek, od které se odráží zpět ve stejném směru. Tím je zajištěn průchod odraženého paprsku po stejné trajektorii, takže obraz vstupní apertury je promítnut na místo, ze kterého snímáme obraz sluneční chromosféry, a tedy na SJ kameře vidíme obraz chromosféry i vstupní apertury. Paprsek odražený od druhého rozhraní, který taktéž směřuje do SJ zobrazovacího systému (oranžový box), může v úzkém spektrálním rozsahu vytvářet interferenci, ale odrazná deska má takový úhel mezi oběma rozhraními, aby byla interference v čáře  $H_\alpha$  potlačena. Paprsek, který prošel clonou, je veden na spojnou čočku umožňující jeho vstup do optického vlákna.

Celostat typu Jensch je ve skutečnosti dalekohledem na paralaktické montáži, což přináší určité výhody při práci s ním. Především je vzdálenost obou zrcadel

konstantní bez ohledu na denní dobu nebo roční období. Spodní zrcadlo mění sklon v závislosti na deklinaci Slunce a celá konstrukce se během dne otáčí kolem polární osy, jak je vidět na obr. 3.6. Nevýhodou této konstrukce je během dne se měnící rozdíl výšek obou zrcadel nad zemí. Atmosféra je standardně stratifikována ve svislém směru, a tak je výhodnější konfigurace zrcadel v pozici pod sebou. Problémem jsou ale především z hlediska seeingu měnící se pozorovací podmínky během dne.



Obrázek 3.1: Schéma měřícího přístroje. Červenou a oranžovou barvou je nakreslen chod paprsků (oranžová barva značí paprsky s řádově nižší intenzitou), černou barvou jsou nakresleny netransmisní optické členy (zrcadla a vstupní clona), modrou barvou jsou zakresleny transmisní optické členy (čočky, odrazná deska a optické vlákno), růžovou barvou je nakreslen  $H_{\alpha}$  filtr, čerchovanou čarou jsou nakresleny osy optických rozhraní.

### 3.1 Testovací provoz a úpravy zařízení

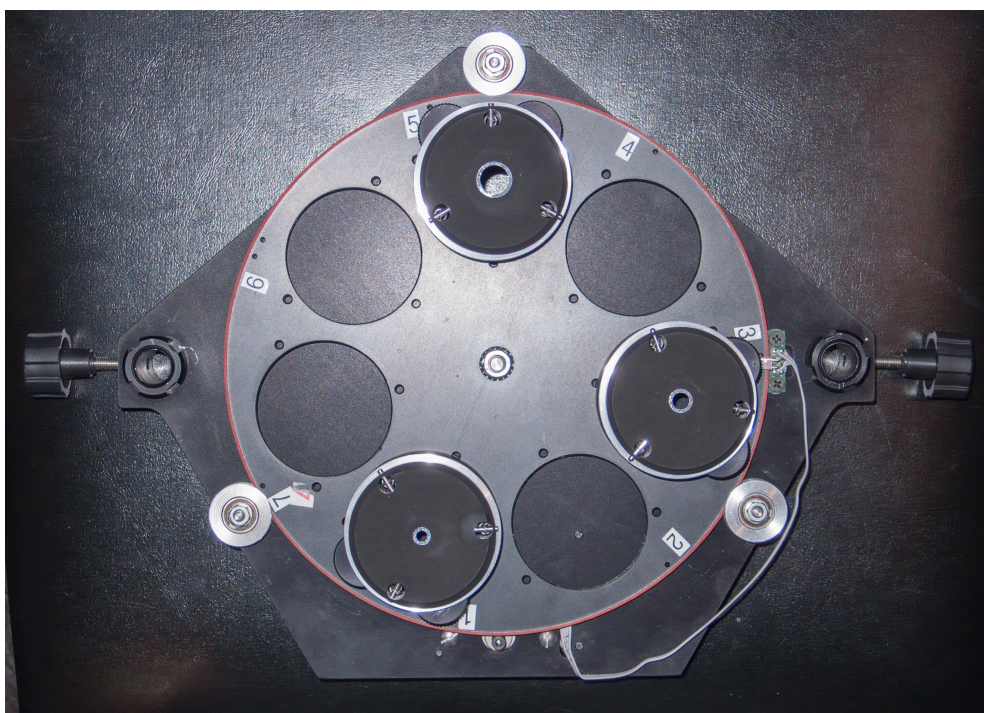
Spektrometr HR4000 byl nejprve zapůjčen a poté zakoupen do Astronomického ústavu AV v červenci 2012. Během léta a podzimu jsme jej ve spektroskopické laboratoři testovali a následně navrhli a realizovali úpravy v laboratoři tak, aby mohl být přístroj na jaře 2013 uveden do plného provozu. Bylo třeba především optimalizovat slit-jaw (SJ) zobrazovací systém a způsob záznamu a zpracování dat, které neodpovídaly moderním standardům. Stávající SJ optický systém tvořený ze samostatných optických členů umístěných na optické lavici byl odstraněn a nahrazen kompaktním slunečním dalekohledem Coronado PST (40/400 mm). Původní analogová kamera používající koaxiální kabel pro vedení signálu byla nahrazena digitální 8-bitovou kamerou DMK pracující rychlostí až 12 FPS (frames per second) s rozlišením 1280 x 960 pixelů a USB rozhraním. Nový zobrazovací systém je na obr. 3.4. Na jaře 2014 jsme z organizačních důvodů přistoupili k nákupu modernější 12-bitové zobrazovací kamery Celestron Skyris s rozlišením 1600 x 1200 pixelů a rychlostí 20 FPS.

V experimentální laboratoři bylo třeba zcela přestavět stanoviště pozorovatele tak, abychom minimalizovali vliv tepla vyzařovaného do místnosti na světelný



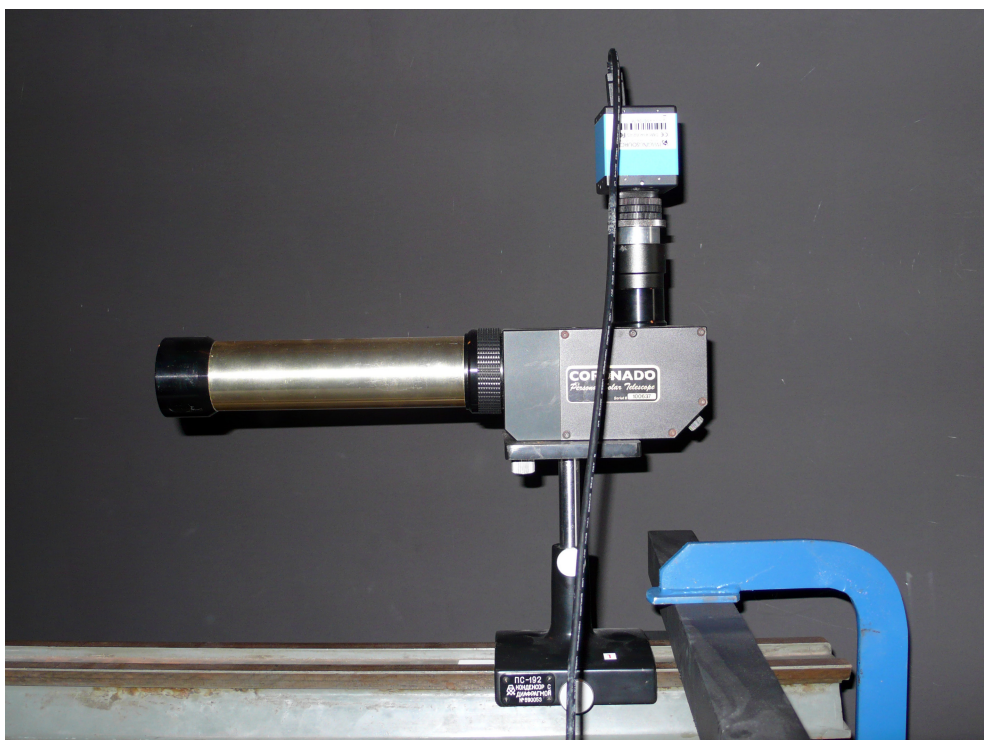


Obrázek 3.2: 1. verze karuselu (2013) se dvěma clonami. Červenou šipkou je vyznačena světelná závora, zelenými šipkami některé díry definující pozice clon.

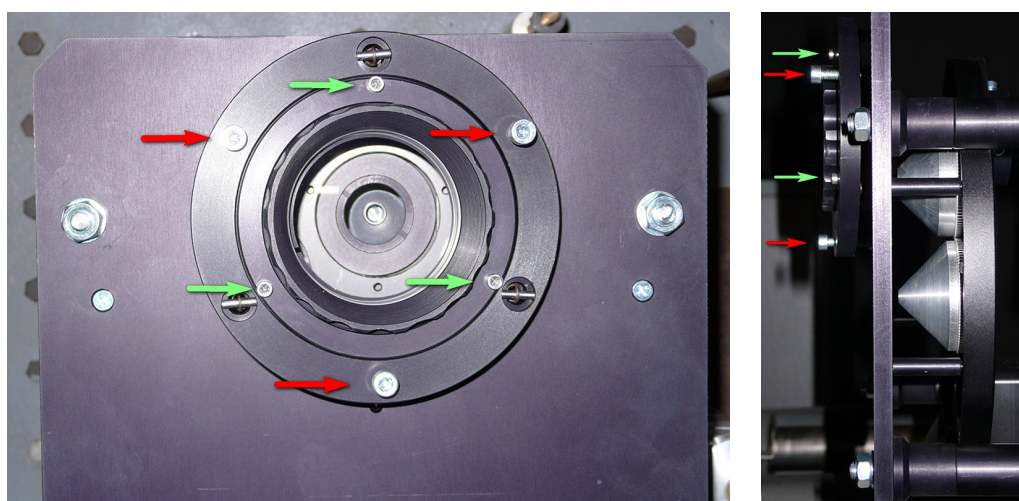


Obrázek 3.3: 2. verze karuselu (2014) se třemi clonami.





Obrázek 3.4: Slit-jaw systém s dalekohledem Coronado PST a kamerou DMK ve spektroskopické laboratoři.



Obrázek 3.5: Snímek první verze selektoru. Vlevo je čelní pohled, vpravo boční pohled. Červenými šipkami jsou označeny šrouby, kterými je možné měnit náklon objímky odrazné desky. Zelenými šipkami jsou označeny aretační šrouby, po jejichž povolení je možné otáčet objímkou odrazné desky kolem optické osy.



Obrázek 3.6: Celostat na dalekohledu HSFA2 se zakrytovanými zrcadly. Dole je první zrcadlo, které se během dne otáčí s celou konstrukcí kolem polární osy vedoucí přibližně z levého spodního rohu obr. do pravého horního rohu.

svazek. Zároveň jsme odstranili tři původní počítačové sestavy a videorekordér, jejichž úkolem bylo zpracování dat ze SJ systému. Místo toho jsme použili jeden ze starších PC se systémem Windows XP, který pro daný účel postačuje. Pro rychlé zpracování dat ze spektrometru jsme zakoupili novou počítačovou sestavu založenou na 64-bitové architektuře s 1 TB pevným diskem. Pro archivaci dat jsme používali externí disk s kapacitou 1 TB.

Od začátku představovalo hlavní problém vyznačení vstupní apertury na snímcích ze SJ systému. Požadovali jsme proměnnou velikost vstupní apertury a zobrazení části sluneční chromosféry, kterou měříme (vnitřek vstupní apertury), i okolní části, kterou neměříme. Významným limitujícím faktorem byl omezený dynamický rozsah zobrazovacího systému. Nakonec jsme se rozhodli pro variantu sady clon s vhodně odstupňovanými průměry, které pokryjí typické velikosti aktivních oblastí na Slunci. Tyto clony jsme našroubovali na elektronicky ovládaný otočný karusel od firmy Moravské přístroje umístěný hned za odraznou desku v ohniskové rovině dalekohledu. Během prvních testů jsme měli problémy s výrazným interferenčním vzorem vznikajícím na planparalelní odrazné desce a viditelným přes úzký spektrální filtr - viz. obr. 3.7. Z tohoto důvodu jsme si nechali v Optických dílnách TOPTEC v Turnově vyrobít odraznou desku s malým úhlem mezi rozhraními tak, aby byla interference v čáře  $H_\alpha$  potlačena. Tato deska má navíc výhodu, že přirozeně odráží světlo mimo optickou osu přicházejícího svazku. Bylo tak možné umístit SJ zobrazovací systém mimo vstupní svazek bez větších problémů s vinětací. Navíc jsme získali celý obraz sluneční chromosféry bez výrazného ovlivnění průběhu spektra v dostatečné intenzitě pro zobrazovací systém.

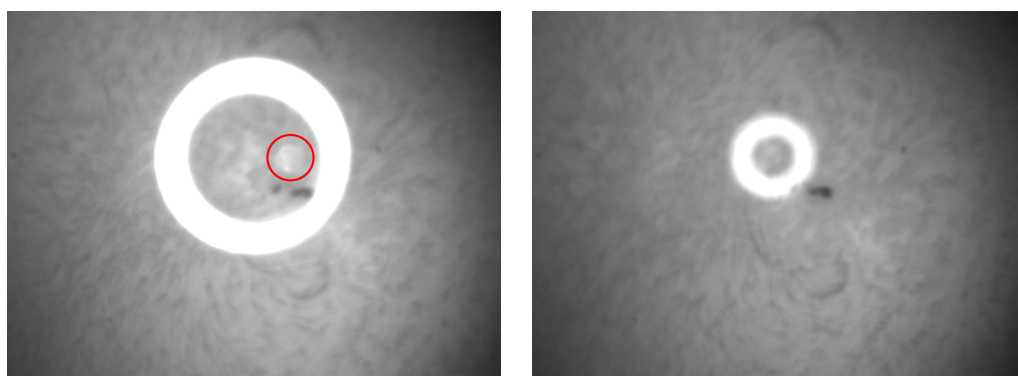
Abychom mohli vidět, která část sluneční atmosféry je měřena, bylo třeba okraj vymežovacích clon vyleštit. V Optických vývojových dílnách AV ČR v Turnově nám nejprve vyleštili clony o dvou průměrech, během testů se ale ukázalo, že jejich obraz na SJ kameře je silně přexponovaný, jak je vidět na obr. 3.8. Další zkoušky ukázaly, že odrazné plochy clon jsme schopni lehce zdrsnit vlastními prostředky tak, že výsledek je velmi uspokojivý.

Během testů se dále ukázalo, že na snímcích s použitou velkou clonou se objevuje odlesk přímo v oblasti, která vstupuje do spektrometru - viz. obr. 3.8. Zjistili jsme, že odlesk pochází ze vstupu do optického vlákna a že tento problém je možné snadno vyřešit použitím filtru, který potlačuje delší vlnové délky než 400 nm. Tento filtr můžeme s výhodou použít i pro zmenšení rozdílů v intenzitě záření mezi oběma hranami spektrálního rozsahu spektrometru. Právě v pracovní oblasti spektrometru HR4000 je extrémní sklon spektra, a tak bez filtru není možné využít celý jeho pracovní rozsah. Během pozorovací sezóny 2013 jsme pracovali bez filtru, před sezónou 2014 jsme ale nechali v Turnově na odraznou desku přímo napařit vrstvu, která funkci filtru nahrazuje. Toto řešení jsme zvolili kvůli riziku, že použití filtru jako samostatného optického prvku by mohlo způsobit další problémy s interferencí, a také bychom museli nově řešit jeho uchycení. Napařením vrstvy na přední stranu odrazné desky jsme také dosáhli zvýšení signálu na SJ kameře.





Obrázek 3.7: Snímek ze SJ zobrazovacího systému v úvodní fázi testování, na kterém je vidět výrazný interferenční vzor. Tečkami je vyznačena přibližná poloha vstupního otvoru clony.



Obrázek 3.8: Snímky ze SJ zobrazovacího systému po instalaci clon s okrajem vyleštěným do optické kvality (dva různé průměry). Na levém snímku je červeně označen odlesk pocházející ze vstupu do optického vlákna.



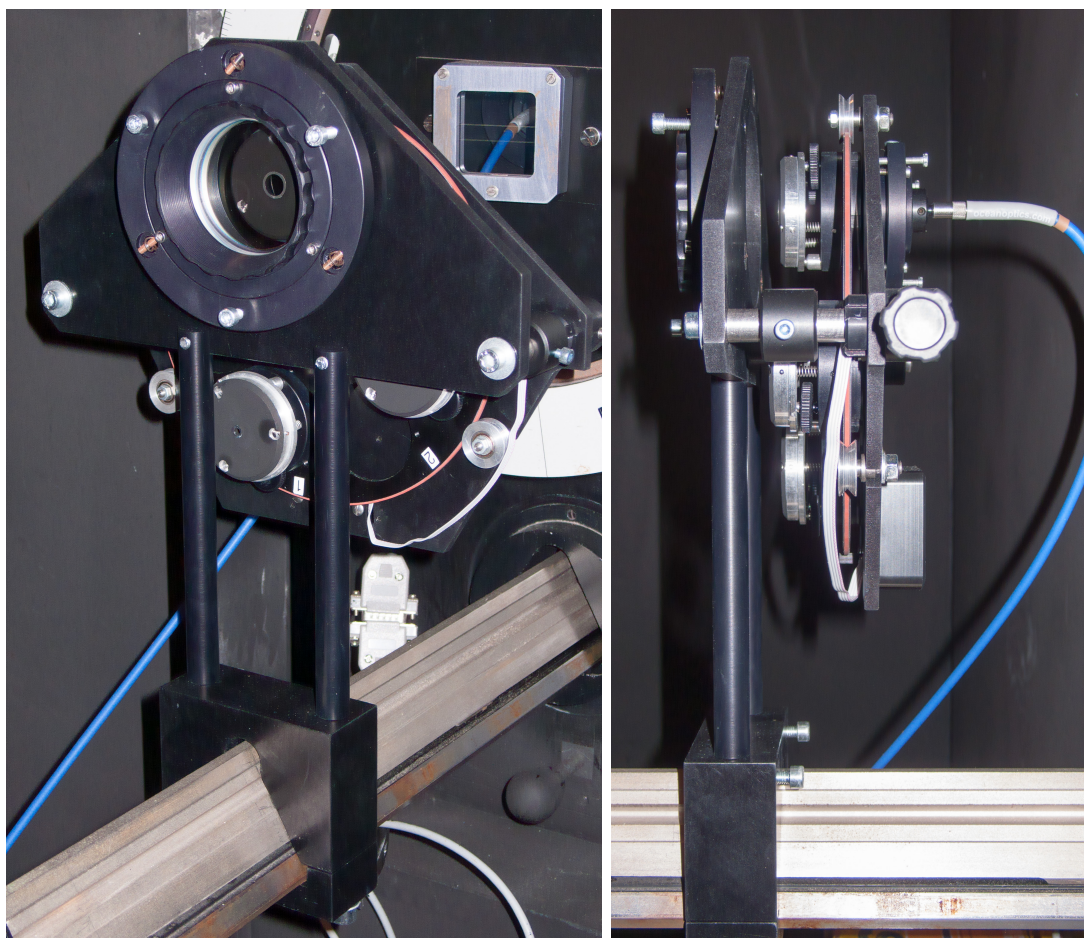
Drobné potíže se objevily, když jsme se snažili uvést do provozu karusel osazený clonami. Tento karusel byl dodán firmou Moravské přístroje jako samostatná komponenta, nicméně používá se v CCD kamerách této firmy jako nosič optických filtrů. My jsme ho osadili clonami, jejichž váha je podstatně vyšší než váha filtrů, což bylo pravděpodobně důvodem špatného chodu zařízení, které je z větší části vyrobené z plastu a není konstruované pro takové zatížení. Po jeho obvodu jsou malé díry vyznačující polohy jednotlivých pozic, jak je vidět na obr. 3.3. Ve zvoleném místě na kostře zařízení je instalována světelná závora, kterou prochází obvodová část karuselu, a v okamžiku, kdy optická závora detekuje otvor na obvodu, a zároveň je nastaveno zvolené číslo clony, je otáčení zastaveno a vybraná clona by měla být ve středu vstupního otvoru spektrografu. Pokud ale není karusel přesně kolmo na optickou závoru, nemusí být díry detekovány. Ve druhé verzi selektoru byly na kostru přidány kladky, které mají zajistit správné vedení karuselu.

Posledním a nejzávažnějším problémem, nad kterým bylo třeba se zamyslet ještě před začátkem ostrého provozu, bylo vedení a pointace dalekohledu. Při prvních pokusech o měření zvolené aktivní oblasti jsme zjistili, že mechanika dalekohledu v laboratoři není schopna udržet obraz Slunce na štěrbíně stabilní, pointaci tento dalekohled vůbec nemá. Ještě zásadnější bylo zjištění, že dochází k systematickému posunu obrazu, a tak nejsme schopni sledovat aktivní oblast déle než několik málo minut, aniž bychom museli zasahovat do řízení dalekohledu. Během sezóny 2013 jsme se pokoušeli řešit problémy s vedením dalekohledu opravou, nicméně se ukázalo, že systém je i vzhledem ke svému stáří značně nespolehlivý a za daných okolností nebude možné získat relevantní data. Z tohoto důvodu bylo rozhodnuto o přesunu aparatury na dalekohled HSFA2.

## 3.2 Montáž a justáž

Vzhledem k malým rozměrům spektrometru i selektoru je možné zařízení poměrně snadno umístit na jakýkoliv sluneční dalekohled. V obou případech (spektroskopická laboratoř i HSFA2) jsme selektor umístili před vstupní štěrbinu původního spektrografu, jak je vidět např. na obr. 3.9. Vzhledem k dlouhé ohniskové vzdálenosti slunečních dalekohledů obvykle není nutné tyto dalekohledy přeastřovat.

Po instalaci celého zařízení je třeba nastavit odraznou desku (případně i postavení clon) tak, abychom na kameře SJ zobrazovacího systému viděli obraz sluneční chromosféry a kroužek označující vstup do spektrometru. Tato procedura se provádí pomocí šroubů na objímce odrazné desky, jak je uvedeno na obr. 3.5. Justáž je vždy nutné provádět při dobrém počasí s dalekohledem v pracovním provozu. Při justáži je nutné postupovat tak, abychom odlesky od odrazné desky nasměrovali do SJ kamery, a to nejlépe všechny tři zároveň. Jeden pochází od prvního rozhraní odrazné desky, druhý od druhého rozhraní a třetí od clony. Oba odrazy od odrazné desky rozlišíme podle barevně posunutého obrazu, který vzniká po průchodu světla sklem, tedy jen v případě odrazu od zadní strany odrazné desky. Během justáže můžeme ještě upravit polohu zobrazovacího systému tak, abychom získali dobrý obraz bez vinětace a obraz vstupní apertury ve středu snímku. Druhá verze selektoru umožňuje v omezeném rozsahu orientovat každou



Obrázek 3.9: Snímek druhé verze (2014) selektoru a jeho upevnění v ohniskové rovině dalekohledu HSFA2. Selektor je posazený na optické lavici zabudované ve zdi. Na levém obr. je čelní pohled, na pravém obr. boční pohled.

clonu zvlášť tak, aby bylo dosaženo optimální intenzity obrazu vstupní apertury na kameře. Dále je možné nastavit vzdálenost karuselu od odrazné desky nebo nastavit pozici kondenzorové čočky vůči karuselu. Nakonec nesmíme zapomenout zajistit všechny komponenty proti nežádoucímu pohybu.

### 3.3 Limitující faktory

Jako každé jiné fyzikální měření, i sluneční spektroskopie je limitována některými přírodními zákonitostmi. Zdroje problémů jsou v tomto případě dva: vliv atmosféry a přístrojové efekty. To, jak vnější efekty ovlivňují obraz, popisuje tzv. „Point Spread Function“, pro kterou platí:

$$I(x, y) = \iint_{-\infty}^{\infty} I_0(\xi, \eta) PSF(x, y; \xi, \eta) d\xi d\eta, \quad (3.1)$$

kde  $I_0$  je intenzita neovlivněného obrazu v daném bodě,  $I$  je naměřená intenzita v daném bodě a  $PSF$  je Point Spread Function.  $I$  je tedy konvolucí  $I_0$  a  $PSF$ . Pokud je  $PSF$  rotačně symetrická, pak závisí pouze na  $r = \sqrt{x^2 + y^2}$ . Místo  $PSF$  někdy pro větší názornost používáme tzv. „Modulation Transfer Function“, zobrazující průběh efektivity přenosu prostorových frekvencí optickou soustavou, definovanou takto:

$$MTF(\mathbf{q}) = \left| \iint_{-\infty}^{\infty} PSF(x, y) \exp[-2\pi i(q_x x + q_y y)] dx dy \right|, \quad (3.2)$$

kde  $\mathbf{q}$  je prostorový frekvenční vektor a  $q_x$  a  $q_y$  jsou jeho složky.

#### 3.3.1 Atmosférické vlivy

Atmosféra Země, resp. její stav je při pozorování Slunce velmi podstatný už jen proto, že veškeré informace v podobě světla k nám přicházejí právě skrz atmosféru. Pokud pozorujeme Slunce, jsme v ještě horší situaci, než kdybychom studovali jakýkoliv jiný objekt na obloze, protože světlo, které přichází do dalekohledu, je natolik intenzivní, že způsobuje teplotní gradient na většině aktivních ploch. Navíc dochází k ohřevu okolního vzduchu, což způsobuje jeho proudění, a v důsledku nepředvídatelné změny indexu lomu. Obraz zobrazený dalekohledem se v takovém případě chvěje a ztrácí ostrost. Tyto efekty popisuje veličina nazývaná „seeing“.

Při průchodu atmosférou nejsou všechny vlnové délky ovlivněny stejně. Dobře to demonstruje například tzv. Rayleighův rozptyl, díky němuž má obloha ve dne modrou barvu. Děje se to v důsledku silné závislosti rozptylu světla na molekulách vzduchu na vlnové délce, přičemž modrá barva se rozptyluje podstatně více než ostatní barvy. Úbytek světla nazýváme „extinkcí“ a popisujeme jej tzv. barevnými extinkčními koeficienty, které se v průběhu dne mohou výrazně měnit. Pokud bychom pozorovali v úzkém pásmu vlnových délek a spektra mezi sebou porovnávali na krátkých časových škálách, pak bychom nemuseli nutně brát

změny extinkce v potaz.

Seeing (značíme  $s$ ) způsobuje při expozicích delších než řádově 1 sekundu Gaussovské rozmazání obrazu, udáváme ho v úhlových vteřinách, přičemž podmínky, kdy  $s = 1''$  považujeme za velmi dobré,  $s = 0,5''$  pak považujeme za excelentní a této hodnoty dosahujeme většinou pouze za bezvětří vysoko v horách. Pro seeing má  $PSF$  tvar:

$$PSF_S(r) = \frac{1}{2\pi s_0^2} \exp\left(-\frac{r^2}{2s_0^2}\right). \quad (3.3)$$

Odpovídající  $MTF$  vypadá takto:

$$MTF_S(q) = \exp(-2\pi^2 s_0^2 q^2). \quad (3.4)$$

### 3.3.2 Vliv přístrojů

Difrakce nás omezuje i v případě, že máme dalekohled umístěn mimo zemskou atmosféru. Podle teorie Fraunhoferovy difrakce má  $PSF$  na kruhové štěrbině tvar:

$$PSF_D(r) = \frac{1}{\pi} \left[ \frac{J_1(br)}{r} \right]^2, \quad (3.5)$$

kde  $J_1$  je Besselova funkce 1. řádu a  $b = \frac{D\pi}{\lambda f}$ ,  $D$  a  $f$  jsou rozměr apertury a ohnisková vzdálenost zobrazovacího systému a  $\lambda$  je vlnová délka. Z pozice prvního minima  $PSF$  dostáváme maximální úhlové rozlišení přístroje, známý vzorec:

$$\alpha = 1,22 \frac{\lambda}{D}. \quad (3.6)$$

Pokud použijeme transformaci 3.2, pak získáme  $MTF$  v tomto tvaru:

$$MTF_D(q) = \frac{2}{\pi} \left[ \arccos\left(\frac{q}{q_m}\right) - \frac{q}{q_m} \sqrt{1 - \left(\frac{q}{q_m}\right)^2} \right], \quad (3.7)$$

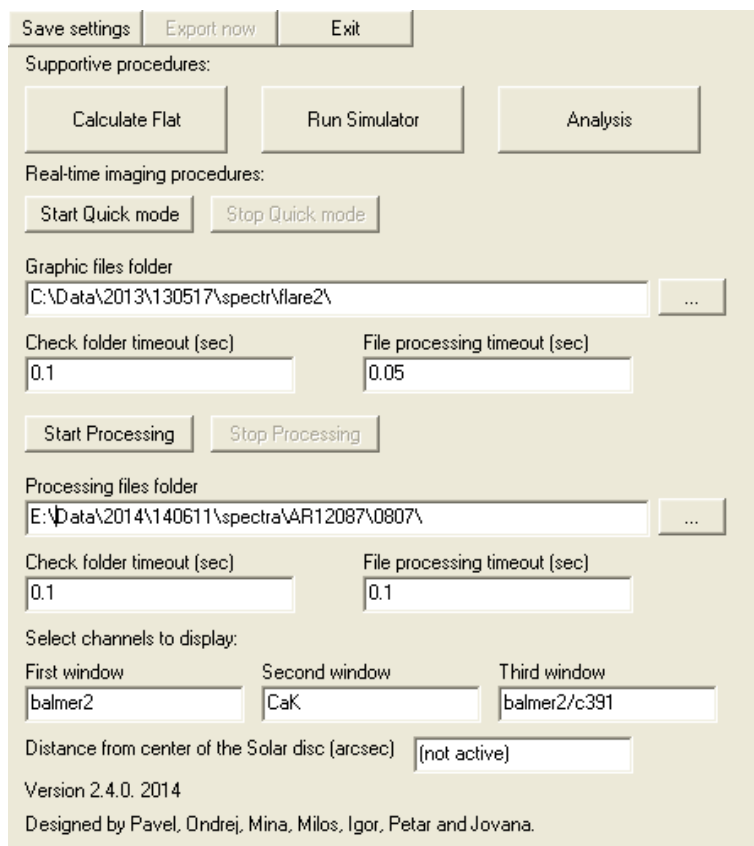
kde  $q = \sqrt{q_x^2 + q_y^2}$  a  $q_m = b/\pi$ . Pro  $q \geq q_m$  je tedy  $MTF = 0$ .

Dalekohledy s průměrem objektivu větším než 50 cm jsou obvykle limitovány pouze seeingem, při práci s menším dalekohledem je třeba brát v úvahu i jeho technické omezení.

Před přípravou pozemního experimentu si především musíme dát pozor na spektrální propustnost atmosféry. Ve skutečnosti existují jen určitá spektrální okna, ve kterých je atmosféra průhledná. V této práci se zabýváme studiem modré a blízké ultrafialové oblasti spektra, kde již naše měření mohou být limitována propustností atmosféry, a tak nám hrozí velké rozdíly poměru signál/šum na úseku pouhých 90 nm.

## 4. Software

Pro náš experiment byl ve spolupráci se zahraničními studenty z univerzit v Bělehradě a v Novém Sadě, kteří se účastnili letní praxe v Astronomickém ústavu AV, vyvinut zcela nový software pro zpracování dat. Software je napsán v jazyce IDL a umožňuje nejen provádět zpětnou analýzu, ale i zobrazovat v reálném čase aktuálně měřená data.



Obrázek 4.1: Základní ovládací panel softwaru pro práci s daty ze spektrometru HR4000.

Naprogramované procedury se dělí na jednorázové a cyklické. Jednorázové představují jednu sérii výpočtů, cyklické se spouštějí opakovaně po zadaném časovém intervalu a umožňují nám téměř okamžitě poté, co se objeví nový soubor dat, jej zpracovat a zobrazit (typicky několikrát za sekundu v závislosti na rychlosti PC).

Mezi jednorázové moduly (Supportive procedures) patří:

- Calculate Flat

Tato procedura umožňuje snadno spočítat spektrum, které dále považujeme za srovnávací. Pro výpočet se použije sada alespoň deseti pořizovaných spekter ve stejné vzdálenosti od středu slunečního disku jako je oblast, kterou chceme sledovat, a sada deseti spekter pořizovaných při zcela zastíněném vstupu

do spektrometru. Z druhé sady se spočte medián metodou pixel po pixelu a výsledek se odečte od první sady, ze které se nakonec také spočte medián.

- Run Simulator

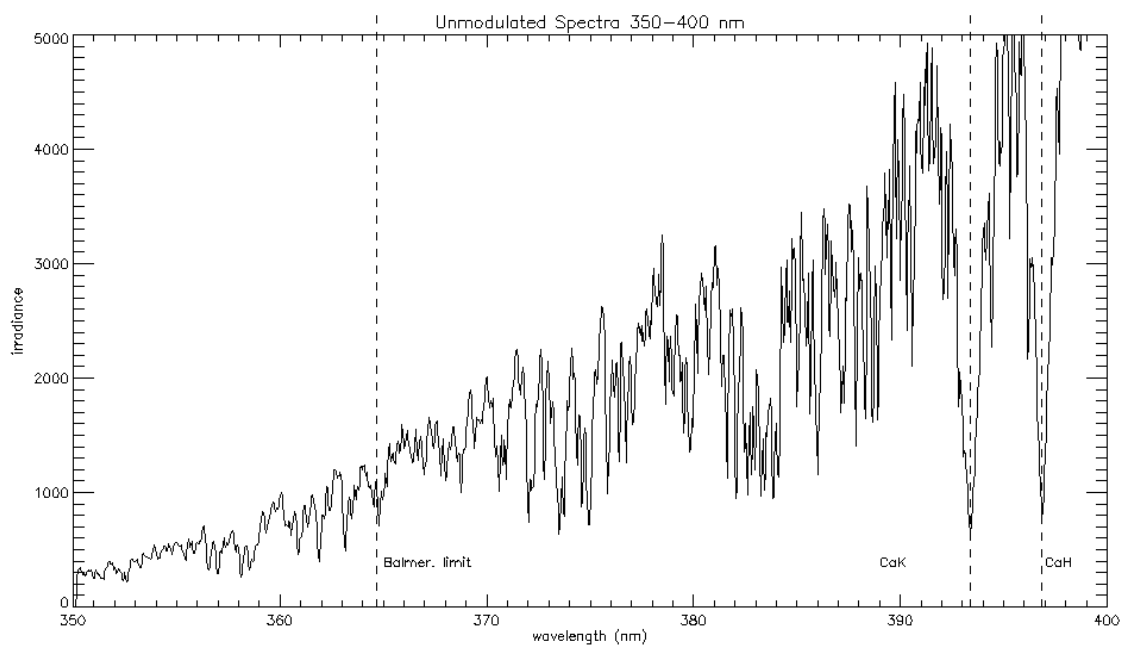
Simulator je modul, který se velmi hrubě snaží namodelovat tvar spektra, které bychom mohli naměřit během erupce. Vstupními parametry procedury jsou: procento plochy slunečního disku, která za hranou Balmerovy série generuje vyšší světelný tok, dále hodnota tohoto světelného toku, průměr vstupní clony (v mm) a seeing (v úhlových vteřinách). Na základě těchto parametrů se program snaží upravit vzorové spektrum tak, že zvýší hodnoty v oblasti balmerovského kontinua, zahladí hrany spektrálního kanálu a pokusí se odhadnout, jak takové měření může ovlivnit seeing. Simulace je na obr. 4.2 (originální spektrum) a 4.3 (upravené spektrum).

- Analysis

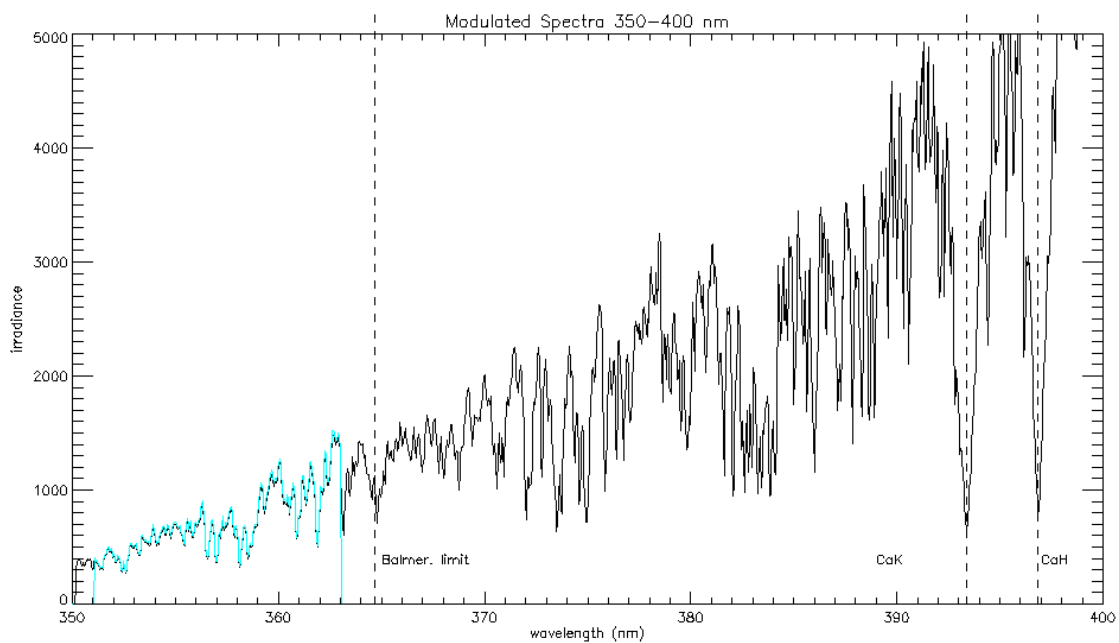
Tento modul slouží k vyhodnocení delšího úseku měření a jeho výhodou je, že celou analýzu provede automaticky. Na začátku si pouze vybereme, který spektrální kanál chceme analyzovat, a zadáme data. Výsledky se zobrazí na obrazovce, a některé se exportují do souborů postscript a PNG. Modul zobrazuje pro vybraný spektrální kanál následující výsledky: záznam spektra v odstínech šedi, změny šířky spektrálních čar, světelnou křivku, záznam z družice GOES, korelaci s kanálem C391 a korelační histogram.

Druhá část softwaru (Real-time imaging procedures) nám pomáhá sledovat vybrané charakteristiky spektra přímo během pořizování dat nebo nám umožňuje naměřená data později znovu „přehrát“. Vzhledem k tomu, že procedura je náročná na výpočetní výkon, byla vytvořena ve dvou verzích. První z nich zobrazuje pouze korelační graf, světelnou křivku poměru kanálů balmerovské kontinuum a C391 a histogram. Během běhu programu se vytváří textový soubor, do kterého jsou zapisovány úrovně obou kanálů a jejich poměr. Tato varianta je vhodná pro okamžité zpracování dat během jejich pořizování. Druhá verze je výpočetně náročnější, protože se během ní počítají úrovně všech v softwaru definovaných kanálů včetně tří uživatelem vybraných kombinací. Vypočtené hodnoty jsou ukládány do souboru `balmer.log.txt`. Program zobrazuje poměr naposledy zpracovaného a srovnávacího spektra vytvořeného procedurou Calculate Flat, dále tři uživatelem vybrané světelné křivky, korelační graf, histogram a zmenšený snímek ze slit-jaw kamery, pokud je k dispozici. Abychom dokázali zvýšení úrovně balmerovského kontinua, je třeba v detailu studovat vývoj úrovní různých kanálů a zároveň sledovat obraz aktivní oblasti v čáře  $H_{\alpha}$ . Tento program nám dovoluje zpomalit přehrávání dat v okamžiku, kdy probíhá impulzivní fáze erupce, a tedy určit souvislosti mezi různými efekty, ke kterým při erupci dochází.

Poslední procedura, která se spouští kliknutím na tlačítko Export now, umožňuje během spuštěného programu z části Real-time imaging procedure exportovat aktuálně zobrazené spektrum do souboru.



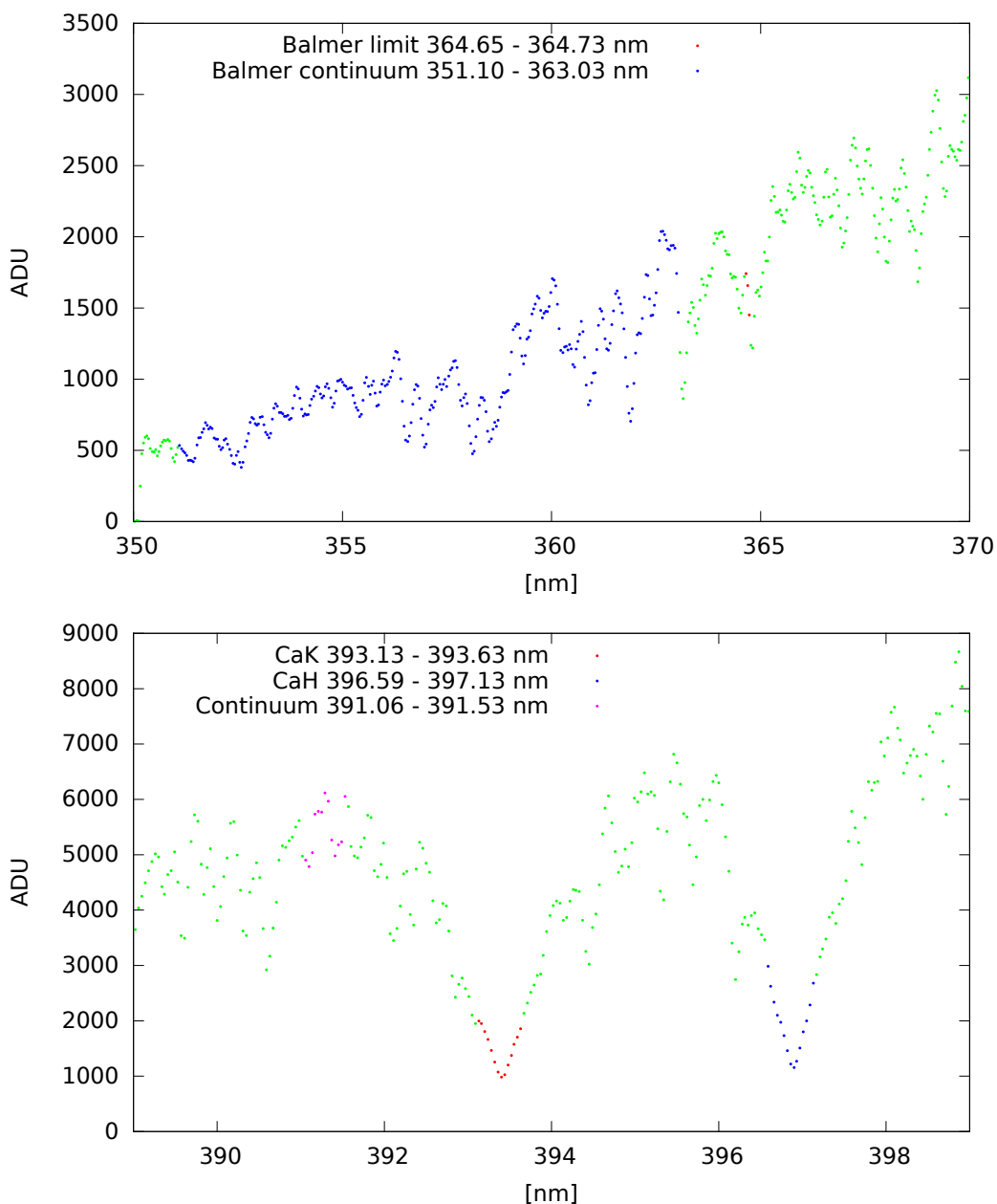
Obrázek 4.2: Neupravené spektrum v rozsahu 350 - 400 nm.



Obrázek 4.3: Upravené spektrum v modulu Simulator v rozsahu 350 - 400 nm. Modrou barvou je vyznačena maximální úroveň signálu, pokud by se vlivem seeingu do vstupní apertury dostaly i jiné aktivní oblasti Slunce. Vstupní parametry: Aktivní oblast: 30 %, nárůst intenzity: 80 %, apertura: 10 mm, seeing: 5".

## 4.1 Spektrální kanály

Nejdůležitější informace, kterou se ze spektra snažíme získat, je naměřený signál ve vybraných spektrálních čarách nebo jiných úsecích spektra. Z tohoto důvodu vyhodnocujeme úrovně spektrálních kanálů, které jsou definované v tab. 4.1, některé vybrané kanály jsou zobrazené na obr. 4.4. Pokud vynášíme úroveň vybraného spektrálního kanálu do grafu v závislosti na čase, získáme světelnou křivku. Průběh světelných křivek může naznačovat, že ve sluneční atmosféře došlo např. k erupci, zvláště pokud se světelné křivky v různých kanálech liší.



Obrázek 4.4: Nahoře: Definice spektrálních kanálů balmerovské kontinuum a Hra- na Balmerovy série. Dole: Definice spektrálních kanálů CaK, CaH a C391. Zeleně jsou znázorněny body mimo zmíněné spektrální kanály.



## 4.2 Analýza dat

Prokázání zvýšené úrovně balmerovského kontinua je z observačního i analytického hlediska náročný úkol, protože toto zvýšení činí jen zanedbatelnou část celkového světelného toku, který ze Slunce registrujeme. Abychom toho dosáhli, snažíme se zvýšit kontrast mezi aktivní oblastí a zbytkem sluneční fotosféry tím, že na vstupu do spektrografu zobrazíme jen malou oblast, kde předpokládáme emisi v oblasti balmerovského kontinua. Jak se můžeme snadno přesvědčit, měřené spektrum se velmi změní, pokud posuneme obraz Slunce na aperturu ve směru ke středu nebo k okraji slunečního disku. Mění se jednak hloubka ve fotosféře, do které se díváme (tedy teplota vrstvy), jednak úhel, pod kterým k nám paprsky přicházejí. Kromě toho se sklon spektra mění v závislosti na výšce Slunce nad obzorem, resp. mění se barevné extinkční koeficienty, takže obecně už po několika desítkách minut nebude poměr aktuálního spektra a spektra pořízeného na začátku měření pro každý pixel roven jedničce. Zmíněná fakta naznačují, že nebude možné aplikovat standardně používané spektroskopické metody.

V této práci používáme tři různé metody k prokázání emise v oblasti balmerovského kontinua:

- Porovnání se spektrem připraveným na začátku měření metodou jedno po druhém

Tato metoda byla použita již v práci [14], kde se podařila prokázat emise v oblasti balmerovského kontinua u hvězd spektrálního typu M. Tato metoda má však dvě velké nevýhody: je velmi náročná na čas pozorovatele, který si musí pozorně prohlédnout všechna naměřená spektra, a navíc není dostatečně průkazná kvůli přítomnosti šumu, který byl diskutován výše.

- Zpracování světelných křivek

Při práci se světelnými křivkami se obvykle zaměřujeme na jejich průběh, a především nás zajímá, zda je pro různé kanály stejný. V případě, že tomu tak je, pak můžeme říci, že se mění celkový světelný tok, který registrujeme. V případě, že tomu tak není, pak se mění vzájemné poměry toků ve sledovaných spektrálních kanálech. To může znamenat emise spojené s různými fyzikálními procesy probíhajícími ve sluneční atmosféře. Často jsme například pozorovali odlišný průběh v kanálech CaK (případně CaH) a C391 nebo  $H_\delta$ . Tento jev můžeme vysvětlit například přítomností struktur, které jsou vidět na spektrogramech ve vápníkových čarách a jejichž typický rozměr je přibližně roven velikosti oblasti, kterou vymezuje na slunečním disku vstupní apertura spektrografu. I v tomto případě nám však práci ztěžuje seeing a zvyšuje tak šum, ve kterém hledaná emise nemusí být patrná.

- Statistické zobrazení celé sady měření

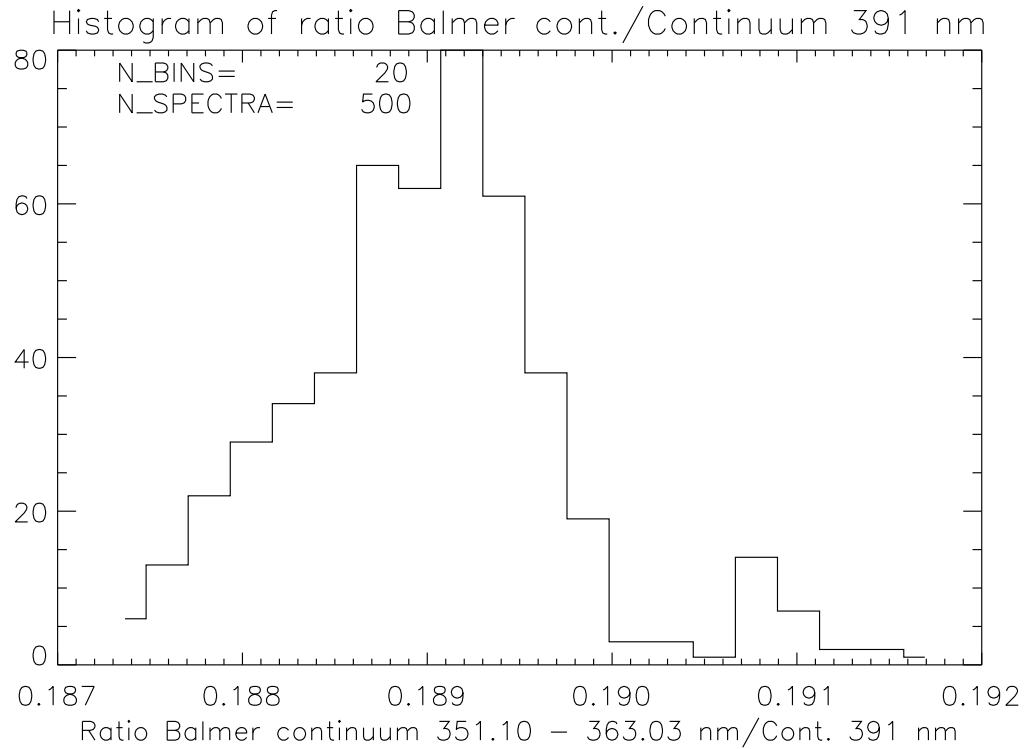
Základní podmínkou, kterou je v tomto přístupu potřeba splnit, je mít dostatek dat. S výhodou tedy můžeme využít velmi krátké integrační doby, kterou nám použitý spektrometr dovoluje, a získat tak až několik desítek spekter za sekundu. Je jasné, že v takovém případě bude následné zpracování dat výpočetně náročné a na rozdíl od předchozích metod nebude

možné provádět zpracování ihned během měření. Dle teoretických předpokladů trvá emise v oblasti balmerovského kontinua jen řádově desítky sekund. Je proto nutné provádět měření s dostatečnou kadencí neustále, a případně před zpracováním vybrat pouze ta data, která odpovídají impulzivní fázi erupce, ve které by k emisi mělo docházet.

Metoda, kterou používáme, je založena na porovnávání naměřených úrovní vybraných spektrálních kanálů s úrovní kanálu C391, tj. úseku spektra, který považujeme za kontinuum v oblasti delších vlnových délek od hrany Balmerovy série. V tomto místě je vhodné zmínit, že není snadné takový úsek definovat, protože v blízké ultrafialové oblasti se nachází velmi velké množství spektrálních čar. Nicméně předpokládáme, že pokud bude definovaný spektrální kanál dostatečně široký, pak efekty, které by se v přítomných spektrálních čarách během erupce mohly projevit, na naše měření nebudou mít podstatný vliv.

### 4.2.1 Simulace erupce

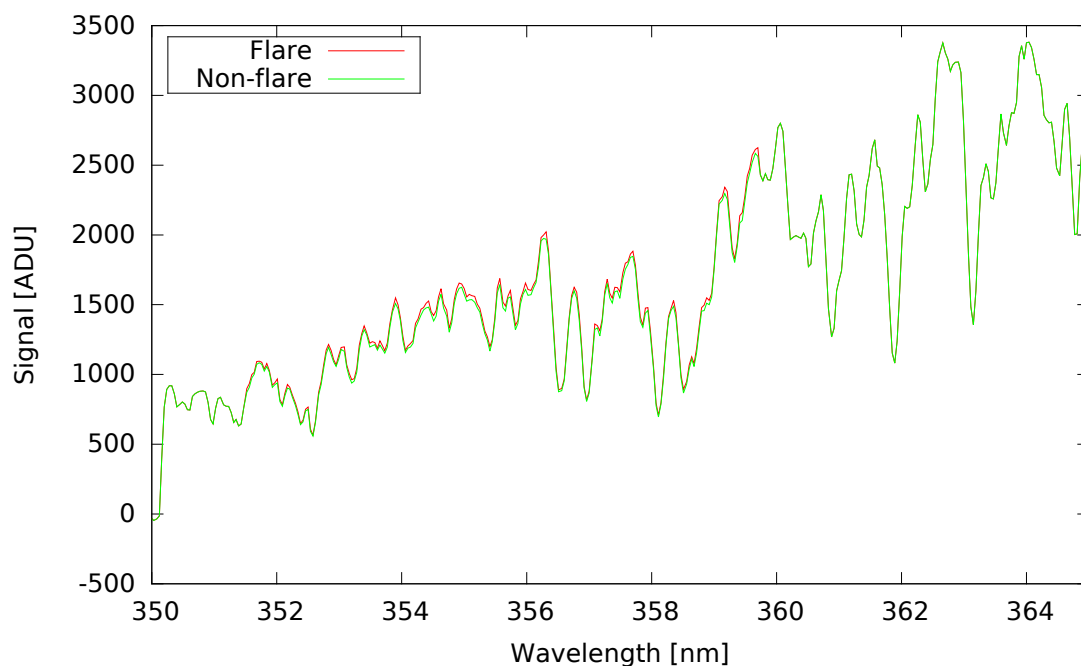
V prvním kroku jsme získali sadu 500 měření a 30 z nich upravili tak, jak je to znázorněno na obr. 4.6. Úprava spočívá ve zvýšení signálu pixel po pixelu s náhodným faktorem o 1 - 3 % původní hodnoty v úseku spektrálního kanálu balmerovské kontinuum. Simulujeme tak měření aktivní oblasti, kde na krátký okamžik došlo k emisi záření v kanálu balmerovské kontinuum. Pokud takovou sadu měření zpracujeme modulem Analysis, získáme výsledek zobrazený na obr. 4.7, kde je poměrně zřetelná skupina bodů, jejichž poměr intenzit v kanálech balmerovské kontinuum a C391 je vyšší, než je pro danou sadu měření typické. Protože rozhodující veličinou pro vyhodnocení výsledků jsou právě hodnoty zmíněného poměru, můžeme si ještě pomoci vykreslením histogramu tohoto poměru pro celou sadu měření tak, jak je ukázáno na obr. 4.5. Pokud je na histogramu kromě skupiny s normálním poměrem mezi kanály přítomna i druhá skupina (často méně početná) s poměrem, který je vyšší než je poměr dominantní skupiny, pak můžeme říci, že jsme detekovali emisi v oblasti balmerovského kontinua. Abychom ověřili, že emise souvisí s erupcí, je třeba zjistit, kdy přesně k emisi došlo, a porovnat tento údaj s družicovými daty a snímky ze slit-jaw kamery.



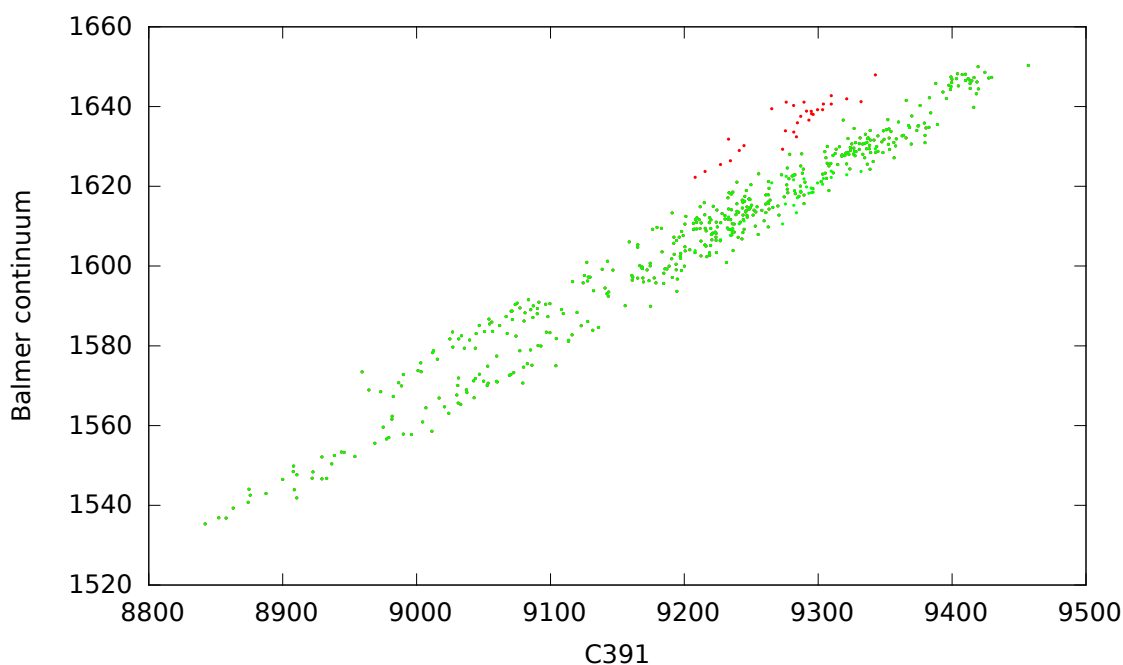
Obrázek 4.5: Histogram poměru intenzit ve spektrálních kanálech balmerovské kontinuum a C391 pro sadu 500 měření, kde 30 z nich bylo upraveno podle specifikace uvedené v popisku obr. 4.6. Je zřetelný druhý peak kolem hodnoty 0,191.

Název spektrálního kanálu	Spektrální rozsah
Balmerovské kontinuum	351,10 - 363,03 nm
CaK	393,13 - 393,63 nm
CaH	396,59 - 397,13 nm
Hrana Balmerovy série	364,65 - 364,73 nm
C391	391,06 - 391,53 nm
$H_\delta$	410,07 - 410,29 nm
Čáry železa s excitačním potenciálem kolem 0,9 eV	358,03 - 358,15 nm; 361,77 - 361,89 nm
Čáry železa s excitačním potenciálem kolem 1,5 eV	400,53 nm; 404,57 - 404,61 nm; 406,37 nm; 407,17 nm; 427,17 nm; 438,32 - 438,39 nm
Krátké vlnové délky	355,00 - 359,98 nm
Dlouhé vlnové délky	420,03 - 424,99 nm
Celková intenzita	355,00 - 424,99 nm

Tabulka 4.1: Definice spektrálních kanálů



Obrázek 4.6: Záznam spektra v úseku 350 - 365 nm. Zelenou barvou je zobrazeno originální spektrum, červenou barvou je spektrum, ve kterém byla v úseku spektrálního kanálu balmerovské kontinuum provedena korekce spočívající ve zvýšení signálu pixel po pixelu s náhodným faktorem o 1 - 3 % původní hodnoty.



Obrázek 4.7: Spektrální záznam obsahující 500 měření a zobrazující úroveň spektrálních kanálů balmerovské kontinuum a C391. Zelenou barvou jsou znázorněna originální měření, červenou barvou je znázorněno 30 měření upravených podle specifikace uvedené v popisku obr. 4.6.

## 5. Měření a výsledky

Všechna měření probíhala v Astronomickém ústavu Akademie věd v Ondřejově a to ve třech pozorovacích sezónách. Nadmořská výška observatoře je přibližně 500 m. V první sezóně (2012) probíhala instalace a testování aparatury. Bylo třeba vyzkoušet citlivost přístrojů, zjistit, jak reaguje mechanika dalekohledu, a také zajistit vhodnou výpočetní techniku. Na základě získaných zkušeností jsme zahájili vývoj softwaru pro vyhodnocování měření. Během druhé sezóny (2013) jsme pokračovali ve vývoji softwaru, snažili se jej zautomatizovat a upravit tak, aby byl snadno obsluhovatelný po krátkém zaškolení. Prováděli jsme měření s cílem zjistit, které efekty a jak silně ovlivňují naše data, a pokusili jsme se vymyslet takovou metodu zpracování dat, abychom byli schopni s co největší pravděpodobností odhalit případné zvýšení intenzity balmerovského kontinua. V této sezóně jsme se pokusili některé erupce změřit, zvýšení balmerovského kontinua jsme však neodhalili. Během třetí sezóny jsme provedli vylepšení selektoru, protože původní řešení se neukázalo být dostatečně robustní. Celou aparaturu jsme přenesli na přístroj HSFA2, který se jevil být pro daný účel vhodnější.

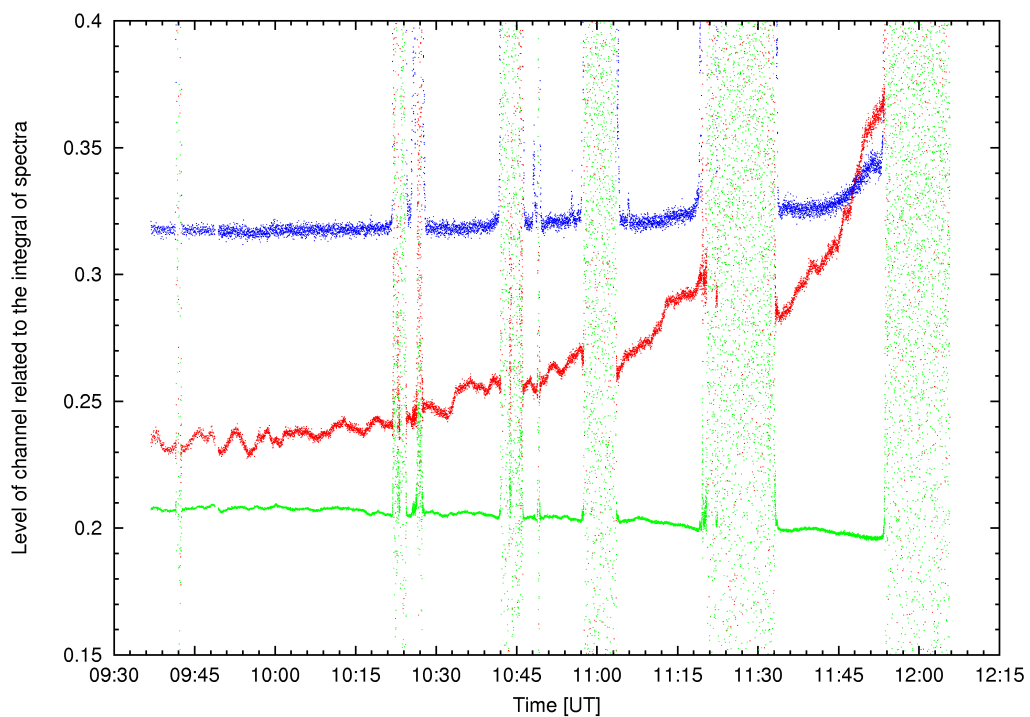
### 5.1 Testy

Jak již bylo zmíněno v kapitole 3.1, hned zpočátku jsme měli problémy s vedením dalekohledu ve spektroskopické laboratoři. Provedli jsme proto přibližně dvě a půl hodiny dlouhý test, který spočíval v nastavení vstupní apertury na střed slunečního disku, a sledovali jsme, jak se budou vyvíjet úrovně spektrálních kanálů. V ideálním případě by měly být stále stejné, ale jak je vidět na obr. 5.1, na konci testu byly úrovně kanálů na zcela jiných hodnotách než na začátku měření. Ukázalo se tedy, že tímto dalekohledem nejsme schopni provádět měření delší než několik minut, a především že kanál CaK (resp. CaH) je velmi citlivý na jakýkoliv pohyb obrazu Slunce na vstupní apertuře.

Dále nás zajímalo, do jaké míry je spektrum citlivé na dopplerovské posuny, a tedy na tom, zda měříme na východní nebo na západní polokouli. Při pořizování srovnávacích spekter totiž musíme vybrat pro měření jinou část slunečního disku než tu, kde se nachází aktivní oblast, která nás zajímá. Pokud by ale mezi těmito dvěma oblastmi byl rozdíl v rychlosti měřené ve směru podél paprsku příliš velký, pak bychom takové srovnávací měření nemohli kvůli posunům spektrálních čar použít. Dne 10. 7. 2013 po poledni jsme ve spektroskopické laboratoři provedli testovací měření, kdy jsme určovali centrum čáry CaH pro západní a východní okraj Slunce a pro střed disku. Na obr. 5.2 vidíme analýzu pozice spektrální čáry CaH metodou fitování Lorentzovým profilem:

$$f(\lambda) = a + \frac{2b}{\pi} \frac{c}{4(\lambda - \lambda_{min})^2 + c^2}, \quad (5.1)$$

kde  $a$ ,  $b$ ,  $c$  a  $\lambda_{min}$  jsou koeficienty. Lorentzův profil jsme fitovali v programu Origin, který nám zároveň určil i odchylky jednotlivých parametrů.



Obrázek 5.1: Test měřicího přístroje zaměřený na ověření správného chodu dalekohledu. Modrou barvou je vyznačena úroveň spektrálního kanálu  $H_\delta$ , červenou barvou CaK a zelenou barvou balmerovské kontinuum. Pro všechny kanály platí, že jejich úrovně vynásíme vzhledem k úrovni kanálu Celková intenzita.

Abychom minimalizovali chybu, naměřili jsme na všech třech místech slunečního disku 20 spekter, pořídili DARK snímky a tyto sady zpracovali pomocí modulu Calculate Flat. Všechna měření mají v čáře CaH minimální hodnotu na vlnové délce 396,90 nm. Pro fitování jsme použili blízké okolí této hodnoty, konkrétně interval 396,74 až 397,05 nm. Vypočtené pozice středu čáry jsou uvedeny v Tabulce 5.1. Je vidět, že pozice středu čáry se může v závislosti na vybrané části slunečního disku změnit maximálně o 0,003 nm. Vzhledem k tomu, že tato hodnota je podstatně menší než šířka nejúžší čáry, kterou sledujeme ( $H_\delta$ ), i než nejmenší vzdálenost dvou rozlišitelných vlnových délek, která je asi 0,03 nm, tento efekt můžeme zanedbat. Posun středu čáry přibližně odpovídá předpokladu, že v případě měření východního okraje disku bude střed čáry posunut ke kratším vlnovým délkám, a naopak že v případě měření západního okraje disku bude patrný posun k delším vlnovým délkám. Tento posun je menší, než bychom očekávali v případě měření šterbinovým spektrografem. Důvodem je pravděpodobně fakt, že vzhledem k nezanedbatelné velikosti vstupní apertury při měření integrujeme světlo přicházející z míst s různou vzdáleností od středu disku a tato místa by měla vykazovat maximálně takový posun spektrální čáry, jaký bychom naměřili z bodu zcela na východním/západním okraji slunečního disku. Roli také může hrát fakt, že jsme nastavili jen přibližnou polohu východního, resp. západního okraje slunečního disku, a přitom jsme se orientovali jen podle poloh slunečních skvrn.

Pozice	Střed čáry CaH [nm]
Východní okraj	396,8940±0,0013
Střed disku	396,8941±0,0011
Západní okraj	396,8966±0,0012

Tabulka 5.1: Výsledky testu na Dopplerovské posuny spektra. Střed čáry CaH je určen fitováním Lorentzova profilu na data získaná měřením klidné části sluneční fotosféry v programu Origin.

Posledním efektem, který jsme zkoumali, byl vliv výšky Slunce nad obzorem na tvar spektra. Víme, že světlo se v atmosféře rozptyluje a pohlcuje v různé míře v závislosti na vlnové délce. Když se během dne mění výška Slunce nad obzorem, tak se atmosférické efekty uplatňují s různou intenzitou. Tento efekt může výrazně limitovat použití srovnávacích snímků a to tím více, čím delší doba uplynula od jejich pořízení. Především ale limituje délku záznamu, který zpracujeme během jedné dávky. Jak je vidět na obr. 5.3, když Slunce stoupá nad obzor, poměr mezi kanály balmerovské kontinuum a C391 roste také. Na histogramech se tento efekt projeví rozšířením vrcholu, který reprezentuje naměřené hodnoty. Toto rozšíření však může skrýt skupinu bodů s vyšším poměrem mezi oběma kanály, které ale reprezentují menší erupci. Abychom zjistili, jak výrazný tento efekt je, pořizovali jsme spektra středu slunečního disku během dne. Ukázalo se, že zkoumaný efekt je velmi výrazný a v principu je možné jej analyticky popsat. Měření proběhlo 4.9.2014, kdy se již Slunce nedostalo výše než 47° nad obzor. Nepokrývá tedy celý rozsah hodnot, kterých může Slunce během roku nabývat. Aby byl zřetelný i vliv seeingu, měřili jsme vždy po 4 - 10 minutách během dopoledne i odpoledne. Každé měření obsahuje 100 spekter, která jsou všechna vynesena na obr. 5.3.

Pozorovací podmínky nebyly příliš dobré, na obloze byla oblačnost, která občas způsobila pokles celkového signálu, a tím zvýšila šum.

## 5.2 Měření erupcí

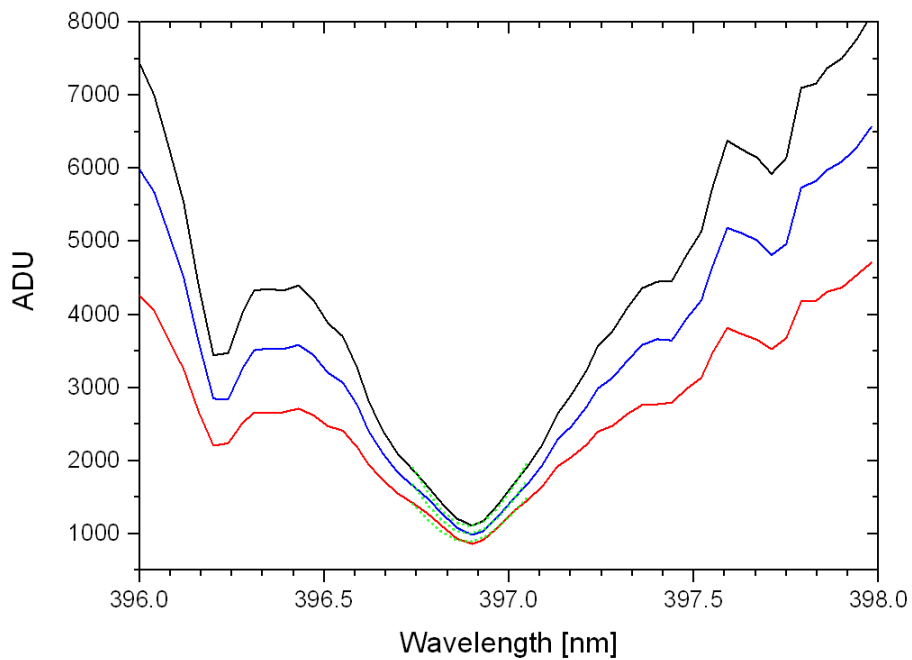
O měření erupcí jsme se pokoušeli průběžně během testů již od roku 2012, žádná relevantní měření jsme však nezískali. Do ostrého provozu jsme zařízení uvedli na jaře 2014, tehdy ještě jen se třemi clonami. V červnu tohoto roku během období zvýšené aktivity se nám podařilo několik erupcí naměřit. Měření, která můžeme označit jako úspěšná, jsme získali ve dnech 9. - 11. 6. 2014. V tomto období se na Slunci odehrály tři erupce třídy X, z nichž všechny jsme dokázali zaznamenat (první dvě v pozvolné fázi, třetí v impulzivní fázi). Záznam z družice GOES pro toto období je na obr. 5.4. Ve všech třech případech došlo ke vzplanutí v aktivní oblasti AR12087 - viz. obr. 5.6.

### 5.2.1 Měření prederupční a impulzivní fáze

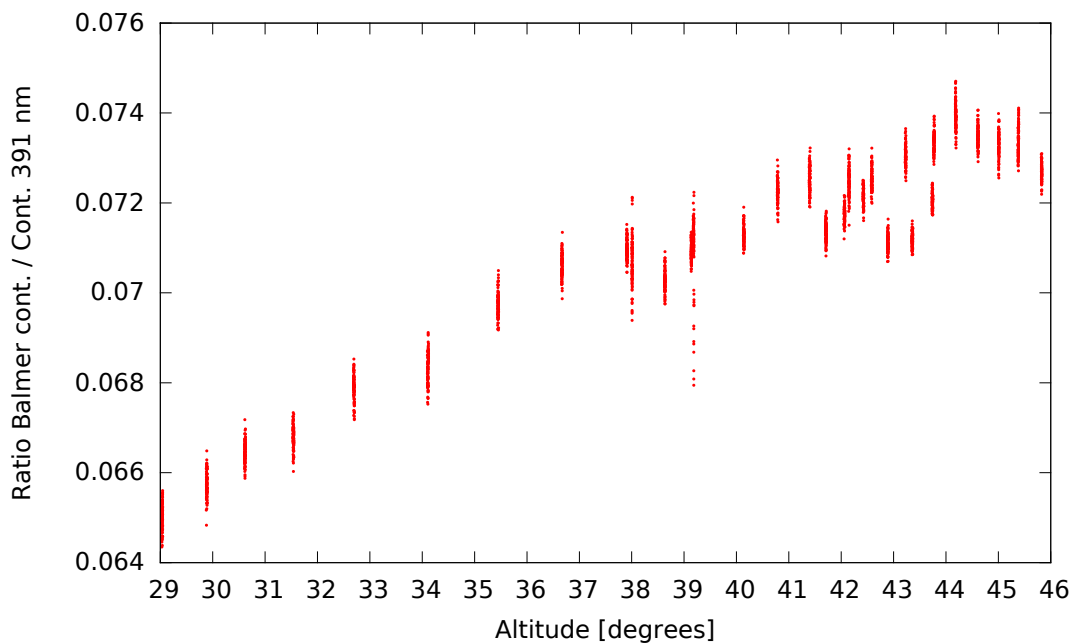
V následujícím textu rozebereme výsledky měření erupce v aktivní oblasti AR12087 s maximem dle družice GOES v 9:04 UT dne 11. 6. 2014. Pro tuto erupci máme k dispozici měření SXR i HXR toku jak z družice GOES (obr. 5.7), tak z družice RHESSI (obr. 5.5). Data ukazují prudký nárůst intenzity kolem 9:00 UT, nicméně v některých kanálech vidíme prekurzor už v 8:50 UT. Ve tvrdších spektrálních kanálech vidíme vrchol intenzity v 9:05 UT. Jak je vidět na obr. 5.9, v čáře  $H_\alpha$  se erupce začíná projevovat v 9:02 UT. Analýza snímků ze SJ kamery navíc ukázala, že v čase 8:55 UT dochází k propadu intenzity. K velmi podobnému propadu dochází i v některých kanálech, ve kterých měří družice RHESSI. Abychom vyloučili vliv přístrojů (například nepřesnosti vedení dalekohledu), spočítali jsme pro každý snímek počet bodů, kde je hodnota signálu vyšší než 20 ADU, a tyto body jsme prohlásili za body představující sluneční fotosféru. Pokud by docházelo k systematickému posunu obrazu na vstupním otvoru spektrografu, na časovém vývoji spočtených hodnot bychom to snadno poznali. Jak je ale vidět na obr. 5.9, k tomuto efektu nedocházelo. Časová souslednost minim v čáře  $H_\alpha$  a kanálech 3 - 6 keV, 6 - 12 keV a 12 - 25 keV (RHESSI) naznačuje kauzální souvislost, která by mohla být předmětem dalšího studia.

Cílem této práce ale bylo především detekovat zvýšení balmerovského kontinua během erupce. Světelná křivka tohoto spektrálního kanálu (obr. 5.8) vykazuje náhlý a výrazný nárůst v čase 8:48 UT, což představuje první známku erupce. Časový rozdíl mezi prvními známkami erupce v balmerovském kontinuu a čáře  $H_\alpha$  je tedy v tomto případě asi 14 minut. Tato skutečnost může vysvětlovat, proč se dříve nikomu nepodařilo tento jev pozorovat. V okamžiku, kdy jsme schopni erupci detekovat pomocí záznamu v kanálech SXR, HXR nebo  $H_\alpha$ , k nárůstu v balmerovském kontinuu již pravděpodobně dávno došlo. Porovnáváním spekter pořízených „před“ a „po“ erupci tak selhává. Abychom toto zvýšení dokázali, je nutné si vytipovat některou aktivní oblast s dostatečným předstihem a doufat, že v ní k erupci dojde. Zajímavé také je, že kanál balmerovského kontinuum zůstává od času 8:48 UT zvýšený až do konce měření, jak je vidět na obr. 5.8. Celkový





Obrázek 5.2: Měření posunu spektrální čáry CaH v závislosti na pozici slunečního disku na vstupní apertuře. Černou barvou je znázorněn spektrální záznam z centra disku, modrou barvou z východního okraje disku a červenou barvou ze západního okraje disku, zelenou barvou je nakreslena křivka fitovaná na spektrální záznam z centra disku v rozsahu 396,74 až 397,05 nm.



Obrázek 5.3: Měření tvaru spektra v závislosti na výšce Slunce nad obzorem. Jako parametr určující tvar spektra jsme použili poměr mezi spektrálními kanály balmerovské kontinuum a C391.

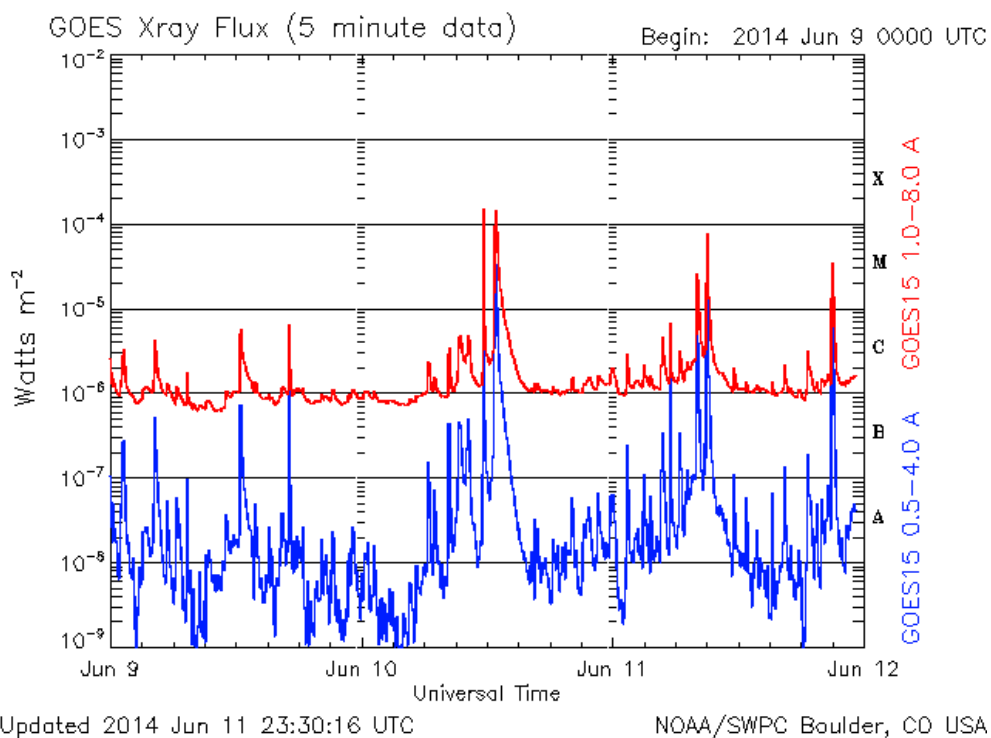
spektrální záznam erupce je na obr. 5.8.

Statistická analýza sady měření (obr. 5.8) ukazuje výrazné zastoupení poměru kanálů balmerovské kontinuum a C391 kolem hodnoty 0.1165, přičemž klidové hodnoty se pohybují nejčastěji mezi 0.105 a 0.106. Na korelačním grafu jsou obě skupiny bodů snadno rozpoznatelné. Protože klidový stav trval jen během asi prvních 3 minut měření, bodů se zvýšeným poměrem kanálů balmerovské kontinuum a C391 je podstatně více než s klidovým poměrem.

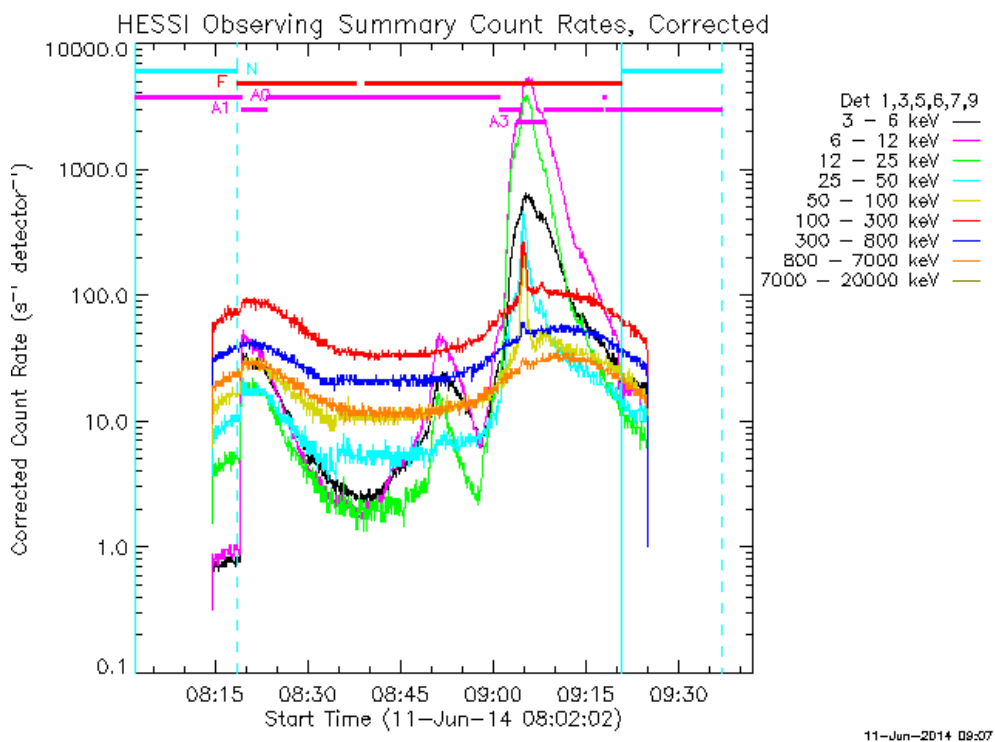
Abychom si udělali představu, k jak významnému zvýšení balmerovského kontinua došlo, vybrali jsme několik spekter, od kterých jsme odečetli spektrum pořízené na začátku měření, a které jsme považovali za spektrum klidného Slunce. Výsledkem je graf signálu v závislosti na vlnové délce, který je generován pouze erupcí. Spolu s hodnotami vztahenými ke klidnému Slunci jsou tyto grafy vynešeny na obr. 5.10. Pokud víme, jak velká část sluneční atmosféry, kterou měříme, generuje zvýšený tok, můžeme odhadnout, jak velké množství záření v oblasti balmerovského kontinua je generováno pouze erupčními jádry. Za předpokladu, že místa generující emisi v čáře  $H_\alpha$  generují také emisi v oblasti balmerovského kontinua, můžeme ze slit-jaw snímků spočítat plochu erupce a vydělit ji plochou celého kroužku vymezujícího měřenou oblast. Z měření vyplývá, že na vlnové délce odpovídající hraně Balmerovy série (364,6 nm) dochází k největšímu nárůstu signálu, což odpovídá předpokladům. Tento nárůst můžeme odhadnout na  $(19 \pm 2) \%$  signálu, který jsme naměřili na klidném Slunci, přičemž se zdá, že v průběhu měření mírně roste. Analýza snímků ze slit-jaw kamery je komplikovaná tím, že kroužek určující vstup do spektrometru je silně rozostřený. Není tedy jasné, zda oblast kroužkem zvýrazněná je také měřena či nikoliv. Při výpočtu jsme spíše uvažovali vnitřní část kruhu. Na obr. 5.11 uvádíme pouze dvě krajní hodnoty, které jsme analýzou získali. Můžeme tedy odhadnout plochu erupce na 3,8 - 7,4 % celkové měřené plochy sluneční atmosféry. Z těchto údajů můžeme velmi hrubě odhadnout, že během erupce dochází k nárůstu záření v oblasti hrany Balmerovy série o 230 - 550 % Tato hodnota přibližně odpovídá nedávným výsledkům analýzy spekter získaných během erupce dne 29.3.2014 družicí IRIS - viz. [19].

## 5.2.2 Měření pozvolné fáze

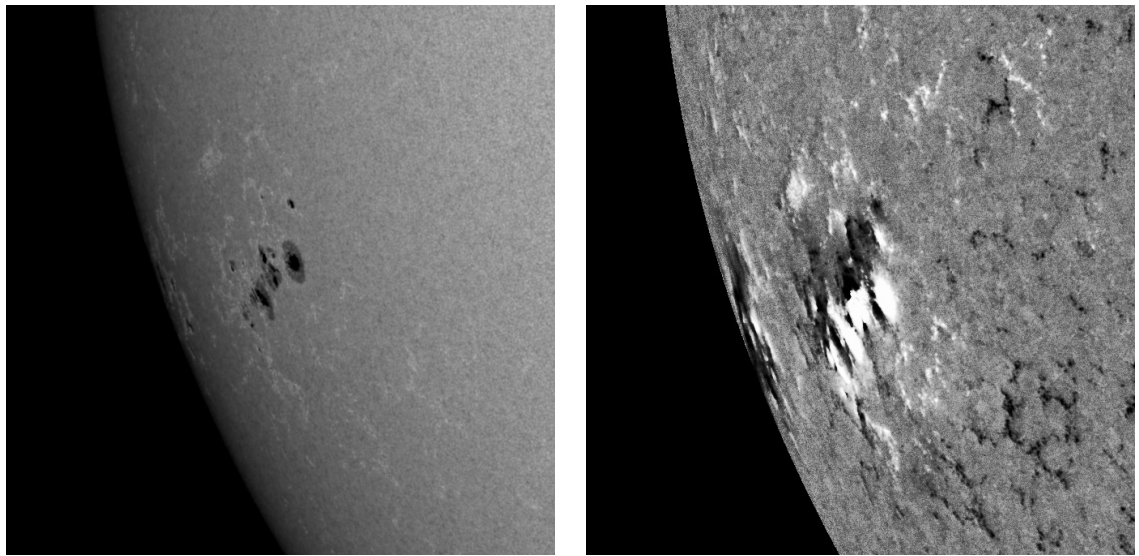
Protože během měření erupce 11.6.2014 došlo k poruše dalekohledu několik minut po maximu v kanálu SXR, rozebereme zde výsledky měření dvou erupcí ze dne 10. 6. 2014. Obě události jsou zřetelně vidět na obr. 5.4 - první z nich dosáhla úrovně X2.2, druhá X1.5. Erupce jsou zachyceny na snímcích ze slit-jaw kamery - obr 5.12. Na začátku obou měření již byla zvýšená úroveň balmerovského kontinua, jeho pokles pak můžeme u druhé erupce vidět na obr. 5.13 stejně jako signál v kanálech SXR a HXR. Jelikož pro tyto erupce nemáme změřena spektra klidného Slunce před erupcí, pro výpočet spodního odhadu nárůstu intenzity záření v erupci můžeme použít spektra pořízená na konci měření, tj. asi 20 - 25 minut po maximu v kanálu SXR. Výsledná spektra jsou uvedena na obr. 5.14 v absolutních hodnotách i relativně vzhledem ke klidnému Slunci. Pro první erupci tedy získáváme odhad nárůstu záření o 625 %, pro druhou erupci asi o 150 %.



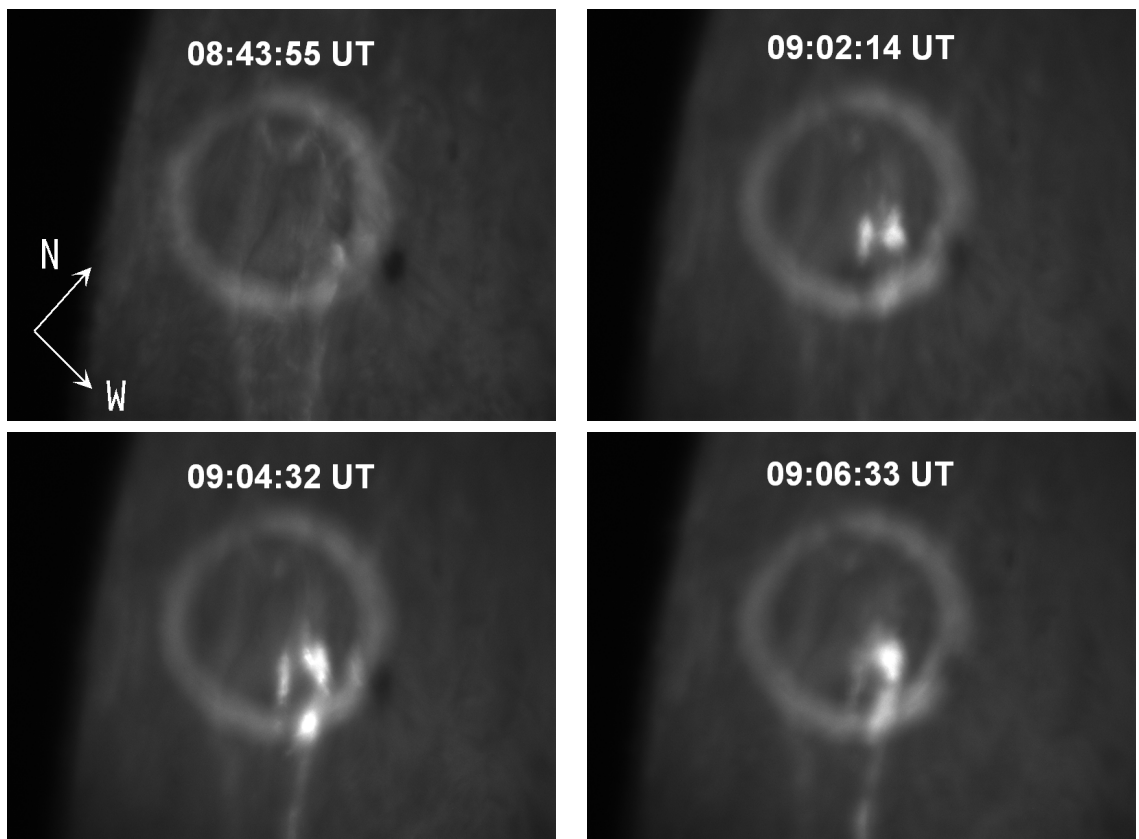
Obrázek 5.4: Záznam sluneční aktivity dle měření družice GOES v období 9. 6. - 11. 6. 2014.



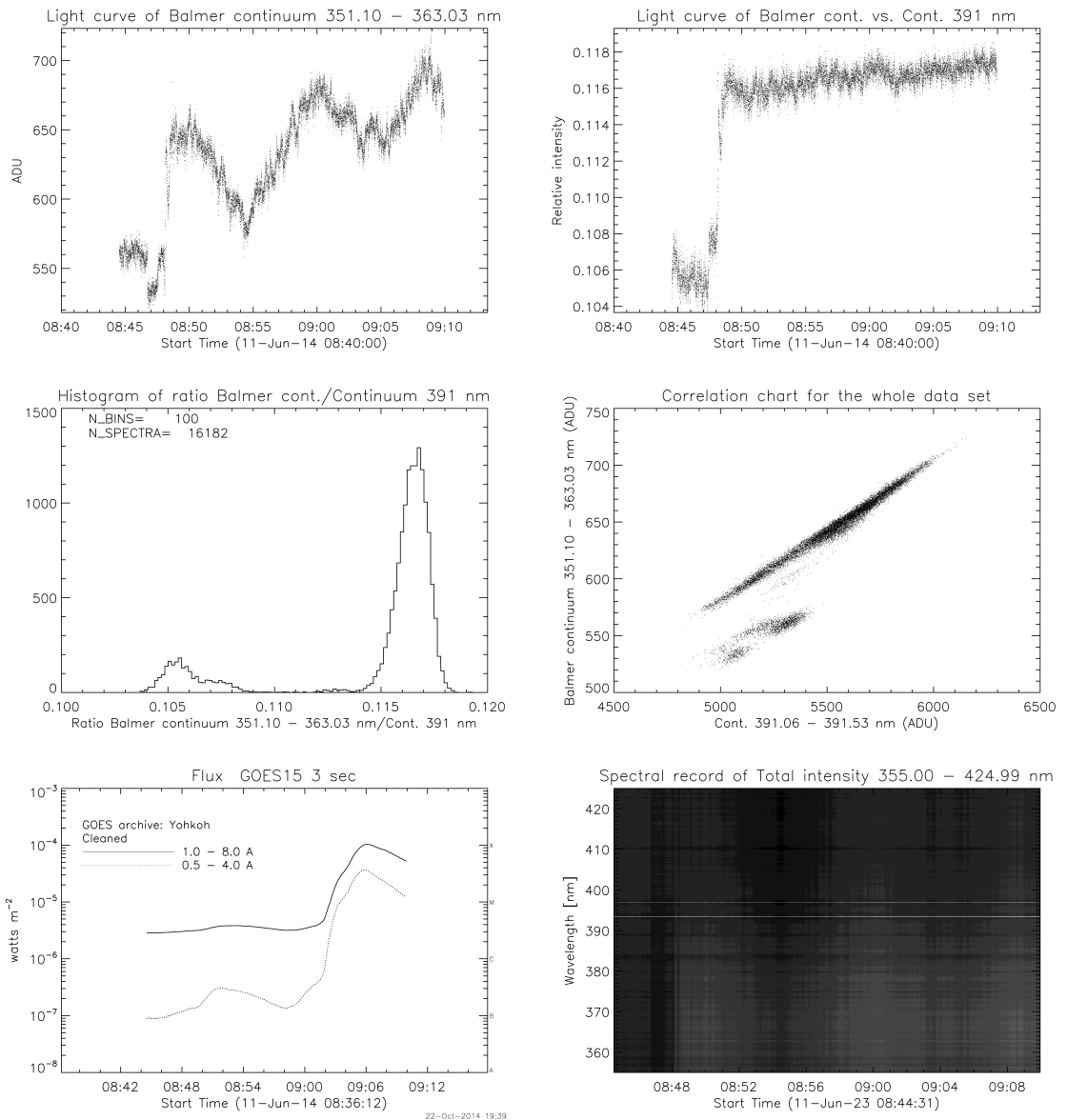
Obrázek 5.5: Záznam sluneční aktivity dle měření družice RHESSI v období během erupce dne 11. 6. 2014.



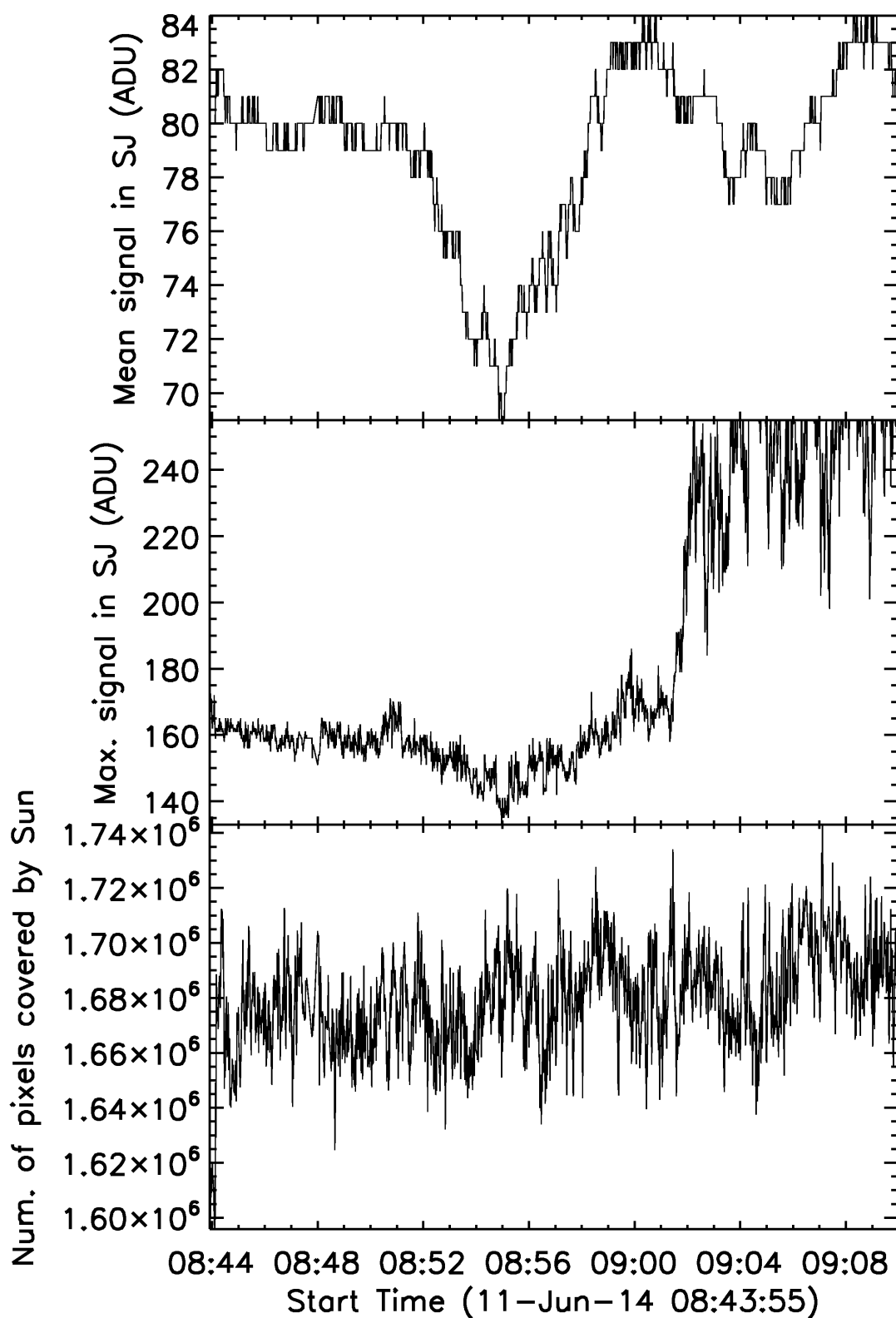
Obrázek 5.6: Aktivní oblast AR12087 na snímcích z družice SDO 11. 6. 2014. Vlevo je snímek fotosféry ve viditelném oboru (9:06:10 UT), vpravo je magnetogram (9:00:00 UT).



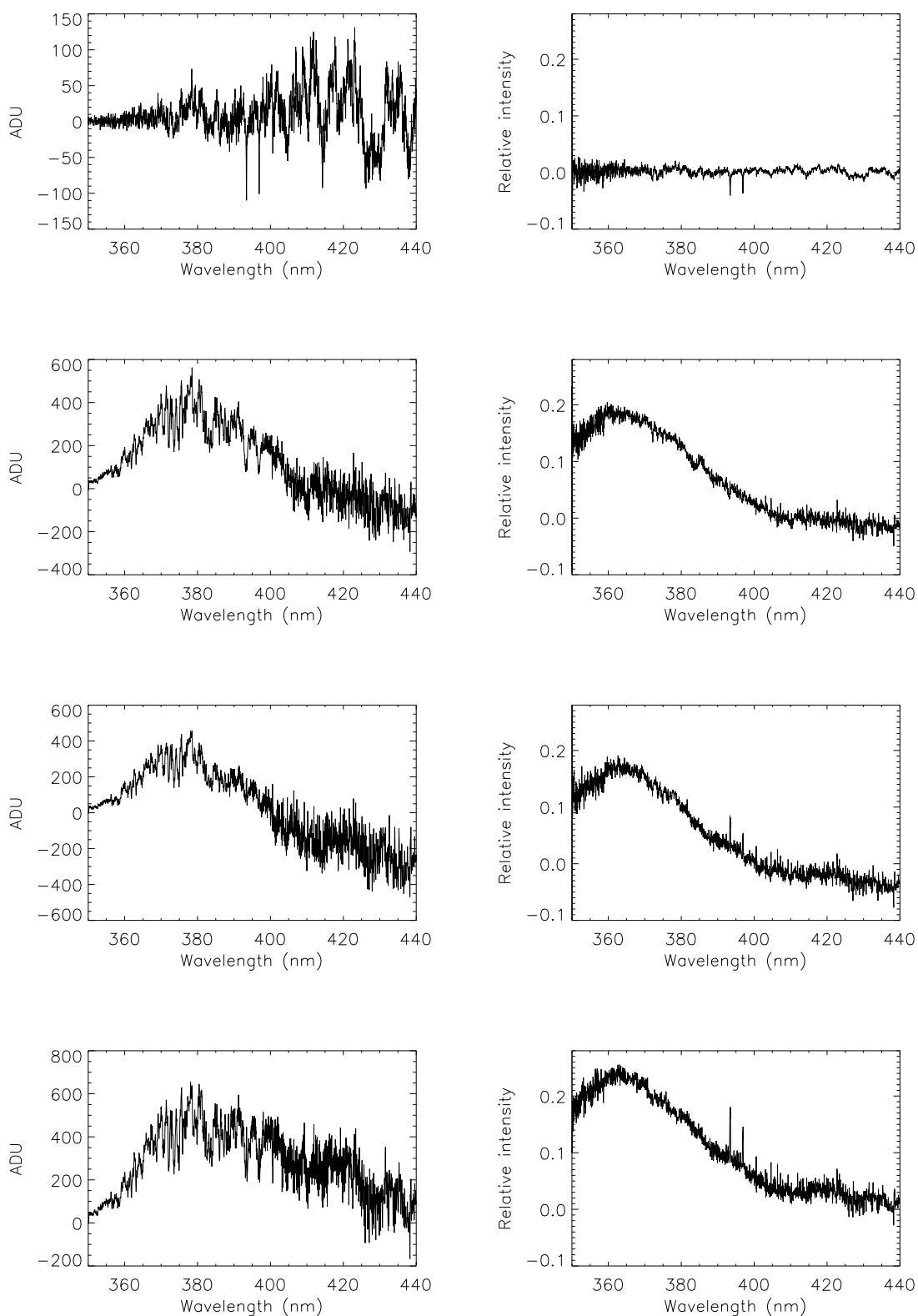
Obrázek 5.7: Aktivní oblast AR12087 na snímcích ze slit-jaw kamery během měření 11. 6. 2014. Světlý kroužek je odrazem okraje vstupní apertury na selektoru.



Obrázek 5.8: Analýza erupce v aktivní oblasti AR12087 ze dne 11. 6. 2014. Vlevo nahoře je světelná křivka kanálu balmerovské kontinuum, vpravo nahoře světelná křivka stejného kanálu vztažená k hodnotě kanálu C391. Uprostřed vlevo je histogram hodnot poměrů mezi kanály balmerovské kontinuum a C391 a uprostřed vpravo korelační graf mezi těmito kanály. Vlevo dole je záznam SXR a HXR toku z družice GOES a vpravo dole celkový spektrální záznam erupce.



Obrázek 5.9: Analýza snímků erupce v aktivní oblasti AR12087 ze dne 11. 6. 2014. Nahoře je časový vývoj středních hodnot na snímcích ze slit-jaw kamery, uprostřed je vývoj maximálních hodnot a dole je vývoj počtu obrazových bodů s hodnotami alespoň 20 ADU.



Obrázek 5.10: Nárůst intenzity v závislosti na vlnové délce během erupce v aktivní oblasti AR12087 dne 11. 6. 2014. V levém sloupci je naměřené spektrum, od něhož bylo odečteno spektrum získané na začátku měření, v pravém sloupci je potom tento graf vydělen spektrem získaným na začátku měření. V prvním řádku je spektrum v čase 08:46:03 UT, ve druhém řádku 08:50:00 UT, ve třetím řádku 09:04:32 UT, ve čtvrtém řádku 09:09:30 UT.

### 5.2.3 Analýza výsledků a diskuze

Všechna získaná měření představují soubor velmi kvalitních dat. Byla pořízena na dalekohledu s pointací, která zaručuje správné vedení dalekohledu, a během měření nebyly provedeny žádné zásahy do jeho ovládání. Výsledky měření, z nichž jsme se snažili získat informaci o nárůstu balmerovského kontinua jsou shrnuty v tab. 5.2, technické detaily pak v tab. 5.3.

Třída erupce	Vrchol v kanálu SXR dle GOES	Plocha erupce na SJ	Nárůst ve spektru $\lambda = 364,6 \text{ nm}$
X2,2	10. 6. 11:42 UT	2,86 %	16 %
X1,5	10. 6. 12:52 UT	8,46 %	13 %
X1,0	11. 6. 9:04 UT	3,8 - 7,4 %	17 - 21 %

Tabulka 5.2: Základní údaje o měřených erupcích.

Třída erupce	Kadence spekter	Int. doba	Kadence na SJ	Délka záznamu
X2,2	14,5 FPS	30 ms	3,75 FPS	16 min 9 s
X1,5	10,8 FPS	35 ms	3,75 FPS	24 min 3 s
X1,0	11 FPS	30 ms	1 FPS	25 min 25 s

Tabulka 5.3: Parametry měření.

Abychom mohli určit přibližné toky záření v jednotkách cgs, potřebujeme znát pozici erupčních oblastí a z nich spočítat parametr  $\mu = \cos \vartheta$ , kde  $\vartheta$  je ve sférické geometrii úhel mezi středem disku, jak ho vidí pozorovatel, a erupční oblastí na povrchu sféry. Souřadnice erupcí jsou známy z družicových měření a můžeme je najít například na webu společnosti Lockheed Martin - Solar and Astrophysics Laboratory ([www.lmsal.com](http://www.lmsal.com)). Pro všechny tři erupční události tedy máme pozice - tab. 5.4.

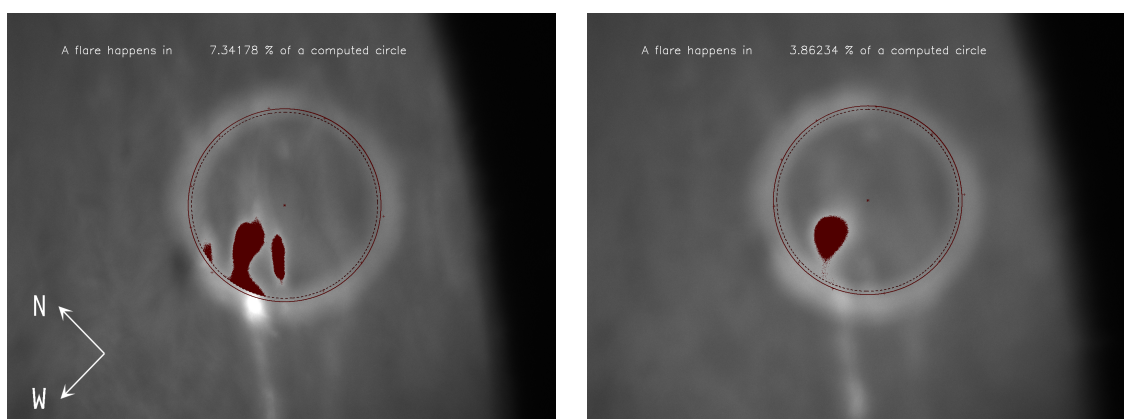
Třída erupce	Souřad. šířka	Souřad. délka	$\mu = \cos \vartheta$
X2,2	S19	E81	0,148
X1,5	S20	E89	0,016
X1,0	S19	E66	0,387

Tabulka 5.4: Pozice erupcí a parametr  $\mu$ . (E - východ, S - jih)

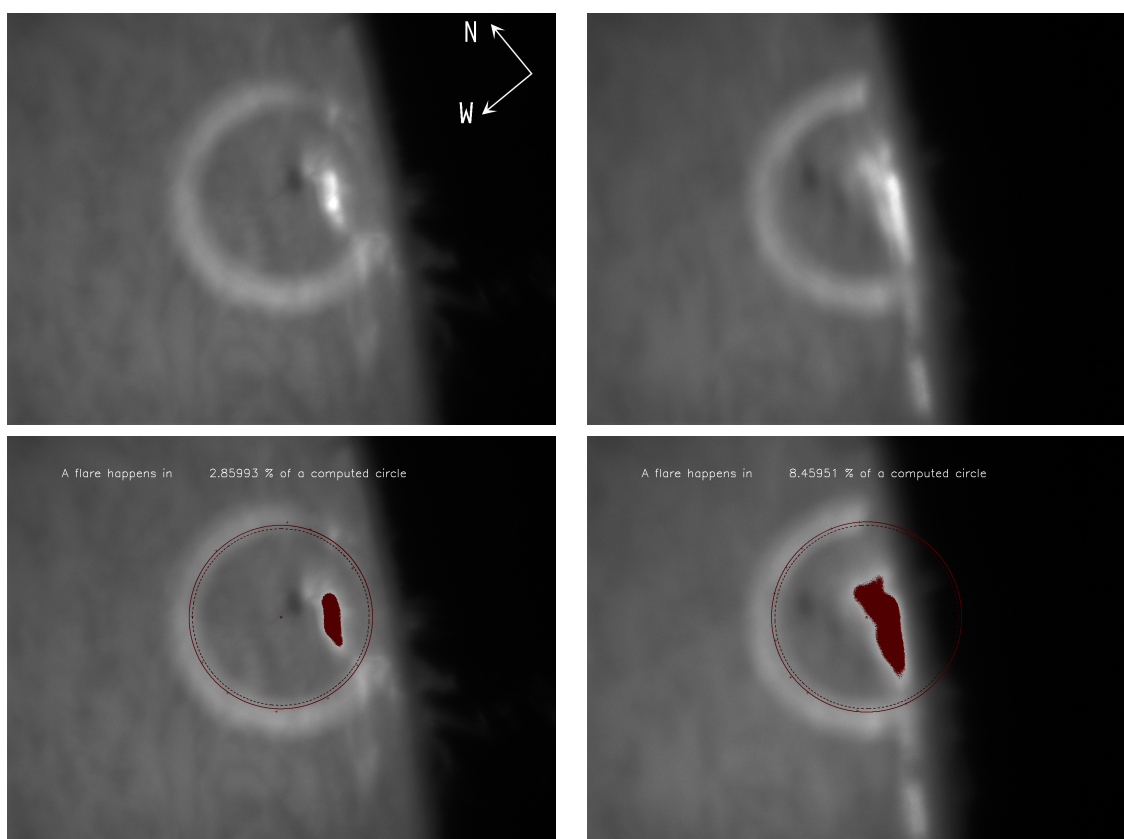
Pro porovnání našich výsledků s modely potřebujeme znát naměřené hodnoty intenzity záření na vlnové délce  $\lambda = 364,6 \text{ nm}$  (tab. 5.5) pro dané místo na slunečním disku.

S využitím hodnot v tab. 5.5 a 5.6 můžeme spočítat pro dané  $\mu$  intenzitu záření klidného Slunce. Protože z tab. 5.6 nemáme k dispozici hodnoty pro dostatečně

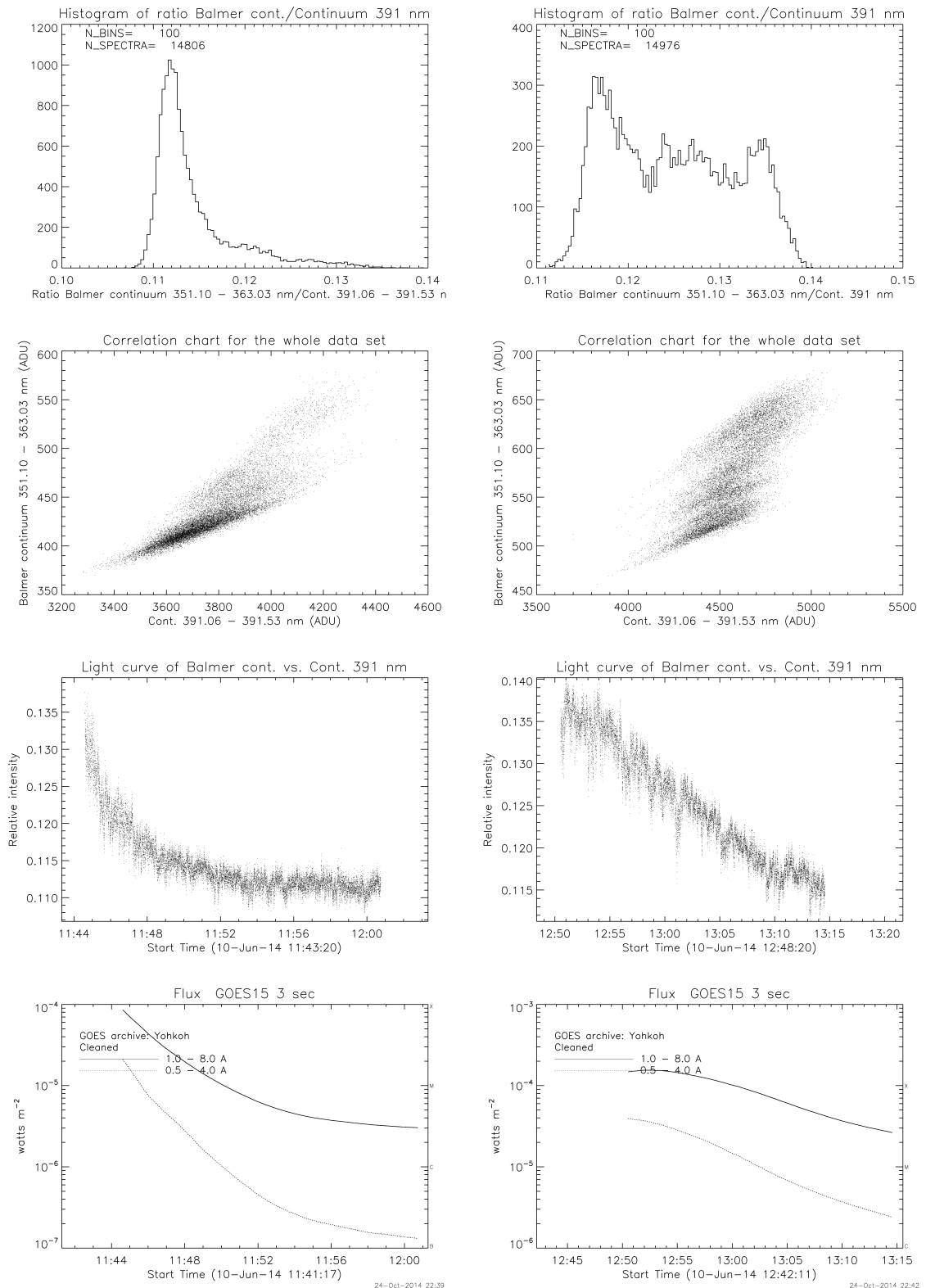




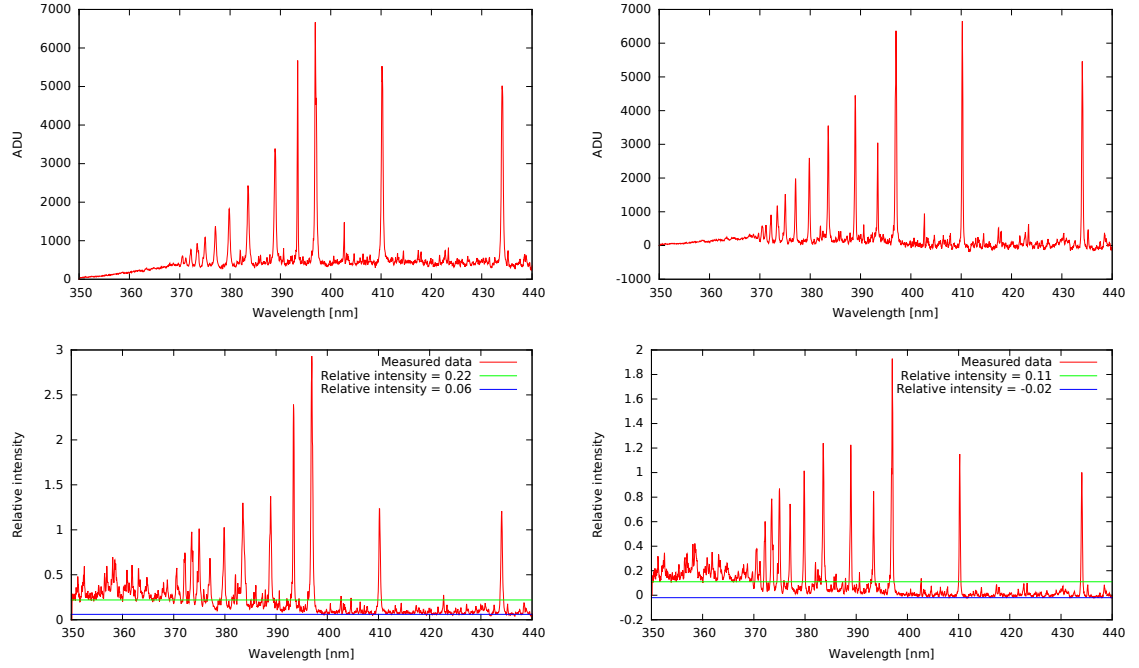
Obrázek 5.11: Výpočet plochy, která generuje zvýšený tok během erupce dne 11. 6. 2014. Levý snímek byl pořízen v čase 09:04:32 UT, pravý v čase 09:09:30 UT. Červeně je označena plocha, kde byl naměřen signál minimálně dvakrát vyšší, než jaká je střední hodnota na snímku.



Obrázek 5.12: Snímky erupcí v aktivní oblasti AR12087 ze dne 10. 6. 2014. Vlevo je snímek pořízený v čase 11:45:39 UT, vpravo 12:49:54 UT. Druhý řádek ukazuje oblasti, které jsme vyhodnotili jako aktivní.



Obrázek 5.13: Analýza erupcí třídy X2,2 (vlevo) a X1,5 (vpravo) v aktivní oblasti AR12087 ze dne 10. 6. 2014. V prvním řádku je histogram hodnot poměrů mezi kanály balmerovské kontinuum a C391, ve druhém řádku korelační graf mezi těmito kanály, ve třetím řádku časový vývoj poměrů mezi nimi a ve čtvrtém řádku záznam SXR a HXR toku z družice GOES.



Obrázek 5.14: Nárůst intenzity v závislosti na vlnové délce během erupce v aktivní oblasti AR12087 dne 10. 6. 2014. V prvním řádku je naměřené spektrum, od něhož bylo odečteno spektrum klidného Slunce, ve druhém řádku je potom výsledné spektrum vyděleno spektrem klidného Slunce. V levém sloupci je spektrum první erupce v čase 11:44 UT, v pravém sloupci je spektrum druhé erupce 12:50 UT.

malé  $\mu$ , provedli jsme výpočet pouze pro naměřené erupce třídy X2,2 a X1,0 - tab. 5.7. Pro výpočet  $I_\nu$  jsme použili známý vztah:

$$I_\nu = \frac{\lambda^2}{c} I_\lambda, \quad (5.2)$$

kde  $\lambda = 364,5 \cdot 10^{-7} \text{ cm}$  a  $c = 3 \cdot 10^{10} \text{ cm s}^{-1}$ .

Třída erupce	$\mu$	$I_\lambda^{QS}(\mu)$	$I_\lambda'^{QS}(\mu)$	$I_\nu^{QS}(\mu)$	$I_\nu'^{QS}(\mu)$	Signál <sup>QS</sup> (ADU)
X2,2	0,148	0,592	0,928	2,62	4,11	730
X1,0	0,387	1,101	1,725	4,88	7,64	1003

Tabulka 5.7: S využitím tab. 5.5 a 5.6 spočtená intenzita záření  $I_\lambda$  a přepočtená s využitím vztahu 5.2 na  $I_\nu$ . V posledním sloupci je naměřený signál klidného Slunce v místě erupcí. Hodnoty  $I_\lambda$  jsou v jednotkách  $10^6 \text{ erg s}^{-1} \text{ sr}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ , hodnoty  $I_\nu$  v jednotkách  $10^{-6} \text{ erg s}^{-1} \text{ sr}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$ .

Na základě dat z naměřených spekter jsme určili intenzitu záření generovanou erupcí tak, že při vědomí plochy erupce na SJ snímcích jsme přepočítali signál z erupce na hodnoty, které bychom získali, pokud by celá měřená plocha byla erupcí zasažena. Pro měření erupce třídy X1,0 jsme provedli 4 odhady, pro erupci třídy X2,2 jeden odhad - výsledky jsou uvedeny v tab. 5.8.

$\lambda$ [nm]	$I_{\lambda}^{QS}(0)$	$I'_{\lambda}{}^{QS}(0)$
360	2,03	3,20
370	2,33	3,62
364.6	2,17	3,40

Tabulka 5.5: Intenzita záření ve středu slunečního disku pro vybrané vlnové délky.  $I_{\lambda}^{QS}(0)$  je intenzita získaná vyhlazením nepravidelností ve spektru,  $I'_{\lambda}{}^{QS}(0)$  je intenzita získaná interpolací mezi úseky spektra s nejvyššími intenzitami. Hodnoty  $I_{\lambda}$  jsou v jednotkách  $10^6 \text{ erg sr}^{-1} \text{ s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ . Převzato z [20]. Třetí řádek je výsledek interpolace s využitím hodnot v prvních dvou řádcích.

$\lambda$ [nm]	$\mu = 0,4$	$\mu = 0,3$	$\mu = 0,2$	$\mu = 0,1$
350	0,487	0,397	0,306	0,21
370	0,533	0,421	0,332	0,23
364,6	0,521	0,415	0,325	0,225

Tabulka 5.6: Okrajové ztemnění pro vybraná  $\mu$  a  $\lambda$ . Převzato z [20]. Třetí řádek je výsledek interpolace s využitím hodnot v prvních dvou řádcích.

Třída erupce	Čas měření (UT)	Signál <sup>QS+flare</sup> (ADU)	Signál <sup>flare</sup> (ADU)	$I_{\nu}^{flare}(\mu)$	$I'_{\nu}{}^{flare}(\mu)$
X2,2	11:45:39	832	102	12,8	20,1
X1,0	9:02:14	1169	166	18,3	28,7
X1,0	9:04:32	1177	173	11,5	18,0
X1,0	9:06:33	1175	172	12,5	19,6
X1,0	9:09:30	1223	220	27,7	43,4

Tabulka 5.8: Naměřený signál erupčních jader a z něho pomocí dat v tab 5.7 vypočtená intenzita záření. Hodnoty  $I_{\nu}$  jsou v jednotkách  $10^{-6} \text{ erg s}^{-1} \text{ sr}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$ .

Získané kvantitativní výsledky mají poměrně velký rozptyl. Je to dáno především nejistotou spojenou s vyhodnocením snímků ze SJ kamery. Jak je vidět například na obr. 5.12, zvolené kritérium pro výpočet plochy erupce (alespoň dvojnásobek signálu rovnajícímu se střední hodnotě na daném snímku) by mohlo být tvrdší. Celá úvaha vychází z toho, že zvýšený tok v balmerovském kontinuu je generován stejným materiálem, který září v čáře  $H_{\alpha}$ . Tento předpoklad však nemusí být správný.

Protože k druhé erupci (X1.5) došlo na úplném okraji slunečního disku, je použitelnost souřadnic zaokrouhlených na celé stupně velmi omezená. V tomto případě bychom potřebovali znát pozici erupčního jádra s přesností alespoň na tři platné cifry. Ze souřadnic spočítané okrajové ztemnění je tedy zatíženo velkou chybou, a to i proto, že je okrajové ztemnění v této části disku na souřadnici silně závislé. V takovém případě se raději vyvozování jakýchkoliv závěrů zdržíme. Odhad nárůstu toku v oblasti balmerovského kontinua jsme stanovili na přibližně 150 %, což je nejmenší hodnota ze všech provedených odhadů. I tento fakt naznačuje, že výsledky získané z analýzy této erupce mohou být značně nepřesné.

# Závěr

V této práci jsme popsali vývoj a konstrukci zcela nového typu vysokorychlostního měřicího přístroje, se kterým jsme měřili spektrální tok aktivních oblastí v rozsahu 350 - 440 nm. Velkou výhodou tohoto zařízení je jeho mobilita umožňující snadnou instalaci na téměř jakémkoliv slunečním dalekohledu. Tento přístroj nám umožňuje studovat spektrální tok ve velkém rozsahu vlnových délek ve srovnání s konvenčními spektrografy zaměřenými na vysoké spektrální rozlišení. Tento rozsah je navíc možné rozšířit, pokud se rozhodneme přidat další spektrometr pracující v jiném rozsahu vlnových délek, např. v červené nebo blízké infračervené oblasti. Vůbec poprvé byly při konstrukci použity kruhové clony vymežující jen část slunečního disku, který pozorujeme. Jsme tak schopni významným způsobem potlačit pozadové záření a studovat jevy odehrávající se v pouze malé oblasti sluneční atmosféry. Není nám známo, že by tato observační technika byla někdy dříve použita.

Dále jsme vyvinuli nový software pro vyhodnocení spekter založený na spektrofotometrické metodě porovnávání spektrálních kanálů mezi sebou. Pro úspěch této metody je zásadní získání dostatečného množství dat, a je tedy ideální právě pro námi sestavený vysokorychlostní spektrograf.

Úspěšně jsme vyzkoušeli novou citlivou metodu pro zjištění změn úrovně balmerovského kontinua během erupcí. Podařilo se nám alespoň částečně naměřit tři erupce třídy X v aktivní oblasti AR 12087 ze dne 10. a 11. června 2014. Získaná data překvapivě ukazují odlišný průběh erupcí, přestože se všechny odehrály ve stejné aktivní oblasti. Zajímavá je zejména odlišná rychlost poklesu toku v oblasti balmerovského kontinua u dvou erupcí, které nastaly pouze 70 minut po sobě. Nejvýznamnějším výsledkem této práce je odhad nárůstu toku v oblasti balmerovského kontinua během erupce. S přihlédnutím k velké nejistotě plynoucí z odečtu erupční oblasti můžeme prohlásit, že tento nárůst činí řádově 200 až 600 %.

V této práci jsou použity výstupy ze softwaru, které jsou opatřeny popisky v anglickém jazyce. Důvodem je snazší použitelnost těchto výstupů v prezentacích a odborných publikacích určených pro mezinárodní vědeckou komunitu, ale i snazší použitelnost softwaru pracovníky ze zahraničí. Předpokládáme, že čtenář této práce je dostatečně jazykově vybaven, a tudíž popisky v anglickém jazyce bude schopen snadno přeložit. V této práci používáme jednotky soustavy SI i soustavy cgs. Je to dáno tím, že použitý spektrometr pracuje s jednotkami soustavy SI, mj. vyžadovanými i českou legislativou, ale musíme také pracovat s literaturou, ve které jsou obvykle použity jednotky soustavy cgs. Abychom naše výsledky mohli porovnat s výsledky modelů jiných autorů, je vhodné je uvést ve stejných jednotkách. Předpokládáme, že čtenář je schopen pracovat s jednotkami obou soustav.

Rádi bychom poděkovali vedoucímu mechanické dílny AsÚ Ondřejov, Jiřímu Zemanovi, který vyrobil selektor a přispěl mnoha podněty ke konečnému designu celého zařízení.

# Seznam tabulek

1.1	Klasifikace erupcí podle měření rentgenového toku z družice GOES.	10
2.1	Odhady elektronové hustoty a optické tloušťky stanovené na základě studia erupcí z let 1949 až 1959. Převzato z [12].	15
2.2	Studované hvězdy spektrálního typu M s erupční aktivitou. Převzato z [14].	16
3.1	Parametry použitých dalekohledů.	18
4.1	Definice spektrálních kanálů	35
5.1	Výsledky testu na Dopplerovské posuny spektra. Střed čáry CaH je určen fitováním Lorentzova profilu na data získaná měřeními klidné části sluneční fotosféry v programu Origin.	39
5.2	Základní údaje o měřených erupcích.	48
5.3	Parametry měření.	48
5.4	Pozice erupcí a parametr $\mu$ . (E - východ, S - jih)	48
5.7	S využitím tab. 5.5 a 5.6 spočtená intenzita záření $I_\lambda$ a přepočtená s využitím vztahu 5.2 na $I_\nu$ . V posledním sloupci je naměřený signál klidného Slunce v místě erupcí. Hodnoty $I_\lambda$ jsou v jednotkách $10^6 \text{ erg s}^{-1} \text{ sr}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ , hodnoty $I_\nu$ v jednotkách $10^{-6} \text{ erg s}^{-1} \text{ sr}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$ .	51
5.5	Intenzita záření ve středu slunečního disku pro vybrané vlnové délky. $I_\lambda^{QS}(0)$ je intenzita získaná vyhlazením nepravidelností ve spektru, $I_\lambda'^{QS}(0)$ je intenzita získaná interpolací mezi úseky spektra s nejvyššími intenzitami. Hodnoty $I_\lambda$ jsou v jednotkách $10^6 \text{ erg sr}^{-1} \text{ s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ . Převzato z [20]. Třetí řádek je výsledek interpolace s využitím hodnot v prvních dvou řádcích.	52
5.6	Okrajové ztemnění pro vybraná $\mu$ a $\lambda$ . Převzato z [20]. Třetí řádek je výsledek interpolace s využitím hodnot v prvních dvou řádcích.	52
5.8	Naměřený signál erupčních jader a z něho pomocí dat v tab 5.7 vypočtená intenzita záření. Hodnoty $I_\nu$ jsou v jednotkách $10^{-6} \text{ erg s}^{-1} \text{ sr}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$ .	52

# Seznam obrázků

1.1	Snímek sluneční fotosféry se skupinami slunečních skvrn a patrnou granulací. Převzato z [2]. . . . .	5
1.2	Snímek sluneční chromosféry s aktivní oblastí. Podlouhlé tmavé útvary jsou filameny. Převzato z [3]. . . . .	5
1.3	Kompozitní snímek sluneční koróny ze zatmění v roce 2009. Zřetelná je osová symetrie koróny. Na levém dolním okraji slunečního disku svítí růžovou barvou chromosféra. Autoři: Miloslav Druckmüller, Peter Aniol. . . . .	6
1.4	Seismické vlny na slunečním povrchu generované erupcí. Převzato z [4] . . . . .	6
1.5	Aktivní oblast AR11944 na snímcích z družice SDO 7.1.2014. Vlevo je snímek oblasti v bílém světle, vpravo je magnetogram. . . . .	8
1.6	Erupce v aktivní oblasti AR11944 dne 7.1.2014. Snímek pořídila družice SDO na vlnové délce 160 nm. . . . .	8
1.7	Vývoj sluneční erupce. Na obr. „a“ je filament, který stoupá vzhůru a způsobuje podtlak a kompresi magnetického pole v prostoru pod ním. Na obr. „b“ je křížkem označeno místo magnetické rekonexe, místa ukotvení magnetických struktur (erupční vlákna) a oblasti, kde se objevují poerupční smyčky (LPS). Plnými čarami jsou nakresleny magnetické siločáry. Převzato z [6]. . . . .	9
1.8	Zjednodušené schéma sluneční erupce s vyznačenými místy, kde probíhají vybrané fyzikální procesy. Převzato z [8]. . . . .	11
1.9	Poerupční smyčka viditelná v čáře $H_{\alpha}$ . Na snímku vpravo jsou vidět tečky označující přibližnou polohu vstupní apertury spektrografu. Časový rozdíl mezi fotografiemi je asi 73 minut. Vyfotografováno během testů měřícího přístroje ve spektroskopické laboratoři dne 19.7.2012. . . . .	14
1.10	Energetické spektrum pořízené při erupci dne 28.10.2003 sondou RHESSI. Červenou barvou je označena termální složka a zelenou barvou netermální složka. Převzato z [11]. . . . .	14
2.1	Erupční spektrum hvězdy AD Leo naměřeno 3.10.2010. Převzato z [14]. . . . .	17
2.2	Modelování slunečního spektra při impulzivní fázi erupce. Modrou barvou je vyznačeno spektrum namodelované bez toho, abychom uvažovali Starkův jev, červenou barvou je vyznačeno spektrum s uvažovaným efektem Starkova jevu. Převzato z [15]. . . . .	17
3.1	Schéma měřícího přístroje. Červenou a oranžovou barvou je nakreslen chod paprsků (oranžová barva značí paprsky s řádově nižší intenzitou), černou barvou jsou nakresleny netransmisní optické členy (zrcadla a vstupní clona), modrou barvou jsou zakresleny transmisní optické členy (čochky, odrazná deska a optické vlákno), růžovou barvou je nakreslen $H_{\alpha}$ filtr, čerchovanou čarou jsou nakresleny osy optických rozhraní. . . . .	19

3.2	1. verze karuselu (2013) se dvěma clonami. Červenou šipkou je vyznačena světelná závora, zelenými šipkami některé díry definující pozice clon. . . . .	20
3.3	2. verze karuselu (2014) se třemi clonami. . . . .	20
3.4	Slit-jaw systém s dalekohledem Coronado PST a kamerou DMK ve spektroskopické laboratoři. . . . .	21
3.5	Snímek první verze selektoru. Vlevo je čelní pohled, vpravo boční pohled. Červenými šipkami jsou označeny šrouby, kterými je možné měnit náklon objímky odrazné desky. Zelenými šipkami jsou označeny aretační šrouby, po jejichž povolení je možné otáčet objímkou odrazné desky kolem optické osy. . . . .	21
3.6	Celostat na dalekohledu HSFA2 se zakrytovanými zrcadly. Dole je první zrcadlo, které se během dne otáčí s celou konstrukcí kolem polární osy vedoucí přibližně z levého spodního rohu obr. do pravého horního rohu. . . . .	22
3.7	Snímek ze SJ zobrazovacího systému v úvodní fázi testování, na kterém je vidět výrazný interferenční vzor. Tečkami je vyznačena přibližná poloha vstupního otvoru clony. . . . .	24
3.8	Snímky ze SJ zobrazovacího systému po instalaci clon s okrajem vyleštěným do optické kvality (dva různé průměry). Na levém snímku je červeně označen odlesk pocházející ze vstupu do optického vlákna. . . . .	24
3.9	Snímek druhé verze (2014) selektoru a jeho upevnění v ohniskové rovině dalekohledu HSFA2. Selektor je posazený na optické lavici zabudované ve zdi. Na levém obr. je čelní pohled, na pravém obr. boční pohled. . . . .	26
4.1	Základní ovládací panel softwaru pro práci s daty ze spektrometru HR4000. . . . .	29
4.2	Neupravené spektrum v rozsahu 350 - 400 nm. . . . .	31
4.3	Upravené spektrum v modulu Simulator v rozsahu 350 - 400 nm. Modrou barvou je vyznačena maximální úroveň signálu, pokud by se vlivem seeingu do vstupní apertury dostaly i jiné aktivní oblasti Slunce. Vstupní parametry: Aktivní oblast: 30 %, nárůst intenzity: 80 %, apertura: 10 mm, seeing: 5". . . . .	31
4.4	Nahoře: Definice spektrálních kanálů balmerovské kontinuum a Hrana Balmerovy série. Dole: Definice spektrálních kanálů CaK, CaH a C391. Zeleně jsou znázorněny body mimo zmíněné spektrální kanály. . . . .	32
4.5	Histogram poměru intenzit ve spektrálních kanálech balmerovské kontinuum a C391 pro sadu 500 měření, kde 30 z nich bylo upraveno podle specifikace uvedené v popisku obr. 4.6. Je zřetelný druhý peak kolem hodnoty 0,191. . . . .	35
4.6	Záznam spektra v úseku 350 - 365 nm. Zelenou barvou je zobrazeno originální spektrum, červenou barvou je spektrum, ve kterém byla v úseku spektrálního kanálu balmerovské kontinuum provedena korekce spočívající ve zvýšení signálu pixel po pixelu s náhodným faktorem o 1 - 3 % původní hodnoty. . . . .	36



4.7	Spektrální záznam obsahující 500 měření a zobrazující úroveň spektrálních kanálů balmerovské kontinuum a C391. Zelenou barvou jsou znázorněna originální měření, červenou barvou je znázorněno 30 měření upravených podle specifikace uvedené v popisku obr. 4.6. . . . . .	36
5.1	Test měřícího přístroje zaměřený na ověření správného chodu dalekohledu. Modrou barvou je vyznačena úroveň spektrálního kanálu $H_{\delta}$ , červenou barvou CaK a zelenou barvou balmerovské kontinuum. Pro všechny kanály platí, že jejich úrovně vynásíme vzhledem k úrovni kanálu Celková intenzita. . . . .	38
5.2	Měření posunu spektrální čáry CaH v závislosti na pozici slunečního disku na vstupní apertuře. Černou barvou je znázorněn spektrální záznam z centra disku, modrou barvou z východního okraje disku a červenou barvou ze západního okraje disku, zelenou barvou je nakreslena křivka fitovaná na spektrální záznam z centra disku v rozsahu 396,74 až 397,05 nm. . . . .	41
5.3	Měření tvaru spektra v závislosti na výšce Slunce nad obzorem. Jako parametr určující tvar spektra jsme použili poměr mezi spektrálními kanály balmerovské kontinuum a C391. . . . .	41
5.4	Záznam sluneční aktivity dle měření družice GOES v období 9. 6. - 11. 6. 2014. . . . .	43
5.5	Záznam sluneční aktivity dle měření družice RHESSI v období během erupce dne 11. 6. 2014. . . . .	43
5.6	Aktivní oblast AR12087 na snímcích z družice SDO 11. 6. 2014. Vlevo je snímek fotosféry ve viditelném oboru (9:06:10 UT), vpravo je magnetogram (9:00:00 UT). . . . .	44
5.7	Aktivní oblast AR12087 na snímcích ze slit-jaw kamery během měření 11. 6. 2014. Světlý kroužek je odrazem okraje vstupní apertury na selektoru. . . . .	44
5.8	Analýza erupce v aktivní oblasti AR12087 ze dne 11. 6. 2014. Vlevo nahoře je světelná křivka kanálu balmerovské kontinuum, vpravo nahoře světelná křivka stejného kanálu vztažená k hodnotě kanálu C391. Uprostřed vlevo je histogram hodnot poměrů mezi kanály balmerovské kontinuum a C391 a uprostřed vpravo korelační graf mezi těmito kanály. Vlevo dole je záznam SXR a HXR toku z družice GOES a vpravo dole celkový spektrální záznam erupce. . . . .	45
5.9	Analýza snímků erupce v aktivní oblasti AR12087 ze dne 11. 6. 2014. Nahoře je časový vývoj středních hodnot na snímcích ze slit-jaw kamery, uprostřed je vývoj maximálních hodnot a dole je vývoj počtu obrazových bodů s hodnotami alespoň 20 ADU. . . . .	46
5.10	Nárůst intenzity v závislosti na vlnové délce během erupce v aktivní oblasti AR12087 dne 11. 6. 2014. V levém sloupci je naměřené spektrum, od něhož bylo odečteno spektrum získané na začátku měření, v pravém sloupci je potom tento graf vydělen spektrem získaným na začátku měření. V prvním řádku je spektrum v čase 08:46:03 UT, ve druhém řádku 08:50:00 UT, ve třetím řádku 09:04:32 UT, ve čtvrtém řádku 09:09:30 UT. . . . .	47

5.11	Výpočet plochy, která generuje zvýšený tok během erupce dne 11. 6. 2014. Levý snímek byl pořízen v čase 09:04:32 UT, pravý v čase 09:09:30 UT. Červeně je označena plocha, kde byl naměřen signál minimálně dvakrát vyšší, než jaká je střední hodnota na snímku. . . . .	49
5.12	Snímky erupcí v aktivní oblasti AR12087 ze dne 10. 6. 2014. Vlevo je snímek pořízený v čase 11:45:39 UT, vpravo 12:49:54 UT. Druhý řádek ukazuje oblasti, které jsme vyhodnotili jako aktivní. . . . .	49
5.13	Analýza erupcí třídy X2,2 (vlevo) a X1,5 (vpravo) v aktivní oblasti AR12087 ze dne 10. 6. 2014. V prvním řádku je histogram hodnot poměrů mezi kanály balmerovské kontinuum a C391, ve druhém řádku korelační graf mezi těmito kanály, ve třetím řádku časový vývoj poměrů mezi nimi a ve čtvrtém řádku záznam SXR a HXR toku z družice GOES. . . . .	50
5.14	Nárůst intenzity v závislosti na vlnové délce během erupce v aktivní oblasti AR12087 dne 10. 6. 2014. V prvním řádku je naměřené spektrum, od něhož bylo odečteno spektrum klidného Slunce, ve druhém řádku je potom výsledné spektrum vyděleno spektrem klidného Slunce. V levém sloupci je spektrum první erupce v čase 11:44 UT, v pravém sloupci je spektrum druhé erupce 12:50 UT. . . . .	51
5.15	Vzor doporučené adresářové struktury pro ukládání dat. . . . .	64

# Seznam použitých zkratek

CME - Coronal mass ejection - Výron koronální hmoty  
SXR - Soft X-ray - spektrální obor 0,1 - 0,8 nm  
HXR - Hard X-ray - spektrální obor 0,05 - 0,4 nm  
GOES - Geostacionary Orbiting Environmental Satellites - sonda pro výzkum Slunce  
RHESSI - Reuven Ramaty High Energy Solar Spectroscopic Imager - sonda pro výzkum Slunce  
SDO - Solar Dynamics Observatory - sonda pro výzkum Slunce  
SOHO - Solar and Heliospheric Observatory - sonda pro výzkum Slunce  
LPS - Loop Prominence System  
UV - Ultraviolet - spektrální obor 1 - 400 nm  
CGS - centimetr, gram, sekunda - systém fyzikálních jednotek  
HSFA - Horizontal Sonnen Forschungs Anlage - Horizontální zařízení pro sluneční výzkum  
DIS - Dual-Imaging Spectrograph  
NMSU - New Mexico State University  
ARC - Astrophysical Research Consortium  
SJ - Slit-Jaw  
FPS - Frames Per Second - počet snímků za sekundu  
S - south - jih  
E - east - východ

# Seznam použité literatury

- [1] STIX, M. *The Sun, 2002, Springer.*
- [2] ARCHIV DRUŽICE SOLAR DYNAMICS OBSERVATORY  
<http://sdo.gsfc.nasa.gov/gallery/main/>
- [3] WEBOVÝ ARCHIV FIRMY MEADE INSTRUMENTS  
<http://www.meade.com/>
- [4] KOSOVICHEV, A. G., ZHARKOVA, V. V. *X-ray flare sparks quake inside Sun, Nature, Vol. 393, 317-318.*
- [5] ASCHWANDEN, M. J. *Physics of the Solar Corona, 2005, Springer.*
- [6] HIRAYAMA, T. *Theoretical Model of Flares and Prominences I: Evaporating Flare Model, Solar Physics, Vol. 34, 1974.*
- [7] FLETCHER, L. et al *An Observational Overview of Solar Flares, Space Sci Rev, 2011, Springer.*
- [8] DENNIS, B. R., SCHWARTZ, R. A. *Solar Flares: The Impulsive Phase, IAU, Colloquium on Solar and Stellar Flares, Vol. 121, 75-94.*
- [9] KAWATE, T., NISHIZUKA, N., OI, A., OHYAMA, M., NAKAJIMA, H. *Hard X-Ray and Microwave Emissions from Solar Flares with Hard Spectral Indices, The Astrophysical Journal, Vol. 747, Issue 2, article id. 131, 2012.*
- [10] GRAY, D. F. *Observation and Analysis of Stellar Photospheres, 2005, Cambridge University Press.*
- [11] WEBOVÉ STRÁNKY LEIBNIZ INSTITUTE FOR ASTROPHYSICS POTSDAM  
[http://www.aip.de/groups/osra/english/en\\_rhessi.html](http://www.aip.de/groups/osra/english/en_rhessi.html)
- [12] ŠVESTKA, Z. *Spectral Analysis of Solar Flares, Advances in Astronomy and Astrophysics, Vol. 3, 119-237.*
- [13] FOUKAL, P. V. *Solar Astrophysics, 1990, John Wiley & Sons, Inc..*
- [14] KOWALSKI, A. F. *Time-Resolved Properties and Global Trends in dMe Flares from Simultaneous Photometry and Spectra, 2012, University of Washington.*
- [15] KOWALSKI, A. F., ALLRED, J. C., CARLSSON, M., HAWLEY, S. L., HOLMAN, G. D., MATHIOUDAKIS, M., OSTEN, R. A., UITENBROEK, H. *The Atmospheric Response to High Fluxes of Nonthermal Electrons during M Dwarf Flares, American Astronomical Society, 2014.*
- [16] KOTRČ, P. *The modernized horizontal spectrograph at the Ondřejov observatory, Cent. Eur. Astrophys. Bull., Vol. 1, 2008.*
- [17] DENNIS, B. R., EMSLIE, G. A., HUDSON, H. S. *High-Energy Aspects of Solar Flares: Overview of the Volume, http://arxiv.org/pdf/1109.5831v1.pdf*

- [18] TAYLOR, P. O. *Observing The Sun, 1991, Cambridge University Press.*
- [19] HEINZEL, P., KLEINT, L. *Hydrogen Balmer Continuum in Solar Flares Detected by the Interface Region Imaging Spectrograph (IRIS), Astrophysical Journal, 2014.*
- [20] ALLEN, C. W. *Astrophysical Quantities, 1976, The Athlone Press.*
- [21] ZHARKOVA, V. V., KOBYLINSKY, V. A. *The effect of non-thermal excitation and ionization on the hydrogen emission in impulsive solar flares, Solar Physics, Vol. 143, 1993.*

# Příloha

## Průvodce měřením na vysokorychlostním slunečním spektrografu

V následujícím textu si popíšeme, jak je nutné postupovat, aby bylo možné naměřená data bez problémů zpracovat softwarem napsaným v jazyce IDL. Základním předpokladem je jednotná forma dat, kalibrace systémových hodin a dodržování principů pro pojmenování všech datových souborů. Nyní si v bodech ukážeme, jak by se mělo postupovat:

### 1. Synchronizace systémových hodin

Na začátku každého pozorovacího dne je nutné synchronizovat systémové hodiny, protože standardní počítače nedokáží v tomto ohledu pracovat s dostatečnou přesností. Tento úkol je naprosto nezbytný, pokud pro ukládání naměřených spekter používáme jiný PC než pro ukládání snímků ze SJ kamery.

### 2. Vytvoření adresářové struktury

V adresáři, kam spektra ukládáme, vytvoříme složku s názvem kódujícím den (RRMMDD), a v ní dvě další složky „SPECTRUM“ a „SJ“. Ve složce „SPECTRUM“ vytvoříme složky „FLAT“, „DARK“ a složku s názvem první aktivní oblasti, kterou se chystáme měřit. Doporučená adresářová struktura je v grafické podobě na Obrázku 5.15.

### 3. Pořízení snímků typu DARK

Tato spektra je nejvhodnější pořizovat se zavřenou roletou tak, aby do spektrometru nevstupovalo žádné světlo. K získávání spektrálních dat používáme program SpectraSuite. Pozor - v případě pořizování spekter typu DARK musí být vypnutá funkce „Electric Dark Correction“ v horním ovládacím panelu. Pro ukládání jakýchkoliv spekter vždy používáme dialogové okno „Save Spectrum“, které vyvoláme například stiskem kláves CTRL+ALT+S, a jako „File Type“ zvolíme „Tab Delimited“. V případě ukládání jakýchkoliv spekter napíšeme do kolonky „Base File“ expoziční dobu spektra, „Padding Digits“ obvykle nastavíme na hodnotu 5, požadujeme zastavení měření např. po 50 scanech a data ukládáme do adresáře „DARK“, který jsme vytvořili dříve. Před zadáním další sekvence, kterou chceme ukládat, je třeba tu předchozí zrušit v dialogovém okně, které vyvoláme stisknutím kláves CTRL+S a tlačítka „Terminate all“. Doporučuje se hned na začátku měření vytvořit všechny sady spekter typu DARK, které budeme pro daný den potřebovat. Sady se liší expoziční dobou - v létě nám budou stačit sady s expozičními dobami: 15 ms, 20 ms, 25 ms, 30 ms, 35 ms a 40 ms.

### 4. Pořízení snímků typu FLAT

Pro pořizování těchto dat platí stejná pravidla jako pro snímky typu DARK. Nikdy nezapomeneme zkontrolovat, že funkce „Electric Dark Correction“ je před pořizováním těchto snímků vypnutá a nikdy je nesmíme před měřením opět zapnout! Toto je největší chyba, které se pozorovatel může dopustit.

Pokud se to stane, vadná data je třeba smazat a začít danou sadu znovu. Snímky typu FLAT pořizujeme vždy před začátkem měření, dále pak při každé změně sledované aktivní oblasti, nejpozději však po každé hodině měření. Před exponováním těchto snímků zaměříme dalekohled na klidnou část slunečního povrchu nedaleko aktivní oblasti, kterou se chystáme sledovat. Dbáme přitom na to, abychom měřili na pozici, která má přibližně stejnou vzdálenost od středu slunečního disku jako aktivní oblast. Data ukládáme do adresáře „FLAT“ s názvem obsahujícím expoziční dobu a velké písmeno označující pořadí sady, která byla v daný den pořizena. Např. 25msC00001.txt je soubor náležící ke třetí sadě daného dne s expoziční dobou 25 ms.

#### 5. Zprovoznění SJ kamery

Pro záznam snímků ze slit-jaw kamery používáme program iCap. Po inicializaci kamery zkontrolujeme, zda dostáváme signál s kadencí 20 FPS, zda je obraz vycentrovaný a zda je vhodně zvolená expoziční doba (v létě typicky 1/30 s). Může se stát, že se po krátké době (cca 10 s) obraz „zasekne“, což je možné řešit odpojením a připojením kamery k PC, někdy je nutné řešit restartováním PC. Stejným způsobem postupujeme, pokud získáváme obraz s obnovovací frekvencí pouze 15 FPS nebo nezískáváme obraz vůbec. Způsob záznamu by měl být „RGB24“. Pokud se popsané problémy objeví, pak to bude pravděpodobně jen na začátku měření. Pokud je vše v pořádku, klikneme na ikonu ozubeného kolečka (Image Sequence Settings), kde nastavíme parametry záznamu snímků. Pro jejich ukládání vybereme adresář „SJ“, který jsme již vytvořili v jednom z předchozích kroků. Zde je také vhodné zkontrolovat, že časový interval mezi uloženými snímky bude 1 s. Menší hodnotu není možné nastavit, pokud nemáme zájem ukládat všechny dostupné snímky. V takovém případě by ale množství ukládaných dat bylo příliš velké. Pokud dojde k erupci, můžeme zvýšit kadenci ukládaných snímků tak, že na horní liště zvolíme obnovovací frekvenci např. 5 FPS a interval mezi snímky nastavíme na nulu. V takovém případě se zvýší počet ukládaných snímků, ale nikoliv na 20 FPS, což by bylo zbytečně mnoho. Nakonec klikneme na ikonku hodin (Automated Sequence Timer), zobrazí se malé dialogové okno, které nám umožní spustit a zastavit ukládání snímků. Vidíme v něm také dobu, za kterou bude uložen další snímek, jeho název a interval, ve kterém se snímky ukládají.

#### 6. Měření aktivní oblasti

Nyní již můžeme přistoupit k měření aktivní oblasti. Po nastavení aktivní oblasti, kterou chceme měřit, do vstupní apertury spektrografu, určíme vhodnou integrační dobu tak, aby oblast od 400 do 440 nm nebyla přeexponovaná (typické hodnoty dosahují max. 8000 ADU, aby nebyly přeexponované případné emise v čarách, a zároveň musíme mít pro danou expoziční dobu připravenou sadu typu DARK - pokud ji nemáme, vytvoříme ji podle kroku 3) a zadáme měřící sekvenci stisknutím CTRL+ALT+S (stejný postup jako v kroku 3). Zkontrolujeme, že funkce „Electric dark correction“ je zapnutá a do kolonky „prefix“ zadáme expoziční dobu, velké písmeno označující sadu snímků FLAT vztahujících se k tomuto měření a podtržítko (-). Podtržítko je symbol, který se nesmí vyskytovat v žádné jiné části adre-

sy vedoucí k souborům, protože software pomocí tohoto symbolu vygeneruje podle prvního a posledního souboru sady názvy všech ostatních souborů, a přitom roztrhne název prvního souboru právě v místě, kde je podtržítka. V případě, že by jich v adrese bylo více, software by již nedokázal správně složit názvy všech souborů sady. V adresách by se také neměly objevovat mezery (space). Pro standardní měření nastavíme položku „Between saved scans, wait at least“ na 50 ms, „Padding Digits“ na hodnotu 6. Pro data, která budeme ukládat, vytvoříme složku v adresáři, jež označuje vybranou aktivní oblast, a pojmenujeme ji čtveřicí čísel označujícími čas zahájení měření v UT. Po stisknutí tlačítka „Accept“ se již začínají ukládat data. Zkontrolujeme, že tomu tak je a zkontrolujeme, že se také ukládají snímky ze SJ kamery a že funkce „Electric dark correction“ je zapnutá.

## 7. Ukončení měření

Každá sada se v programu SpectraSuite ukončuje stisknutím kláves CTRL+S a stisknutím tlačítka „Terminate all“.

Příklad správného názvu souboru může vypadat například takto:

C:\Data\140619\spectrum\AR12002\0832\30msD\_00128.txt

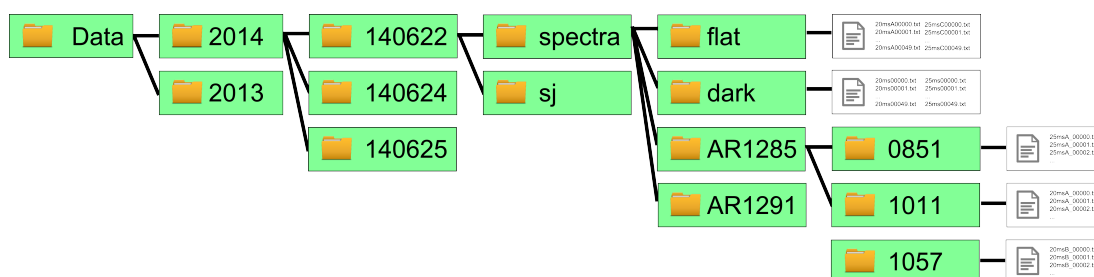
Příklady nesprávného názvu souboru:

C:\Data\140619\spectrum\AR12002\0832\30msD\_01\_00128.txt

C:\Data\140619\spectrum\flare\_0942\flare\_00128.txt

C:\Data\140619\spectrum\AR12002\0832\30msD 01\_00128.txt

Pokud jsou potřebná data uložena ve správném formátu, je možné provést jejich analýzu pomocí modulu Analysis. Před výběrem studovaného spektrálního kanálu můžeme chtít do výpočetního procesu zařadit kód, který vytváří animované video zobrazující v horní části okna spektrální záznam a ve spodní části odpovídající obraz ze SJ kamery. Toto se provede stisknutím tlačítka „Make movie“. Podrobnější popis funkce tohoto modulu je v kapitole 4.



Obrázek 5.15: Vzor doporučené adresářové struktury pro ukládání dat.