

MASARYKOVA UNIVERZITA
PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA
ÚSTAV TEORETICKÉ FYZIKY A ASTROFYZIKY

Bakalářská práce

BRNO 2019

PAVEL STANĚK



MASARYKOVA UNIVERZITA
PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA
ÚSTAV TEORETICKÉ FYZIKY A ASTROFYZIKY



Absolutní kalibrace spektrálního toku z vybrané aktivní oblasti Slunce

Bakalářská práce

Pavel Staněk

Vedoucí práce: Mgr. Maciej Zapiór, Ph.D.

Brno 2019

Bibliografický záznam

Autor:	Pavel Staněk Přírodovědecká fakulta, Masarykova univerzita Ústav teoretické fyziky a astrofyziky
Název práce:	Absolutní kalibrace spektrálního toku z vybrané aktivní oblasti Slunce
Studijní program:	Fyzika
Studijní obor:	Astrofyzika
Vedoucí práce:	Mgr. Maciej Zapiór, Ph.D.
Akademický rok:	2018/2019
Počet stran:	viii + 52
Klíčová slova:	Slunce; spektroskopie; kalibrace; sluneční aktivita; elektromagnetické spektrum; sluneční erupce

Bibliographic Entry

Author: Pavel Staněk
Faculty of Science, Masaryk University
Department of Theoretical Physics and Astrophysics

Title of Thesis: Absolute Calibration of the Spectral Flux from Selected Active Solar Regions

Degree Programme: Physics

Field of Study: Astrophysics

Supervisor: Mgr. Maciej Zapiór, Ph.D.

Academic Year: 2018/2019

Number of Pages: viii + 52

Keywords: Sun; spectroscopy; calibration; solar activity; electromagnetic spectrum; solar flare

Abstrakt

Tato bakalářská práce se zabývá absolutní kalibrací spektrometrů v oblasti viditelného a blízkého infračerveného záření, které se nacházejí na Astronomickém ústavu AV ČR v Ondřejově na Slunečním oddělení. Tato úloha byla vyřešena pro střed slunečního disku. Spektra pro střed slunečního disku byla pořízena v říjnu 2018. Teoretická část se zabývá spektroskopií, Sluncem a přístrojem OCAS-LBV, jehož jsou tyto spektrometry součástí. V praktické části je popsána metodika kalibrace a výsledky.

Abstract

In this thesis I focus on the absolute calibration of spectrometers in visible and near infrared radiation. These are located in Solar Department of Astronomical Institute of the Czech Academy of Sciences in Ondřejov. This task was successfully completed for the center of the solar disk. The spectra for the solar center were measured in October 2018. In the theoretical part of my work I concentrate on the spectroscopy, the Sun itself and the OCAS-LBV device, which the spectrometers are part of. In the practical part of this thesis I explain the method of calibration and the results.



ZADÁNÍ BAKALÁŘSKÉ PRÁCE

Akademický rok: 2017/2018

Ústav: Ústav teoretické fyziky a astrofyziky

Student: Pavel Staněk

Program: Fyzika

Obor: Astrofyzika

Ředitel Ústavu teoretické fyziky a astrofyziky PŘF MU Vám ve smyslu Studijního a zkušebního řádu MU určuje bakalářskou práci s názvem:

Název práce: Absolutní kalibrace spektrálního toku z vybrané aktivní oblasti Slunce

Název práce anglicky: Absolute calibration of the spectral flux from selected active solar regions

Oficiální zadání:

Projekt je zaměřen na vypracování nové metodiky pro kalibraci nového přístroje vyvinutého a instalovaného v Astronomickém ústavu ČAV v Ondřejově. Student s pomocí kalibračních pozorování ze středu slunečního disku určí závislost kalibračního koeficientu jako funkci s vlnové délky a následně i obecné polohy na slunečním disku. Kalibrační funkce se může měnit s výškou Slunce nad obzorem. Záleží na propustnosti zemské atmosféry a jiných lokálních podmínkách. Pro výpočet funkcí student použije data z referenčního atlasu slunečního spektra a vztahů z *Astrophysical Quantities* (Allen). Vypočítanou funkci aplikuje na vybraná vědecká data.

Literatura:

Allen's astrophysical quantities. Edited by Arthur N. Cox. 4th ed. New York, N.Y.: Springer-Verlag, 2000. xviii, 719. ISBN 038795189X.

JANÍK, Jan. *Spektroskopie - mocný nástroj astrofyziky*. 2014.

JANÍK, Jan. *Spektroskopie od hranolu k HARPSu*. 2011.

Jazyk závěrečné práce: čeština

Vedoucí práce: Mgr. Maciej Zapiór, Ph.D.

Konzultant: RNDr. Pavel Kotrč, CSc.

Datum zadání práce: 24. 11. 2017

V Brně dne: 28. 11. 2017

Souhlasím se zadáním (podpis, datum): 22. 7. 2018

Pavel Staněk
student

Mgr. Maciej Zapiór, Ph.D.
vedoucí práce

prof. Rikard von Ungé, Ph.D.
ředitel Ústavu teoretické fyziky a
astrofyziky

Poděkování

Na tomto místě bych chtěl poděkovat svému školiteli Mgr. Maciejovi Zapiórovi, Ph.D., a konzultantovi RNDr. Pavlu Kotrčovi, Csc., za cenné rady, motivaci, trpělivost a přátelský přístup. Děkuji všem, kteří se podíleli na vývoji přístroje OCAS-LBV, především děkuji paní Wenjuan Liu za skript, který načítá data ve formátu HDF5 v jazyce IDL, a slečně Radce Křížové za vypracování technického popisu přístroje OCAS-LBV. Děkuji svojí sestře Haně Staňkové a RNDr. Janu Janíkovi, Ph.D., za stylistickou a gramatickou kontrolu v průběhu této práce. Děkuji také svojí rodině, kamarádkám a kamarádům, kteří mě při této práci a studiu podporovali.

Prohlášení

Prohlašuji, že jsem svoji bakalářskou práci vypracoval samostatně s využitím informačních zdrojů, které jsou v práci citovány.

Brno 3. ledna 2019

.....
Pavel Staněk

Obsah

Úvod	1
Kapitola 1. Spektroskopie	2
1.1 Historie spektroskopie	2
1.2 Elektromagnetické záření	6
1.2.1 Spojité spektrum	6
1.2.2 Čárové spektrum	7
1.3 Rozklad světla na spektrum	9
Kapitola 2. Slunce	12
2.1 Zdroj sluneční energie	13
2.1.1 Proton-protonový řetězec	13
2.2 Vnitřní stavba Slunce	14
2.3 Fotosféra	15
2.4 Sluneční spektrum	16
2.5 Sluneční skvrny	17
2.6 Chromosféra	18
2.7 Koróna	18
2.7.1 Koronální díry	20
2.7.2 Výrony koronální hmoty	20
2.8 Protuberance	20
2.9 Sluneční erupce	20
2.9.1 Spektra erupcí	22
2.9.2 Klasifikace erupcí	22
Kapitola 3. Ondřejovský coelostat a spektrograf v laboratoři Borise Valníčka .	24
3.1 Coelostat	24
3.2 Pointační dalekohled	25
3.3 Pointační kamera	27
3.3.1 Technický popis a parametry	27
3.4 Image selektor	27
3.5 CCD kamera	29
3.6 Spektrometry	30

Kapitola 4. Získání a zpracování dat	31
4.1 Funkce run_av	35
4.2 Výpočet disperzní křivky	36
4.3 Kalibrace intenzity	41
4.4 Kalibrovaná spektra	46
4.5 Diskuze výsledků	48
Závěr	50
Seznam použité literatury a obrázků	51

Úvod

Spektroskopie je mocným nástrojem pro získávání informací o vzdálených hvězdách, ale i pro studium naší mateřské hvězdy Slunce. Toto studium vyžaduje spektrometry, které budou přinášet výsledky ve fyzikálních jednotkách. K tomuto účelu je zapotřebí tyto přístroje kalibrovat. Tématem této práce je kalibrace spektrometrů Slunečního oddělení Astronomického ústavu AV ČR v Ondřejově.

Tento úkol vyžaduje najít koeficienty, jež jsou funkcemi vlnových délek, kterými se pronásobí hodnoty intenzit detekovaných spektrometry. Výsledkem pak budou intenzity ve fyzikálních jednotkách. Tento úkol, ač se může zdát na první pohled snadný, je obtížný z několika důvodů. Vzhled spektra není stálý. Závisí na zemské atmosféře a na tom, z jaké části slunečního kotouče pochází.

Při vypracování kapitoly 1 bylo čerpáno z [1], [4], [6]. Informace z kapitoly 2 byly čerpány z [6], [16], [18], [19], [20]. Kapitola 3 byla vypracována na základě [15] a vlastní práce.

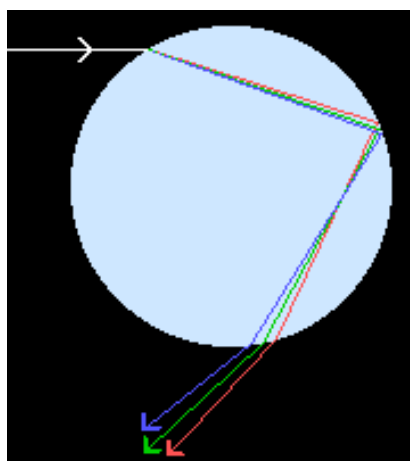
Kapitola 1

Spektroskopie

Spektroskopie je fyzikální obor zabývající se rozkladem světla neboli elektromagnetického záření na jednotlivé vlnové délky tomuto záření odpovídající a jeho pečlivou analýzou. Tato kapitola čtenáře seznámí s historií, která vedla k objevu a uplatnění této fyzikální disciplíny. Budou podány informace o elektromagnetickém záření a o typech elektromagnetických spekter. Na závěr se tato kapitola bude věnovat fyzice rozkladu elektromagnetického záření.

1.1 Historie spektroskopie

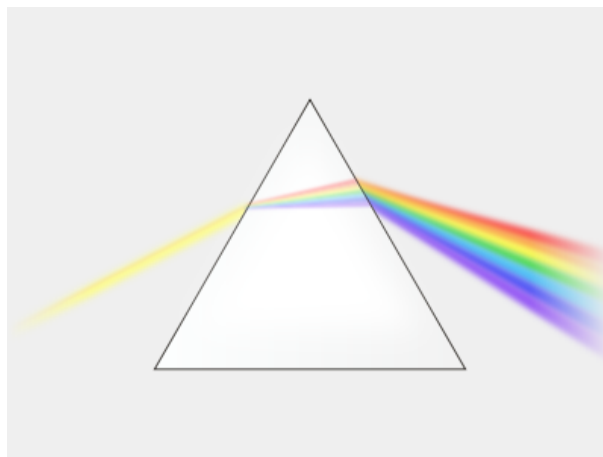
Již od pradávna se lidé pozastavovali nad krásným úkazem, jemuž dnes říkáme duha. Duha, která je pro většinu lidí první a zároveň poslední setkání s elektromagnetickým spektrem, byla vysvětlena roku 1304 Theodorice z Freibergu. Experimentem s nádobou vody kulovitého tvaru ukázal, že duha vzniká lomem a vnitřním odrazem světla na vodních kapkách v atmosféře (obrázek 1.1). Kompletní geometricko-optický popis duhy předvedli René Descartes a Isaac Newton.



Obrázek 1.1: Ilustrace dopadu světla na kapku vody [2].

V 17. století se Jan Marek z Marci zabýval rozkladem světla na hranolu, který můžeme vidět na obrázku 1.2. Newtonovi se dokonce podařilo pomocí druhého hranolu rozložení

světlo z prvního hranolu opět složit do původního bílého paprsku. Bohužel Newton neměl dostatečně dobré podmínky pro to, aby mohl pozorovat tmavé čáry ve slunečním spektru. Kdyby je býval pozoroval, tak by vývoj spektroskopie nemusel více jak 100 let stagnovat. Pokrok přišel s Thomasem Melvillem, který objevil emisní spektrum plamene na začátku



Obrázek 1.2: Rozklad světla na hranolu [3].

18. století. Roku 1800 objevil William Herschel infračervenou část spektra pomocí experimentu s několika teploměry, měřil teploty jednotlivých rozložených barev spektra. Zjistil, že teplota směrem k červené barvě roste, k jeho údivu teplota rostla dokonce i za červenou barvu. Na základě dalších experimentů zjistil, že se toto neviditelné záření pohlcuje, odráží, láme obdobně jako záření viditelné. Obdobným způsobem byla objevena i ultrafialová část spektra Johannem Ritterem, který pozoroval na opačné straně spektra rozpad dusičnanu stříbrného na stříbro.

Tmavé čáry byly nakonec objeveny roku 1802 Williamem Wollastonem, chybně je však považoval za hranice jednotlivých barev. Spektroskopie v pravém slova smyslu započala roku 1814 Josephem von Fraunhoferem, který použil šterbinu a teodolit pro usměrnění slunečního paprsku, který potom nechal dopadnout na hranol. Objevil okolo 600 čar ve slunečním spektru. Tohoto objevu byl schopen díky kvalitě šterbiny a způsobu broušení skla. Jeho hranoly tak byly o několik řádů lepší než ty, které kdy byly k dostání dříve. Do roku 1823 zmapoval a pomocí teorie difrakce změřil vlnové délky 324 spektrálních čar na Slunci. Označil 9 nejvíce výrazných čar nebo skupin čar abecedním písmenem. Tyto čáry jsou dodnes známy jako Fraunhoferovy čáry, viz tabulka 1.1. Při pozorování spekter hvězd si Fraunhofer všiml, že jsou tato spektra oproti Slunci rozdílná ve výraznosti různých spektrálních čar, a nebyl schopen vysvětlit proč.

Sluneční spektrum bylo poprvé vyfotografováno Alexandrem Becquerelem roku 1842 a o dekádu později bylo Jeanem Foucaultem dokázáno, že světlo procházející skrz sodíkový plamen obsahovalo tmavé čáry odpovídající D čarám ve slunečním spektru. Velkým průlomem se stal objev, který učinili Robert Bunsen a Gustav Kirchhoff a je znám jako základní zákon kvantitativní spektroskopie:

Poměr mezi intenzitami vyzařování (emisivita) a absorpcí (pohltivost) pro záření stejných vlnových délek je konstantní pro všechna tělesa, která mají stejnou teplotu.

Čára	λ [nm]	Původ
A	759,4	molekulární kyslík (atmosféra Země)
B	686,7	molekulární kyslík (atmosféra Země)
C	656,3	vodík (H_α)
D1	589,6	sodík
D2	589,0	sodík
E1	527,0	železo
Eb	518,3-516,7	hořčíkový triplet
F	486,1	vodík (H_β)
G	430,8	železo + CH
H	396,8	vápník
K	393,3	vápník
L	382,0	železo
M	373,5	železo
N	358,1	železo

Tabulka 1.1: Fraunhoferovy čáry.

Matematically vyjádřeno:

$$\frac{\epsilon_\lambda(T)}{k_\lambda(T)} = \text{konstanta}, \quad (1.1)$$

kde $\epsilon_\lambda(T)$ a $k_\lambda(T)$ jsou koeficienty emisivity resp. absorpce dané látky na vlnové délce λ a teplotě T . Důsledky tohoto zákona:

- *Vlnové délky záření, jež jsou emitovány látkou, závisí na látce samotné a její teplotě.*
- *Maximum absorpce látky leží ve vlnových délkách, které mají tendenci emitovat záření.*

Bylo také zjištěno, že zářící pevná nebo kapalná látka produkuje spojité spektrum, kdežto plynné látky produkují čárové spektrum. Díky zjištění zákona kvantitativní spektroskopie byly během několika let Kirchhoffem a Bunsenem objeveny nové prvky cesium a rubidium. Kirchhoff taktéž dokázal z D čar existenci sodíku a půl tuctu dalších chemických prvků, včetně železa na Slunci.

V roce 1862 byl na Slunci identifikován vodík Andersem Ångströmem. Poté roku 1864 William Huggins identifikoval pomocí spektroskopie přítomnost vodíku, železa, sodíku a vápníku v atmosférách hvězd. Tato fakta vyvrátila domněnku, že složení hvězd nebude lidstvu nikdy známo. W. Huggins v témž roce, kdy identifikoval složení atmosfér hvězd, také dokázal, že planetární mlhovina je složena z horkého zářícího plynu pomocí zkoumání jejího emisního čárového spektra. Téhož roku rovněž zjistil, že kometa vykazuje také emisní spektrum. Po dobu 2 let pozoroval přes 70 mlhovin, ve třetině případů zjistil emisní čárová spektra a hvězdná spektra ve zbytku případů. Následné pozorování dalších komet mu umožnilo zjistit, že obsahují sloučeniny vodíku a uhlíku. Také pozoroval emisní spektrum, které bylo překryto slabým pozadím slunečního spektra, a ukázal, že kometa odráží světlo stejně dobře, jako ho vyzařuje.

Huggins musel zkonstruovat mnoho zařízení, které mu umožňovaly provádět pozorování. Jedno z jeho vylepšení, které je využíváno ve většině spektrografů dodnes, je možnost produkovat srovnávací spektrum. Toto srovnávací spektrum je produkováno umělým zdrojem světla (v Hugginsově případě to byla elektrická jiskra), u kterého jsou vlnové délky přesně známy a z kterého mohou být vlnové délky spektrálních čar z hvězd porovnávány. Díky tomu, že Huggins mohl měřit vlnové délky spektrálních čar s velkou přesností, byl schopen vyřešit další dříve neřešitelný problém, totiž zjistit složku rychlosti astronomického objektu ve směru pozorování. Tohoto zjištění rychlosti bylo dosaženo skrze posunutí spektrálních čar z jejich normálních pozic prostřednictvím Dopplerova efektu, když se objekt pohybuje k nám nebo od nás. V roce 1868 změřil rychlost ve směru pozorování hvězdy Sirius na $47 \text{ km} \times \text{s}^{-1}$. Huggins byl také průkopníkem v používání fotografií ve spektroskopii, vyvinul spektroskopické metody pro pozorování sluneční chromosféry, protuberancí a koróny. Na základě pozorování spektra novy a výzkum v blízkosti ultrafialové části spektra hvězd je Huggins považován za otce astronomické spektroskopie.

Huggins však nebyl jediným průkopníkem. Herman Vogel také měřil hvězdné radiální rychlosti a v roce 1871 změřil Dopplerův posuv přibližujícího se a vzdalujícího se slunečního okraje, jenž je způsoben rotací Slunce. Toto byl velký úspěch, protože vlnové délky spektrálních čar se mění pouze o 0,003 nm. V roce 1889 Antónie Mauryová objevila, že hvězda Mizar je dvojhvězdou z periodického dvojení čar v jejím spektru, jak se jedna složka přibližovala a druhá vzdalovala. Brzy poté Vogel ukázal, že Algol je také dvojhvězdou, což bylo i dlouho očekáváno na základě změn jasností. Tuto domněnku potvrdily cyklické posuvy vlnových délek spektrálních čar ve spektru.

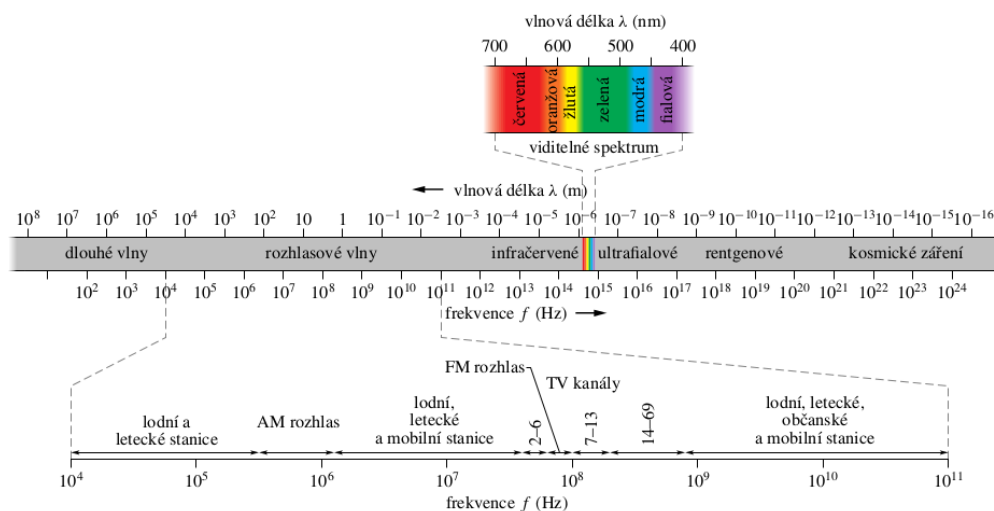
Norman Lockyer v roce 1869 předpověděl existenci v té době neznámého prvku z přítomnosti jistých spektrálních čar ve slunečním spektru. Tento nový prvek byl pojmenován helium. Obdobnou metodou byly předpovězeny i prvky coronium z neznámých čar ve sluneční koruně a nebulium z čar mezihvězdných mlhovin. Nicméně tyto 2 prvky ve skutečnosti neexistují, byly vysvětleny teprve v minulém století. Tyto čáry jsou u coronia způsobeny vysoce ionizovanými atomy a u nebulia zakázanými přechody mezi energiovými hladinami.

V roce 1863 Angelo Secchi přišel s odlišným přístupem k astronomické spektroskopii, zavedl totiž klasifikaci hvězd podle vzhledu jejich spektra. Secchiho klasifikace byla prostá: Typ I – spektra s jedinými viditelnými čarami vodíku (obvykle bílé hvězdy), Typ II – spektra podobná Slunci (obvykle žluté hvězdy), Typ III – spektra s posunutými pásy směrem k červené (obvykle červené hvězdy), Typ IV – spektra s posunutými pásy směrem k fialové (obvykle fialové hvězdy). Tato klasifikace byla brzy rozšířena a hvězdy začaly být řazeny podle počtu čar v jejich spektrech. Ve třídě A byly hvězdy s nejmenším počtem čar v jejich spektru, ve třídě B čar bylo více a takto to pokračovalo. Na konci 19. století se Edward Pickering snažil enormní množství hvězd zařadit do katalogu. Tato práce vyústila v Henry Draper Catalogue, který obsahuje i se všemi následnými rozšířeními informace o 300 000 hvězdných spektrech.

Klasifikace použitá v HD katalogu se s několika úpravami používá dodnes. Klasifikace spekter je na základě povrchové teploty těchto hvězd. Třídy v této klasifikaci jsou O-B-A-F-G-K-M. Hvězdy typu O jsou žhavé a namodralé s typickými teplotami 50 000 K, hvězdy typu M jsou červené s typickými teplotami 2 500 K.

1.2 Elektromagnetické záření

Elektromagnetické záření je příčné elektromagnetické vlnění. Jak znázorňuje obrázek 1.3, známe v dnešní době vskutku široké spektrum elektromagnetických vln.



Obrázek 1.3: Elektromagnetické spektrum [4].

Viditelné světlo, jež si pod pojmem elektromagnetické záření vybaví většina lidí, spadá do poměrně úzkého intervalu vlnových délek 400–700 nm. Půjdeme-li do oblasti menších vlnových délek, dostaneme se do ultrafialové části spektra, dále k rentgenovému záření, to se dělí na měkké (interval vlnových délek 10^{-8} m až 10^{-10} m) a tvrdé (interval vlnových délek 10^{-10} m až 10^{-12} m), poté gama záření. Naopak v oblasti větších vlnových délek se setkáváme s infračerveným zářením, mikrovlnným zářením a poté rádiovým zářením. S těmito typy záření se lidé setkávají zcela běžně, aniž by si to uvědomovali.

Interaguje-li elektromagnetické záření s látkou (při průchodu či odrazu), může dojít k pohlcení určité části elektromagnetického spektra. Podobně je možné, že určitý zdroj elektromagnetického záření vyzařuje pouze v určité části elektromagnetického spektra. V následujícím textu budou podány informace o určitých typech spekter.

1.2.1 Spojité spektrum

Toto spektrum v sobě obsahuje všechny vlnové délky a intenzita záření se v něm pomalu mění. Spojité spektrum produkují rozžhavená pevná, kapalná tělesa nebo žhavý hustý plyn. Zářít tím více, čím více jsou zahřátá. Jistou idealizací jejich záření je záření tzv. absolutně černého tělesa. Absolutně černé těleso je ideální zářič, který zároveň pohlcuje všechno dopadající záření. Hvězdy se v prvním přiblížení chovají jako absolutně černá tělesa. Pokud se absolutně černé těleso zahřeje na určitou teplotu, bude zářit na všech vlnových délkách s různou intenzitou. Maximum intenzity záření přísluší jedné vlnové délce λ_{max} a závisí na povrchové teplotě tělesa T . Tuto skutečnost popisuje tzv. Wienův posunovací zákon:

$$\lambda_{max}T = b, \quad (1.2)$$

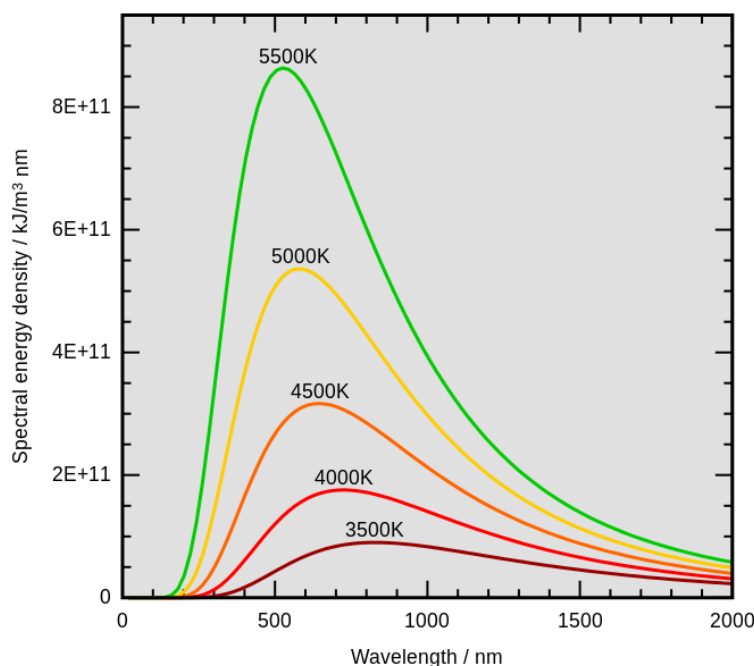
kde b je Wienova konstanta. Roku 1900 Max Planck objevil vztah pro rozdělení energie ve spektru. Podařilo se mu to poté, co učinil předpoklad, že zářivá energie není vysílána spojitě, ale diskrétně po energetických kvantech, jejichž energie je popsána vztahem:

$$E = hf = \frac{hc}{\lambda}, \quad (1.3)$$

kde h je Planckova konstanta, f je frekvence, c rychlost světla, λ vlnová délka. Planck také odvodil vztah pro záření absolutně černého tělesa, jenž se nazývá Planckův vyzařovací zákon. Vyjadřuje množství energie vyzařené jednotkovou plochou tělesa v jednotkovém intervalu frekvencí za jednotku času:

$$B_f(f, T) = \frac{2\pi f^2}{c^2} \frac{hf}{e^{\frac{hf}{kT}} - 1}, \quad (1.4)$$

kde $B_f(f, T)$ je tok záření a k je Boltzmannova konstanta. Průběhy této funkce pro několik teplot můžeme vidět na obrázku 1.4. S těmito znalostmi a s učiněním těchto předpokladů

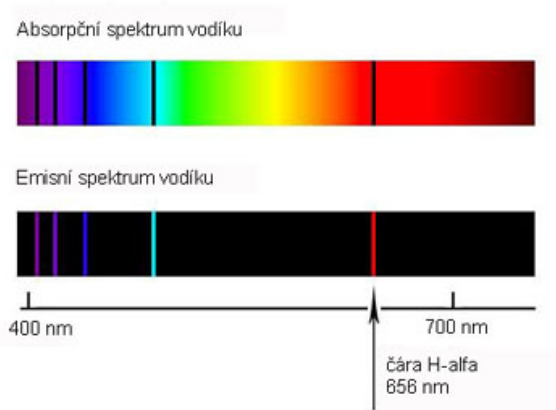


Obrázek 1.4: Planckův vyzařovací zákon [5].

můžou být určovány povrchové teploty hvězd z průběhu jejich spektra.

1.2.2 Čárové spektrum

Čárová spektra produkují plynné látky. Jak už z názvu vyplývá, v čárovém spektru pozorujeme čáry o různých vlnových délkách, viz obrázek 1.5. Tyto čáry mohou být buď světlé na tmavém pozadí (emisní čárové spektrum), nebo tmavé na světlém pozadí (absorpční čárové spektrum). Emisní spektrum vyzařují plyny, pakliže jsou zdrojem záření. S absor-



Obrázek 1.5: Emisní a absorpční spektrum vodíku [7].

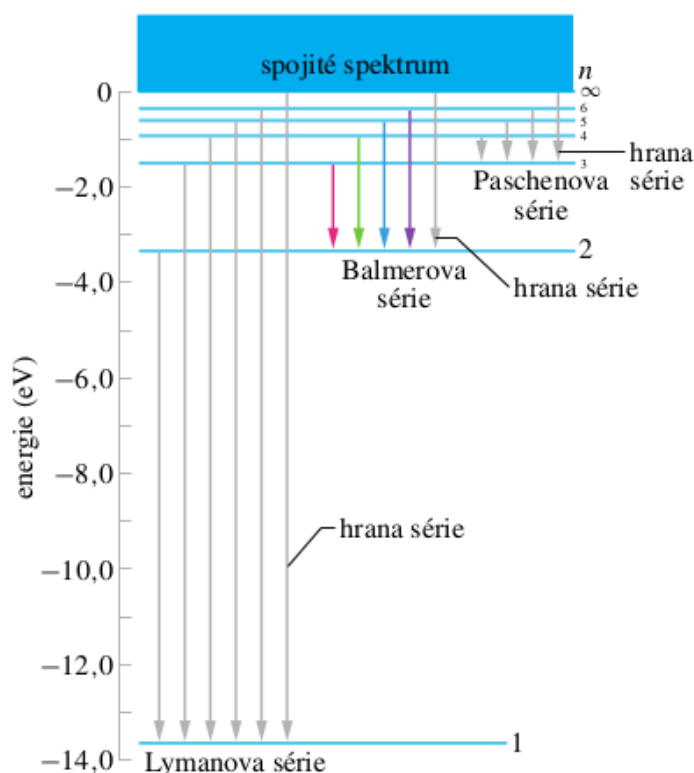
pčním spektrem se v astrofyzice setkáváme nejčastěji, vzniká při průchodu záření plynem, který určité části záření pohltí, a tudíž po nich zbydou tmavé čáry.

K objasnění vzniku čárového spektra bude muset být na pomoc zavolána kvantová mechanika. Vysvětlení bude podáno na nejjednoduším a zároveň nejzastoupenějším prvku ve vesmíru – vodíku. Atom vodíku se skládá z protonu, který tvoří jádro tohoto atomu, a elektronu, jenž se nachází poblíž tohoto jádra. Elektron v tomto vázaném stavu může nabývat pouze určitých, přesně definovaných energiových hodnot.

Je-li elektron na nejnižší energiové hladině, říká se, že je v základním stavu, jeho hlavní kvantové číslo n nabývá hodnoty 1. Aby se mohl dostat na vyšší energiovou hladinu, musí získat energii ΔE , která odpovídá rozdílu energií E_n nižšího a E_v vyššího energiového stavu. Tomuto procesu se říká excitace a děje se tak, když elektron absorbuje foton o potřebné vlnové délce, podle upraveného vztahu 1.3:

$$\lambda = \frac{hc}{\Delta E} = \frac{hc}{E_n - E_v}. \quad (1.5)$$

Po excitaci se elektron může samovolně opět dostat na nižší energiovou hladinu vyzářením fotonu o určité vlnové délce dle vztahu 1.5. Na obrázku 1.6 jsou znázorněny energetické hladiny atomu vodíku. Přechody mezi hladinami s $n = x$ a $n > x$ nesou své názvy podle svých objevitelů. Pro tuto práci stojí za podrobnější popis přechody mezi hladinami s $n = 2$ a $n > 2$. Přechody mezi těmito hladinami se označují jako Balmerova série. Spektrální čáry, jež vyvolávají přechody v Balmerově sérii jsou ve viditelném oboru elektromagnetického spektra. Spektrální čára vyvolaná přechodem mezi $n = 2$ a $n = 3$ se nazývá $H\alpha$, mezi $n = 2$ a $n = 4$ $H\beta$ a takhle se s označováním pokračuje, teoreticky až k hodnotě $n = \infty$. Tato tzv. hrana Balmerova kontinua, kde $\lambda = 364,6$ nm, je způsobena ionizací (absorpční spektrum) či rekombinací elektronu (emisní spektrum), který se stává volným či vázaným. Obdobným způsobem se chovají i atomy složitějších prvků. Plyn tvořený určitým prvkem tedy absorbuje záření o specifických vlnových délkách, což má za následek vznik spektrálních čar a umožňuje nám studium jeho složení.



Obrázek 1.6: Energové hladiny atomu vodíku [4].

1.3 Rozklad světla na spektrum

Lom světla na rozhraní dvou optických prostředí o indexech lomů n_1 a n_2 popisuje Snellův zákon:

$$n_1 \sin \alpha_1 = n_2 \sin \alpha_2, \quad (1.6)$$

kde α_1 je úhel od kolmice rozhraní dvou prostředí s indexem lomu n_1 a α_2 je úhel od kolmice rozhraní dvou prostředí s indexem lomu n_2 .

Index lomu tenkého optického prostředí kromě vakua však není univerzální konstantou, ale mění se pro různé vlnové délky. Dochází tedy k tzv. disperzi světla, což je rozdělení původního bílého paprsku na jednotlivé barvy spektra. Každá barva má jiný úhel odklonu od původního směru – čím větší je vlnová délka barvy, tím je tento úhel menší. Index lomu n pro určité vlnové délky λ popisuje Cauchyho vztah:

$$n = A + \frac{B}{\lambda^2} + \frac{C}{\lambda^4}, \quad (1.7)$$

kde A, B a C jsou materiálové konstanty daného optického prostředí.

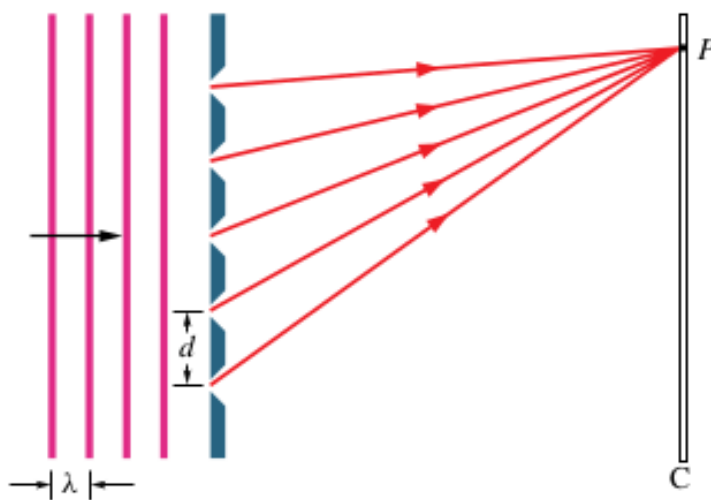
Zákony, jež jsou matematicky popsány vztahy 1.6 a 1.7, nyní dokážou vysvětlit rozklad světla na optickém hranolu. Zde dochází k dvojitému lomu s rozdílnými indexy lomu pro různé vlnové délky.

Ve spektroskopii se pro rozklad světla nejvíce používá difrakční mřížka (obrázek 1.7). Difrakční mřížka je ve své podstatě série mnoha rovnoběžných průchodových štěrbin nebo odrazných vrypů. Ty mají velikost srovnatelnou s vlnovou délkou viditelného světla. Difrakční mřížka funguje na principu vlnové povahy světla, při průchodu mřížkou se každá šterbina stává samostatným zdrojem světla. Tady nastává difrakce neboli ohyb světla a každý paprsek může dopadnout na jakékoliv místo na pozorovacím stínítku. Jestliže dopadnou všechny paprsky na jediné místo se stejnou fází, hovoří se o konstruktivní interferenci a na stínítku, kam potom toto světlo dopadá, se vytvoří obraz. Jestliže paprsky dopadnou na stejné místo, ale jejich fáze se liší, nastane destruktivní interference a na stínítku se tedy nic neobjeví. Rozklad světla na difrakční mřížce je způsoben ohybem světla a následnou interferencí na stínítku.

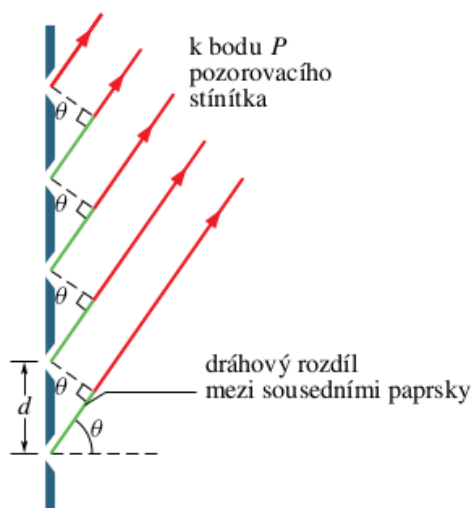
Při průchodu monochromatického světla na obrázku 1.7 se budou interferenční maxima vyskytovat v místech, kde platí vztah:

$$d \sin \theta = m\lambda, \quad (1.8)$$

kde d je vzdálenost sousedních štěrbin, θ je úhel vyznačený na obrázku 1.8, který souvisí s dráhovým rozdílem dvou monochromatických paprsků o vlnové délce λ a m je celé číslo.



Obrázek 1.7: Difrakční mřížka, která obsahuje 5 štěrbin. Funguje na principu interference světla na stínítku C [4].



Obrázek 1.8: Paprsky jdoucí ze štěrbin difrakční mřížky k bodu P na stínítku [4].

Kapitola 2

Slunce

Slunce bylo středem zájmu člověka již od pradávna. Představy o jeho původu a podstatě byly rozmanité. Ve starověku bylo označováno dokonce za božstvo. Již dlouho je známo, že Slunce je naše mateřská hvězda, jejíž stáří se odhaduje na 4,6 miliard let. Je to hvězda spektrální třídy G2V. Některé její charakteristiky jsou uvedeny v tabulce 2.1.

povrchová teplota:	5779 K
hmotnost:	$1,99 \cdot 10^{30}$ kg
střední vzdálenost:	$1,50 \cdot 10^{11}$ m
střední poloměr:	$6,96 \cdot 10^8$ m
střední zářivý výkon:	$3,84 \cdot 10^{26}$ W
absolutní hvězdná velikost:	4,75 mag
pozorovaná hvězdná velikost:	-26,82 mag

Tabulka 2.1: Charakteristiky Slunce – hodnoty převzaty a zaokrouhleny na 2 desetinná místa z [6].

Slunce, jakožto i ostatní hvězdy, je tvořeno ionizovaným plynem, kterému se říká plazma. Téměř 3/4 chemického složení připadá na vodík, zbylá 1/4 připadá na helium a velmi nepatrné množství těžších prvků, například kyslík, uhlík, železo, neon, dusík, křemík, hořčík, síra. V jádru Slunce, kde probíhají termonukleární reakce, je nejvyšší hustota materiálu asi 130 g/cm^3 a teplota okolo 15 milionů K. Tyto 2 fyzikální veličiny směrem k fotosféře klesají. Fotosféra je nejnižší vrstva sluneční atmosféry, nad ní se nacházejí chromosféra a koróna.

Slunečními magnetografy lze pozorovat směr a rozložení magnetického pole. Běžně je pozorováno kvazidipólové magnetické pole s osou dipólu rovnoběžnou s osou rotace o magnetické indukci řádově 10^{-4} T, jeho polarita se mění každých 11 let, což odpovídá tzv. slunečnímu cyklu, což je periodicky se opakující časové období, kdy se mění pravděpodobnost vzniku a výskytu aktivních oblastí na Slunci. V období slunečního maxima se na Slunci tvoří asi 50krát více slunečních erupcí než za slunečního minima. Na Slunci je možné také pozorovat o tři řády silnější lokální magnetická pole. Jde o místa s výskytem slunečních skvrn, v nichž je magnetické pole zesilováno v důsledku konvekce a diferenciální rotace. Ve fotosféře i vyšších vrstvách atmosféry Slunce je možné setkat se s několika projevy jeho aktivity, jež je způsobena magnetickým polem, které se vynořuje na povrch.

Aktivní oblasti, což je souhrnný název pro místa na Slunci, kde se projevují nestacionární děje, mají životnost v řádech dní i měsíců. Časový vývoj aktivních oblastí se projevuje na všech vrstvách sluneční atmosféry. Na počátku vzniku se v aktivní oblasti nejprve objevují flokulová pole, což jsou jasné, relativně malé útvary ve sluneční chromosféře, pozorovatelná ve spektrálních čarách ionizovaného vápníku H a K. V těchto místech se pak objevují skupiny fotosférických slunečních skvrn, dále chromosférické erupce, které vznikají na rozhraní chromosféry a koróny, také aktivní protuberance, jež se dostávají až do koróny. Vše je zakončeno postupným vymizením chromosférického flokulového pole.

2.1 Zdroj sluneční energie

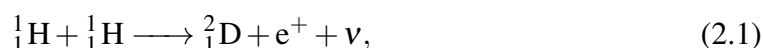
Slunce získává valnou část svojí energie již zmíněnými termonukleárními reakcemi v jádře, kde je teplota nejvyšší a je tedy největší pravděpodobnost spojení lehčích prvků v prvek těžší. Podstatná část energie uvolněné těmito reakcemi je spotřebována na ohřev vnitřních částí hvězdy. Postupně se teplo dostává i do vyšších vrstev hvězdy a udržuje je na téměř konstantní teplotě. Energie uvolňovaná tímto způsobem dokáže Slunce i další hvězdy zásobovat miliardy let.

Ve Slunci konkrétně probíhá syntéza vodíku. Atomy vodíku se postupným sledem několika syntéz přemění na helium a další částice, při kterých platí zákony zachování hmotnosti, náboje, spinu, hybnosti a energie.

2.1.1 Proton-protonový řetězec

Proton-protonový řetězec je nejpravděpodobnější scénář jaderné fúze ve Slunci. Skládá se z několika postupných reakcí, poslední má několik možných scénářů, uvedena tu bude však pouze nejpravděpodobnější pro Slunce.

V prvním kroku proběhne jaderná reakce dvou atomů vodíku na deuterium:



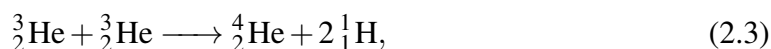
při této reakci se na základě zákonů zachování vytváří neutrino ν a pozitron e^+ . Uvolní se 0,42 MeV energie. Pozitron však po velmi krátké době anihiluje s elektronem, přitom se vyzáří 2 gama fotony a uvolní se 1,02 MeV energie. Celkový energiový zisk prvního kroku je tedy 1,44 MeV.

V druhém kroku se vzniklé deuterium může spojit s dalším atomem vodíku:



což má za následek vznik hélia a gama fotonu. Uvolněná energie má hodnotu 5,49 MeV.

Ve třetím kroku jsou nyní 4 možné reakce. Předchozí 2 kroky se budou opakovat, což má za následek vznik dalšího ${}^3_2\text{He}$. Tyto 2 ionty se mohou sloučit a vyvolat reakci:



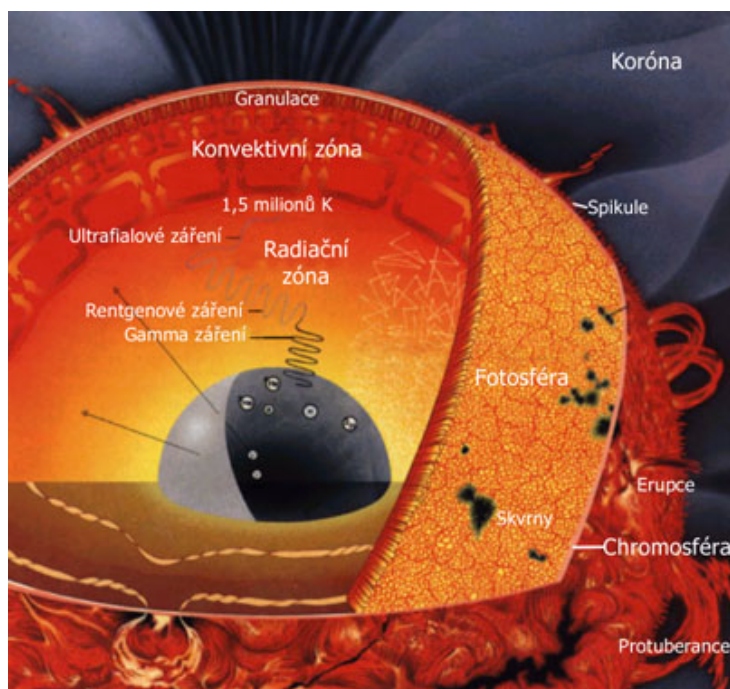
energiová výtěžnost této reakce je 12,86 MeV. Celková energie uvolněná v průběhu těchto 3 kroků je 26,73 MeV.

2.2 Vnitřní stavba Slunce

Základním kamenem Slunce je jeho jádro, které již bylo zmíněno v předcházejícím textu. Jádro má poloměr okolo 175 000 km (asi 25 % slunečního poloměru).

Nad jádrem se pak nachází tzv. zóna zářivé rovnováhy. Ta končí ve vzdálenosti 490 000 km od středu Slunce (asi 75 % slunečního poloměru). Záření z jádra vstupující do této zóny je rentgenové. Teplota zde panující je v řádech milionů K. Průměrná hustota materiálu je zde $1\,400\text{ kg}\times\text{m}^{-3}$. Dominantní mechanismus přenosu energie je v této vrstvě záření. Atomy vodíku a hélia jsou zcela ionizovány, volné elektrony absorbují fotony. Střední volná dráha fotonů je pro tuto neprůhlednou vrstvu přibližně 1 mm. Pohlcováním a vyzářováním fotonů rentgenového záření dochází nejen k postupnému zmenšování energie fotonů, ale i ke zvýšení jejich počtu. Pro představu se z jednoho rentgenového fotonu může stát 25 000 fotonů viditelného záření.

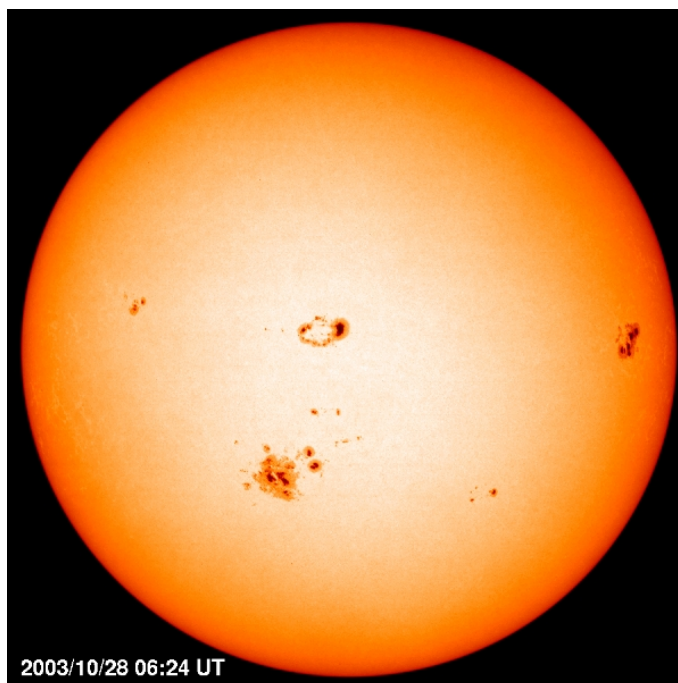
Mezi zónou zářivé rovnováhy a fotosférou se nachází tzv. konvektivní zóna o tloušťce asi 200 000 km. Zde se teplota pohybuje v rozmezí 2 milióny až 6 000 K. Přenos energie zářením je už málo účinný. Studenější plazma se pohybuje směrem ke středu Slunce a ohřátá se pohybuje směrem k povrchu, což způsobuje dobré promíchávání materiálu. Dominantním se v této vrstvě tedy stává přenos prouděním neboli konvekcí. Na obrázku 2.1 je pro ilustraci model vnitřní struktury Slunce i s některými projevy sluneční aktivity a slunečními atmosférami.



Obrázek 2.1: Řez Sluncem [21].

2.3 Fotosféra

Z této nejhustší části sluneční atmosféry, jež je k vidění na obrázku 2.2, k nám přichází 99,9 % veškerého slunečního záření. Tloušťka této vrstvy činí asi 135 km. Ve fotosféře

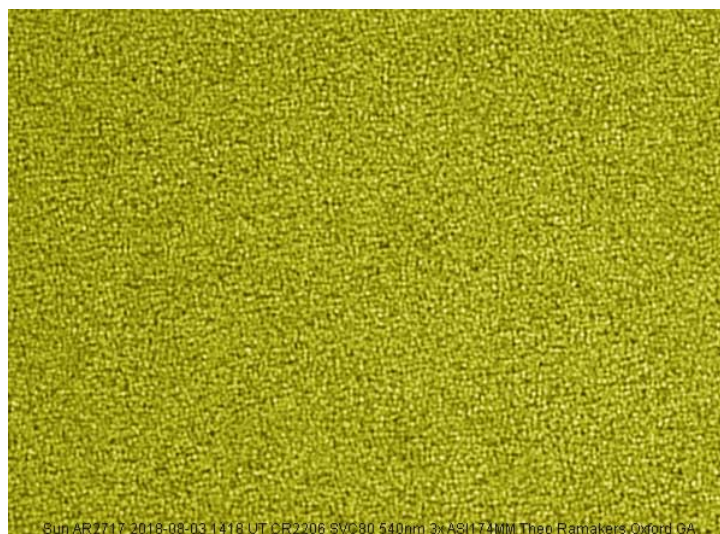


Obrázek 2.2: Fotosféra Slunce ve filtru 6768 \AA . Tato vlnová délka odpovídá spektrální čáře Ni I. Snímek byl pořízen družicí SOHO [8].

vzniká i sluneční spektrum. Těsně pod fotosférou se nachází tzv. konvektivní vrstva, v níž se teplo přenáší konvekci. Tato vrstva připomíná granulaci. Tyto granule, obrázek 2.3, mají velikosti 700–1000 km a jde nejspíše o vrcholky výstupných konvektivních proudů o několik set kelvinů teplejších než okolí. Granulace mají životnost v řádech minut.

S geometrickou výškou ve fotosféře Slunce klesá tlak, teplota a hustota. Fotosféra je stejně jako celá hvězda ve stavu termodynamické rovnováhy, tedy vektory gradientu tlaku a gravitační síly mají stejné velikosti, ale jsou orientovány opačně. Přenos tepla z nitra se zde uskutečňuje zářivou difuzí, tedy pomocí fotonů. Část těchto fotonů uniká do kosmického prostoru. V nejnižší části fotosféry panuje teplota okolo 7 000 K a v nejvyšší části okolo 4 200 K. Důkazem tohoto teplotního rozdílu je okrajové ztemnění slunečního disku. Co se hustoty materiálu týče, je fotosféra poměrně řídká. Střední koncentrace částic je zde 10^{23} částic v m^3 . Pro nejednoho může být překvapující fakt, že hmotnost celé fotosféry je srovnatelná s hmotností vzdušného zemského obalu.

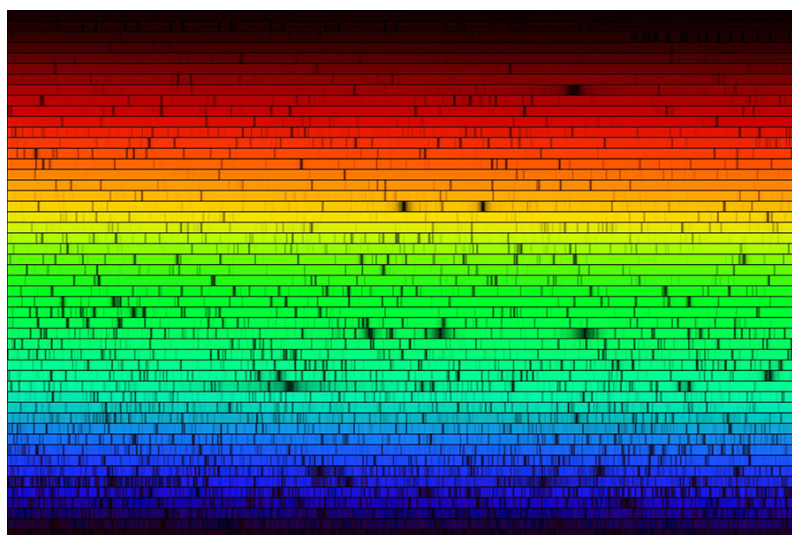
Sluneční fotosféra rotuje, ne však jako tuhé těleso. Tento jev se nazývá diferenciální rotace, části na rovníku rotují vyšší úhlovou rychlostí než části na pólech. Vzhledem k Zemi trvá otočka na rovníku asi 25 dní, zatímco na pólech přibližně 36 dní. Tento jev není doménou pouze Slunce, je pozorován i u jiných plynných těles, například planet.



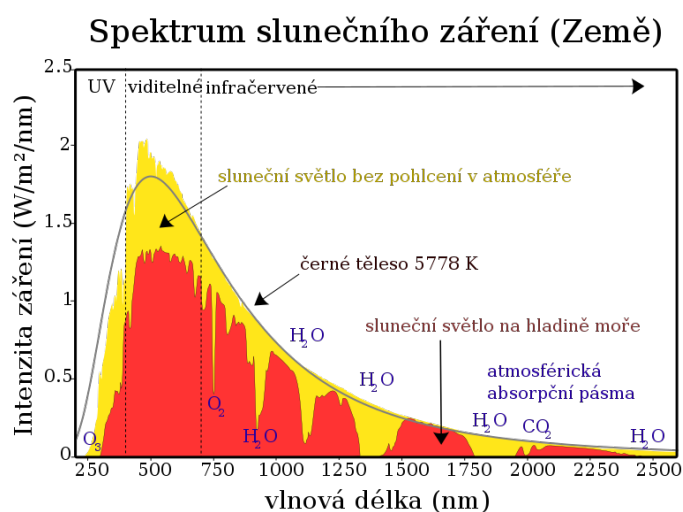
Obrázek 2.3: Granulace ve sluneční fotosféře ve filtru 5400 \AA . Tato vlnová délka odpovídá spektrální čáře Ne I [9].

2.4 Sluneční spektrum

Na obrázku 2.4 je viditelná část slunečního spektra ve vysokém rozlišení. Spektrum bylo pořízeno přístrojem Echelle Spectrograph s rozlišovací schopností lepší než $0,5 \text{ \AA}$. Toto spektrum, jež je typické pro hvězdy spektrální třídy G2, obsahuje vysoké množství spektrálních čar. Výrazné jsou především čáry jednou ionizovaného vápníku, neutrálních kovů a jednoduchých molekul. Maximum intenzity záření leží ve viditelné oblasti světla, což ilustruje obrázek 2.5.



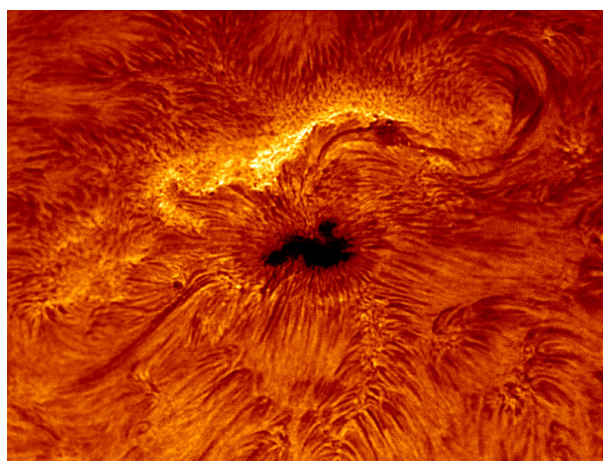
Obrázek 2.4: Viditelná část slunečního spektra [13].



Obrázek 2.5: Závislost intenzity záření na vlnové délce pozorované ze Země. Graf je doplněn zářením absolutně černého tělesa o ekvivalentní teplotě sluneční fotosféry [14].

2.5 Sluneční skvrny

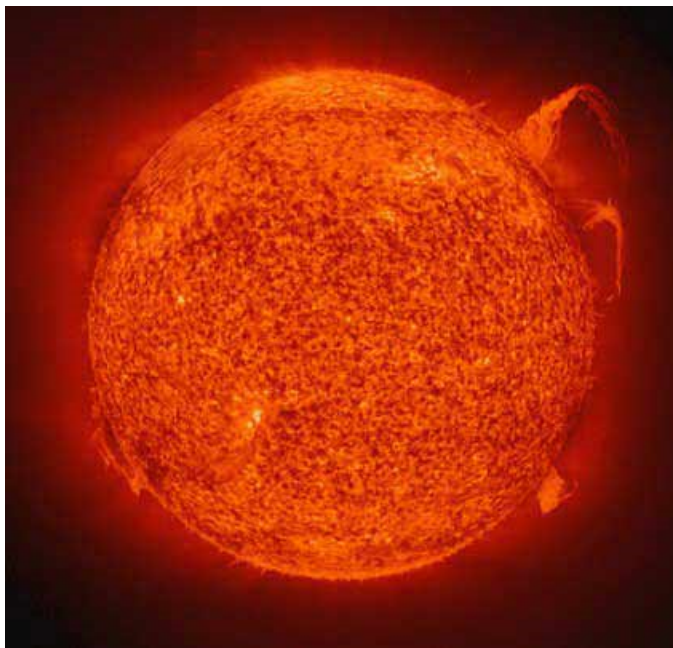
Sluneční skvrny, jež je možno vidět na obrázku 2.6, jsou útvary nacházející se na fotosféře. Tyto rozsáhlé plochy dosahují velikostí 100 až 20 000 km a mají teplotu přibližně o 1 200 K nižší než okolí. Zářívají tedy zhruba o polovinu méně než okolní fotosféra. Co se pokrytí týče, zaujímají 0,0001 až 0,001 plochy slunečního kotouče. Většinou se na nich dá vyzorovat temné jádro, tzv. umbra, a polostínové okolí tohoto jádra, tzv. penumbra. Nižší teplotu slunečních skvrn lze vysvětlit jako důsledek potlačení konvektivního přenosu energie silným magnetickým polem, jež brání postupu horkého elektricky vodivého plazmatu ze spodních vrstev.



Obrázek 2.6: Sluneční skvrna ve filtru $H\alpha$ se spektrálním rozsahem $0,5 \text{ \AA}$ [10].

2.6 Chromosféra

Chromosféra (obrázek 2.7) je vyšší vrstva sluneční atmosféry, jež bezprostředně navazuje na fotosféru. Chromosféru lze při úplných zatměních Slunce pozorovat koronografem či spektrohelioskopem. Její tloušťka je přibližně 10 000 km. Velmi zajímavou charakteristikou chromosféry je inverzní chod teploty, tedy teplota s rostoucí výškou roste od 4 200 K do 10 000 K, očekávatelná je však klesající hustota s rostoucí výškou, obdobně jako u fotosféry. Inverzní chod teploty poukazuje na to, že tato atmosférická vrstva je nějakým způsobem zevnitř vyhřívána. Tento mechanismus přenosu energie musí fungovat tak, že ve vnitřnějších částech chromosféry se téměř neuplatní a účinným bude až v podmínkách nižší hustoty. Možným mechanismem by mohlo být přenášení energie prostřednictvím zvukových či magnetohydrodynamických vln, které se v řídkém prostředí rozpadají a předávají mu svoji energii. Na horní hranici chromosféry lze pozorovat výtrysky, tzv. spikule, ty zasahují až do výšky 6 000 km. K celkovému zářivému výkonu Slunce přispívá jen nepatrně 0,1 %. Na chromosféře se objevují fakulová pole, což jsou oblasti se zvýšenou emisí, v oblastech se zvýšeným magnetickým polem.



Obrázek 2.7: Sluneční chromosféra ve filtru 304 Å. Tato vlnová délka odpovídá spektrální čáře He II. Snímek byl pořízen družicí SOHO [11].

2.7 Koróna

Koróna (obrázek 2.8) je vnější a nejjřidší část sluneční atmosféry. Byla objevena roku 1842. Tehdy si jí astronomové, kteří pozorovali úplné zatmění Slunce, všimli. Byla považována za optický klam či za zezadu osvícenou měsíční atmosféru. O 9 let později se pak podařilo dokázat, že se opravdu jedná o součást sluneční atmosféry. Bylo zjištěno, že tvar koróny souvisí s rozložením slunečních skvrn.



Obrázek 2.8: Sluneční koróna v bílém světle pořízena a zpracována Miloslavem Druckmüllerem. Tento snímek je složený z velkého počtu fotek a zpracovaný autorovým softwarem [12].

Charakteristická hustota koróny je 3×10^{14} částic na m^3 , teplota v ní narůstá až do řádů 10^7 K. Její struktura je mimořádně složitá, nacházejí se zde smyčky, oblouky, koronální díry. Vzhled i vlastnosti koróny jsou určovány magnetickým polem. Z důvodu vysoké teploty je látka, jež tvoří korónu, vysoce ionizována a tedy i velmi dobře elektricky vodivá. Magnetické pole se zde stává neoddělitelnou součástí tohoto materiálu.

Korónu lze pozorovat:

- při již zmíněném úplném zatmění Slunce. Opticky viditelné záření z koróny je velmi slabé, činí asi 10^{-6} výkonu Slunce.
- koronografem se speciálním filtrem, ve kterém koróna nejintenzivněji září.
- v rentgenovém oboru elektromagnetického záření, přesněji řečeno oblasti měkkého rentgenového záření, kde koróna září nejvíce, což je dáno její vysokou teplotou.

Mechanismus ohřevu koróny není dosud zcela objasněn, existuje samozřejmě několik teorií, jedna z nich je již zmíněný transport energie z nižších vrstev Slunce pomocí magnetohydrodynamických vln. Ten je popsán v předchozí podkapitole o chromosféře. Další možné mechanismy ohřevu tento jev vysvětlují uvolňováním energie při drobných erupcích, přepojování magnetického pole nebo s ohřevem prostřednictvím proudových vrstev. Žádný z těchto mechanismů tento problém však nedokáže uspokojivě vysvětlit.

Koróna není jako zbytek hvězdy ve stavu hydrodynamické rovnováhy, to znamená, že není stabilní. Rozpíná se a proniká do vnitřních i vnějších oblastí sluneční soustavy. Tento proud částic, jenž je formován svým i meziplanetárním magnetickým polem, se označuje jako sluneční vítr.

2.7.1 Koronální díry

Koronální díry jsou oblasti koróny, kde jsou magnetické siločáry otevřeny směrem do vnějšího prostoru, tímto směrem může ionizovaný materiál unikat ze Slunce. Nacházejí se v blízkosti magnetických pólů.

2.7.2 Výrony koronální hmoty

Tento název, v anglickém jazyce Coronal Mass Ejection, nesou mohutné výbuchy v koróně, jež vznikají v důsledku přestavby struktury magnetického pole v okolí Slunce. Dochází k nim v průměru jedenkrát denně. Energiově jsou tyto výbuchy srovnatelné s největšími erupcemi. Jsou schopny vysokými rychlostmi katapultovat veškerou látku koróny v určité oblasti.

2.8 Protuberance

Protuberance jsou oblaka plazmatu o hustotách řádově 10^{16} až 10^{17} částic na m^3 a teplotách okolo 4 500 K. Tato oblaka jsou vnořena do koróny a jsou podpírána v prostoru zamrzlým magnetickým polem. V podobě nejrůznějších tvarů, jako například smyček, křídel, pochodní, chocholů, dosahují řádově výšek 10^5 km nad fotosférou. Jejich vzhled je určen strukturou magnetického pole. Jejich rozpad trvá zpravidla několik dní. Protuberance se dělí podle způsobu chování na klidné a aktivní. Klidné protuberance pozorujeme při konci vývoje aktivní oblasti.

2.9 Sluneční erupce

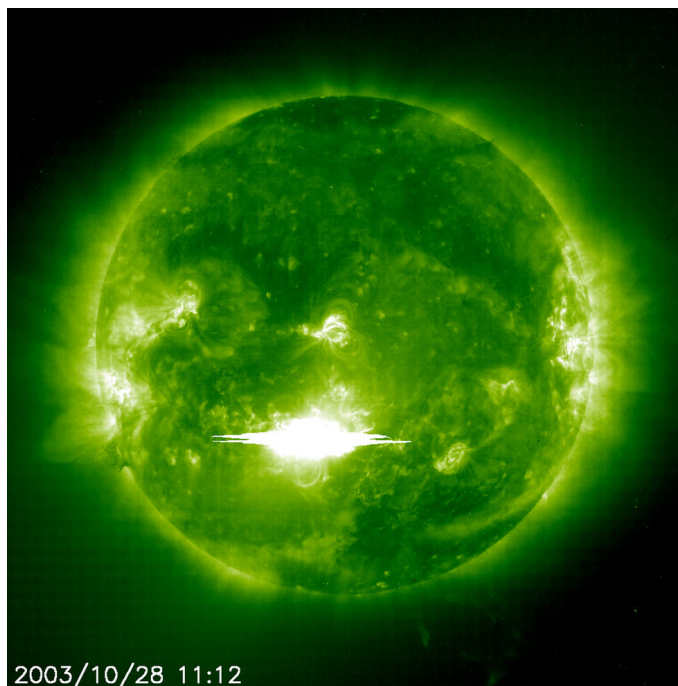
Sluneční erupce jsou náhlá zjasnění na Slunci. Centra erupcí povětšinou vznikají na rozhraní chromosféry a koróny. Jedná se o krátkodobé jevy se značným množstvím efektů, jež je doprovázejí. V místě vzniku erupce dojde k náhlému uvolnění energie. Náhlé a prudké zahřátí řídkého materiálu spodní části koróny způsobí jeho expanzi. Tato expanze se velmi brzy mění v explozi, která vytváří velké rázové vlny. Jak rázová vlna postupuje, tak stlačuje a zahřívá materiál, se kterým přijde do styku. Rázová vlna může někdy dospět až do fotosféry, kde může dojít ke vzniku tzv. bílé erupce.

Vznik bílých erupcí má několik možných scénářů. Jeden vychází z představy elektronových svazků. Tyto svazky pronikají do fotosféry, kde dochází ke kolizní spojitě emisi záporného iontu vodíku. Jiný scénář označuje za zdroj bílé emise rekombinační kontinuum vodíku, jež vzniká v chromosféře, nebo by tento mechanismus mohl spočívat v tzv. zpětném ohřevu fotosféry, kdy elektronové svazky nejprve stimulují emisi v chromosféře, ta pak ohřívá fotosféru a září v bílém světle. Další scénář vychází z rozptylu záření fotosféry na volných elektronech v chromosféře. Emise bílých erupcí může být i kombinací těchto procesů.

Nejsilnější sluneční erupce uvolňují výkon v řádech 10^{23} W, typicky je tento výkon v řádech 10^{20} W. Takovéto erupce trvají typicky hodinu a zabírají plochu v řádech 10^9 km². Během erupce dochází k emisi záření všech vlnových délek, většinou ji i doprovází výron

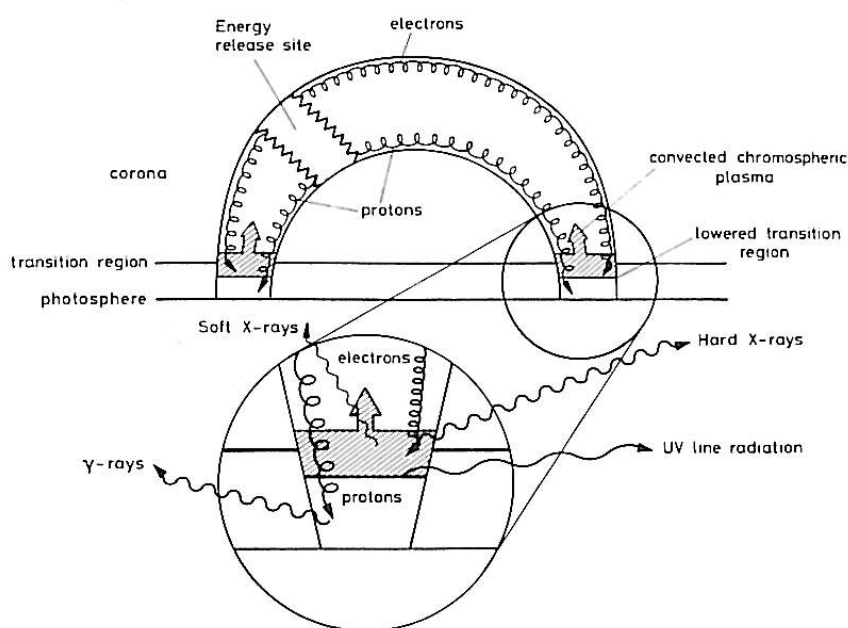
nabitých částic do prostoru. Ve výjimečných případech dojde k takovému urychlení elektricky nabitých částic, že zde proběhnou i některé jaderné reakce.

Pozorovat chromosférické erupce je možné přes filtr $H\alpha$, je však obtížné z důvodu jejich krátkých životností. Ještě obtížnější je spatřit bílou erupci ve fotosféře. Dají se pozorovat i v ultrafialové oblasti spektra. Nejlepších výsledků dosahují pozorovatelé v rentgenovém (obrázek 2.9) a radiovém oboru, kde je možné zaznamenat i relativně slabé.



Obrázek 2.9: Snímek sluneční erupce (zjasnění pod středem slunečního kotouče) v rentgenovém záření. Snímek byl pořízen družicí SOHO [17].

Na obrázku 2.10 je schéma erupce tvaru jednoduché smyčky, jejíž konce mají opačné polarity magnetického pole. V nějaké části této smyčky se nachází místo, například střed smyčky, kde jsou urychlovány elektrony a protony (energy release site). Tyto částice pak cestují do přechodné části (transition region), kde jsou bržděny srážkami s částicemi hustého plynu. Tyto srážky poté emitují fotony různých vlnových délek a tedy různých částí spektra, jak je naznačeno na obrázku 2.10 v detailněji naznačené části konce erupční smyčky.



Obrázek 2.10: Schéma erupce ve tvaru smyčky ilustrující urychlování elektronů a protonů z místa uvolnění energie a následná emise UV záření, gama záření, měkkého i tvrdého rentgenového záření [18].

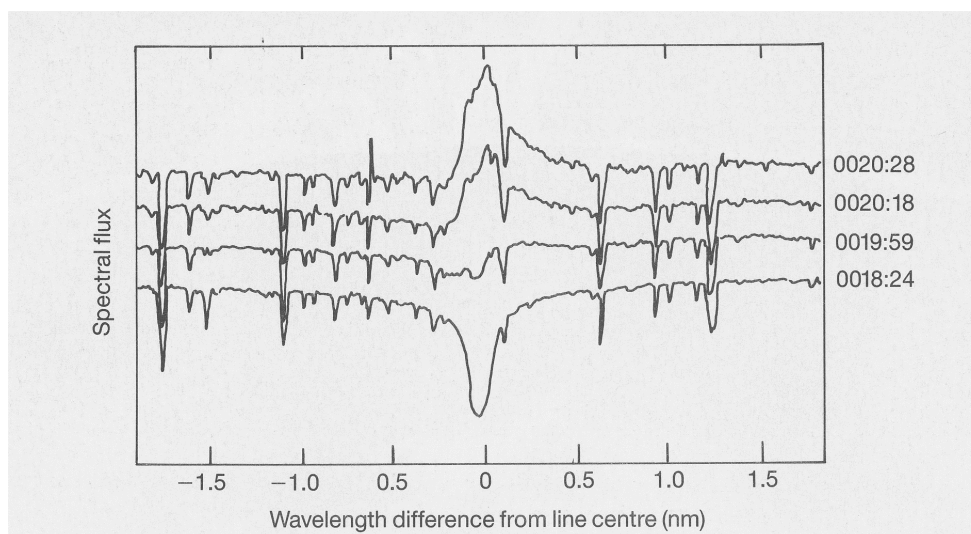
2.9.1 Spektra erupcí

První spektra slunečních erupcí byla pořízena v druhé polovině 19. století. Od té doby mezi vědci výrazně vzrostl zájem o jejich studium. Spektra erupcí ve viditelné oblasti jsou výjimečná tím, že velké množství Fraunhoferových čar je emisních, nikoliv absorpčních. Při velkých erupcích je spektrální čára $H\alpha$ intenzitou svého záření blízká hodnotě kontinua a se šířkou křídel přesahující až 1 nm do některé ze stran, příklad tohoto jevu ilustruje obrázek 2.11. U spekter erupcí, jež jsou pozorovány mimo okraj slunečního disku, se mohou vyskytovat emisní čáry atomu vodíku Balmerovy série, které odpovídají přeskoku energiových hladin elektronů mezi $n = 2$ a $n = 22$. Na okraji Slunce dokonce mezi $n = 2$ a $n = 30$. Do emisní podoby se mohou dostat i spektrální čáry H (Ca II), K (Ca II), hořčíku, hliníku, železa a titánia.

Ve viditelných spektrech erupcí pozorovaných na slunečním disku a okrajích je tedy několik patrných rozdílů. To je způsobeno rozdílnými excitačními podmínkami, které jsou způsobeny rozdílnou výškou vrstev, ze kterých k nám toto záření přichází. U okrajových erupcí je toto záření z vyšších vrstev horké koróny, což potvrzuje přítomnost He II spektrální čáry, jejíž vlnová délka je 4686 Å a potřebná teplota okolo 25 000 K.

2.9.2 Klasifikace erupcí

Erupce se klasifikují do tříd označovaných písmeny A, B, C, M, X. Tato označení odpovídají maximu toku záření z těchto erupcí v jednotkách W/m^2 rentgenového záření s vlnovými



Obrázek 2.11: Profily čáry $H\alpha$ a jejího okolí při průběhu erupce pozorované 20. 6. 1982, časy pozorování jsou uvedeny v pravé části obrázku ve formátu hodiny, minuty a sekundy. Je patrné, že čára $H\alpha$ měla zpočátku absorpční charakter, ten se v průběhu minut změnil na emisní. Na vodorovné ose je posun vlnové délky vzhledem ke klidové poloze centra této čáry [18].

délkami v intervalu 100–800 pm. Tuto klasifikaci osvětluje tabulka 2.2.

Třída:	Maximum toku záření v intervalu 100–800 pm [W/m^2]
A:	$< 10^{-7}$
B:	10^{-7} až 10^{-6}
C:	10^{-6} až 10^{-5}
M:	10^{-5} až 10^{-4}
X:	$> 10^{-4}$

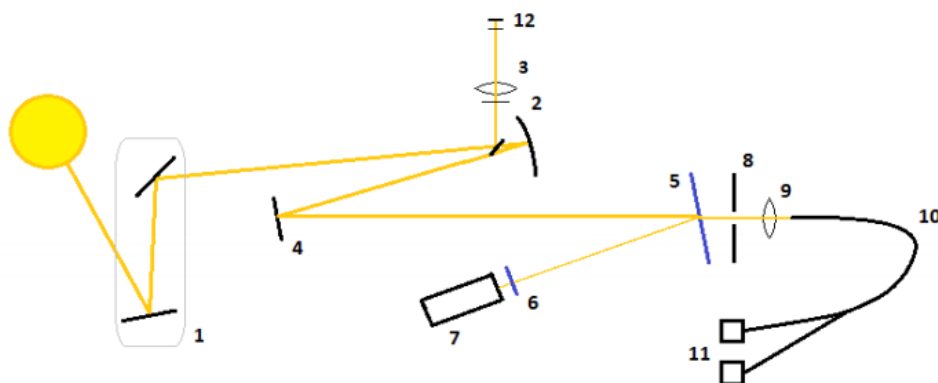
Tabulka 2.2: Erupční třídy [16].

Síla jednotlivých tříd je pak ještě doplněna číslem 1 až 9 za písmenným označením. Například X3 je $3 \times$ silnější než X1.

Kapitola 3

Ondřejovský coelostat a spektrograf v laboratoři Borise Valníčka

Ondřejovský coelostat a spektrograf v laboratoři Borise Valníčka (OCAS-LBV) se nachází v prvním patře budovy Slunečního oddělení Astronomického ústavu AV ČR v Ondřejově. Toto zařízení je výsledkem několika postupných modernizací. Původní zařízení bylo vyvinuto a instalováno na konci 50. let minulého století. OCAS-LBV je určeno pro měření spektrálního toku optického kontinua z aktivní oblasti Slunce. Optické schéma je ilustrováno na obrázku 3.1.



Obrázek 3.1: Optické schéma OCAS-LBV: 1 – coelostat, 2 – primární zrcadlo, 3 – pointační dalekohled, 4 – sekundární zrcadlo, 5 – polopropustné zrcadlo, 6 – filtr $H\alpha$, 7 – dalekohled s CCD kamerou, 8 – karusel se clonami, 9 – čočka, 10 – optické vlákno, 11 – spektrometry, 12 – pointační kamera [15].

3.1 Coelostat

Světlo ze Slunce je do místnosti vedeno venkovním coelostatem (1), který se nachází na věži ve výšce 5 m nad zemí. Úkolem coelostatu je směřovat sluneční světlo na stále stejné místo. Je tvořen dvojicí zrcadel (obrázek 3.2) umístěných pod posuvnou střešou ve tvaru oválu

o délce 3,8 m, šířce 2,5 m a maximální výšce 1,35 m na ocelové konstrukci s otevíratelným kruhovým průzorem o průměru 40 cm. Střecha je z přední strany uzavíratelná stahovacími dvířky. Ze stran je coelostat kryt zdí o výšce 92 cm. Průměry zrcadel jsou 280 a 360 mm. První zrcadlo se může otáčet kolem polární osy a je umístěno na pohyblivé traverze. Manipulovat s ním lze uvolněním fixního šroubu. Světlo z prvního zrcadla dopadá na druhé zrcadlo, které je umístěno na pohyblivé noze. S touto nohou lze pohybovat horizontálně. Druhé zrcadlo je také umístěno na konstrukci, díky které je možný pohyb vertikální. Od druhého zrcadla pak světlo prochází průzorem do budovy, kde dopadá na duté primární zrcadlo dalekohledu (2), které má průměr 230 mm a ohniskovou vzdálenost 1350 cm. Dále světlo pokračuje na ploché sekundární zrcadlo s průměrem 150 mm.



Obrázek 3.2: Coelostat: V levé části obrázku se nachází druhé zrcadlo, v pravé části od něj se nachází první zrcadlo. V pozadí se nachází posuvná střecha [15].

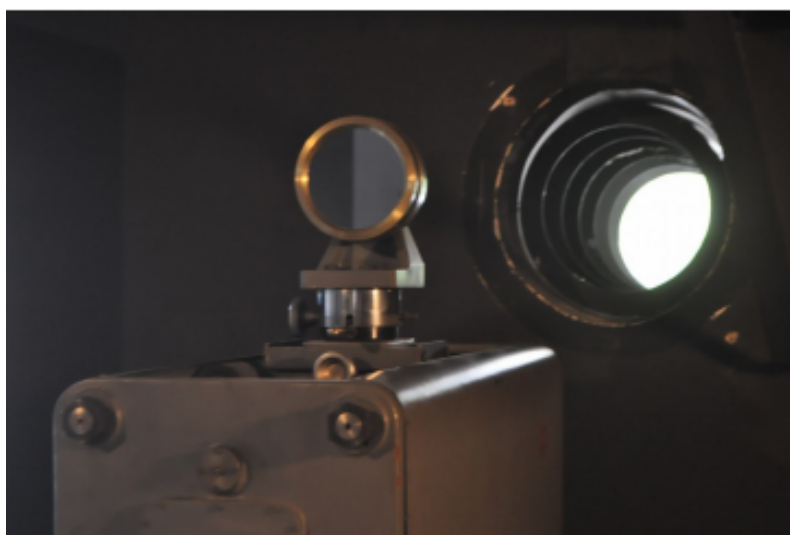
3.2 Pointační dalekohled

Část světla, jež putuje z coelostatu na hlavní zrcadlo uvnitř budovy, je odrážena malým zrcátkem o průměru 50 mm nakloněným pod úhlem 45° . Poté toto světlo pokračuje do pointačního dalekohledu (obrázek 3.3) o průměru 90 mm a ohniskové vzdálenosti 555 mm, kde se vytváří obraz Slunce. Tento dalekohled je ve výšce 185 cm nad podlahou a je na něm připevněna pointační kamera.

Světlo, které neprochází do pointačního dalekohledu, postupuje na primární duté zrcadlo (obrázek 3.3) o průměru 230 mm. Od tohoto zrcadla je odráženo na ploché sekundární zrcadlo (obrázek 3.4) o průměru 150 mm a dále se odráží na image selektor.



Obrázek 3.3: V levé části se nachází primární zrcadlo dalekohledu. Před ním se nachází zrcátko, jež odráží část světla do pointačního dalekohledu (horní část obrázku). Nahoře na pointačním dalekohledu je umístěna pointační kamera [15].



Obrázek 3.4: Sekundární zrcadlo a napravo v zadní části otvor, jímž přichází světlo z coelostatu [15].

3.3 Pointační kamera

Pointační kamera (obrázek 3.5) snímá obraz z pointačního dalekohledu. Kamera slouží k nastavení snímané oblasti, udržení se na ní a k určení souřadnic této oblasti. Je ovládána přes řídicí počítač.

3.3.1 Technický popis a parametry

Průmyslová kamera UI-3180CP Rev. 2.1 s 1" s CMOS senzorem PYTHON 5000 s rozlišením 2592×2048 (5,31 MPix a je schopná pořizovat až 73 obrázků za sekundu). Tento senzor může změnit svoje rozlišení na formát 2000×2000 za účelem dosažení vyšších snímkovacích frekvencí. Tato kamera dokáže pořídit více než 1000 snímků za sekundu.



Obrázek 3.5: Pointační kamera [15].

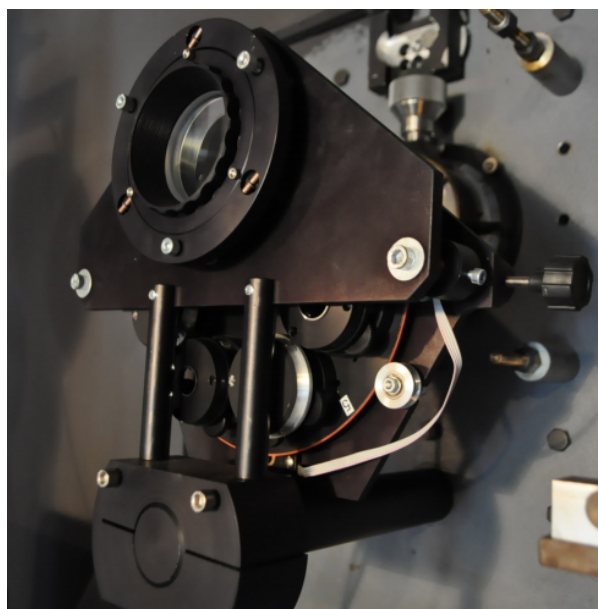
3.4 Image selektor

Image selektor je složen z čočky (9), karuselu se clonami, kde se tvoří sluneční obraz (8) (obrázek 3.6), a polopropustného zrcadla (5). Nachází se ve výšce hlavního zrcadla (2) a je upevněn na zdi asi 7 m od sekundárního zrcadla.

Přes řídicí počítač je možné měnit clony na karuselu. Tyto clony ohraničují kruhovou plochu kolem pozorované oblasti. Výběrem jedné ze sedmi clon (tabulka 3.1) se mění velikost pozorované oblasti, ze které potom putuje světlo přes optické vlákno do spektrometrů, kde dojde ke vzniku spektra. Část světla se odrazí od polopropustného zrcadla do CCD kamery.

Číslo clony	Průměr clony [mm]	Úhlový průměr pozorované oblasti ["]
1	4	61
2	13	200
3	6	92
4	15	230
5	10	154
6	18	276
7	20	307

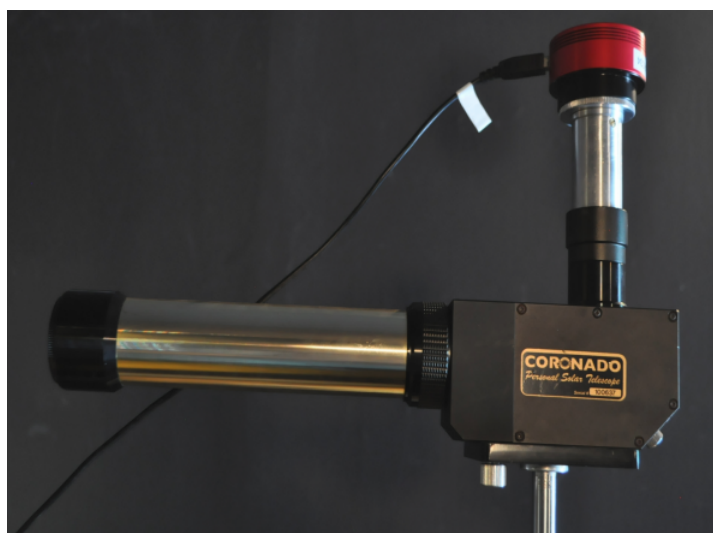
Tabulka 3.1: Průměry clon a úhlové průměry oblastí, jejichž spektra mohou být zaznamenávána.



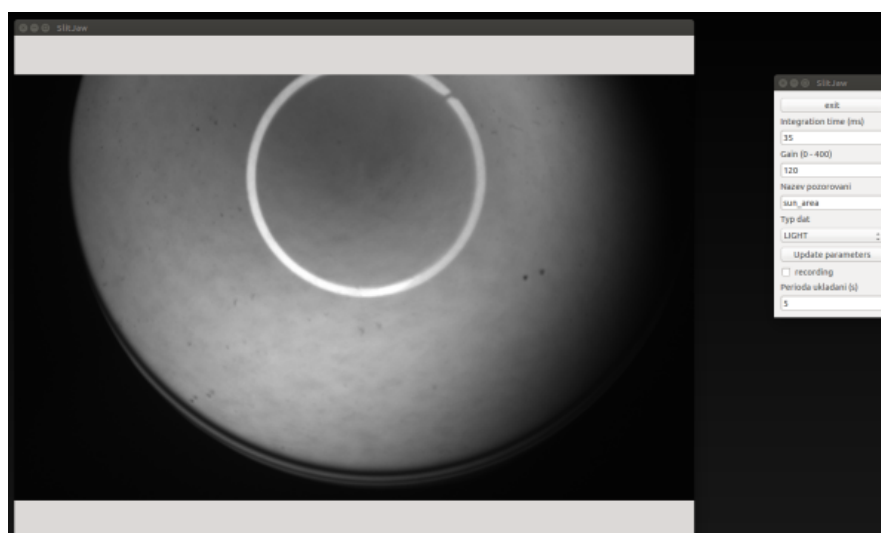
Obrázek 3.6: Karusel se clonami [15].

3.5 CCD kamera

CCD kamera (7) (obrázek 3.7) typu ZWO ASI174MM se nachází na dalekohledu Coronado PST, jehož průměr objektivu je 40 mm a s H α filtrem (6) má ohnisková vzdálenost 400 mm. Kamera se ovládá přes řídicí počítač a zachycuje část světla, která neprošla clonou a byla odražena polopropustným zrcadlem. Kamera je určena ke snímání obrazu aktivní oblasti Slunce a určování oblasti, ze které se získává spektrum (obrázek 3.8).



Obrázek 3.7: CCD kamera [15].



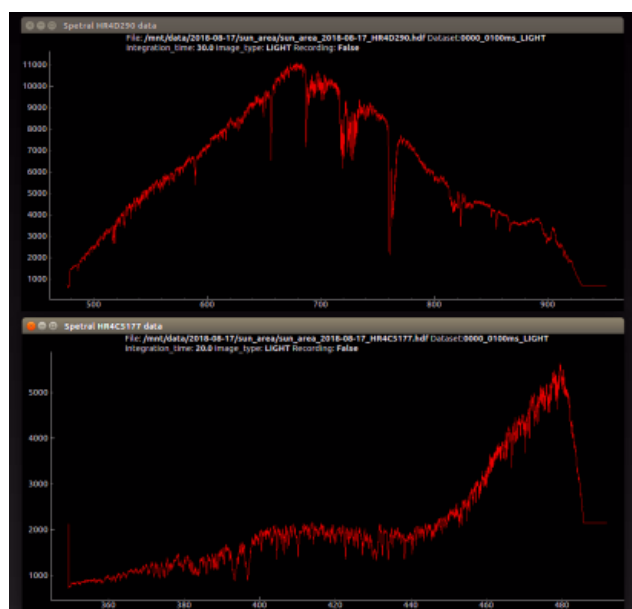
Obrázek 3.8: Snímek pozorované oblasti Slunce ze CCD kamery (kolečko označuje místo, ze kterého je pořizováno sluneční spektrum) [15].

3.6 Spektrometry

Světlo pokračující optickým vláknem se dělí na dva svazky a ty poté jednotlivě vedou do dvou spektrometrů typu HR4000, HR4C5177 a HR4D290 (11) (obrázek 3.9) firmy Ocean Optics. Zde dochází k difrakci světla na spektrum a jeho následnému měření. Rozsahy vlnových délek jsou 350–485 nm a 477–930 nm. Spektrometry mají CCD detektory s 3648 pixely. Příklad naměřených spekter je na obrázku 3.10.



Obrázek 3.9: Spektrometry [15].



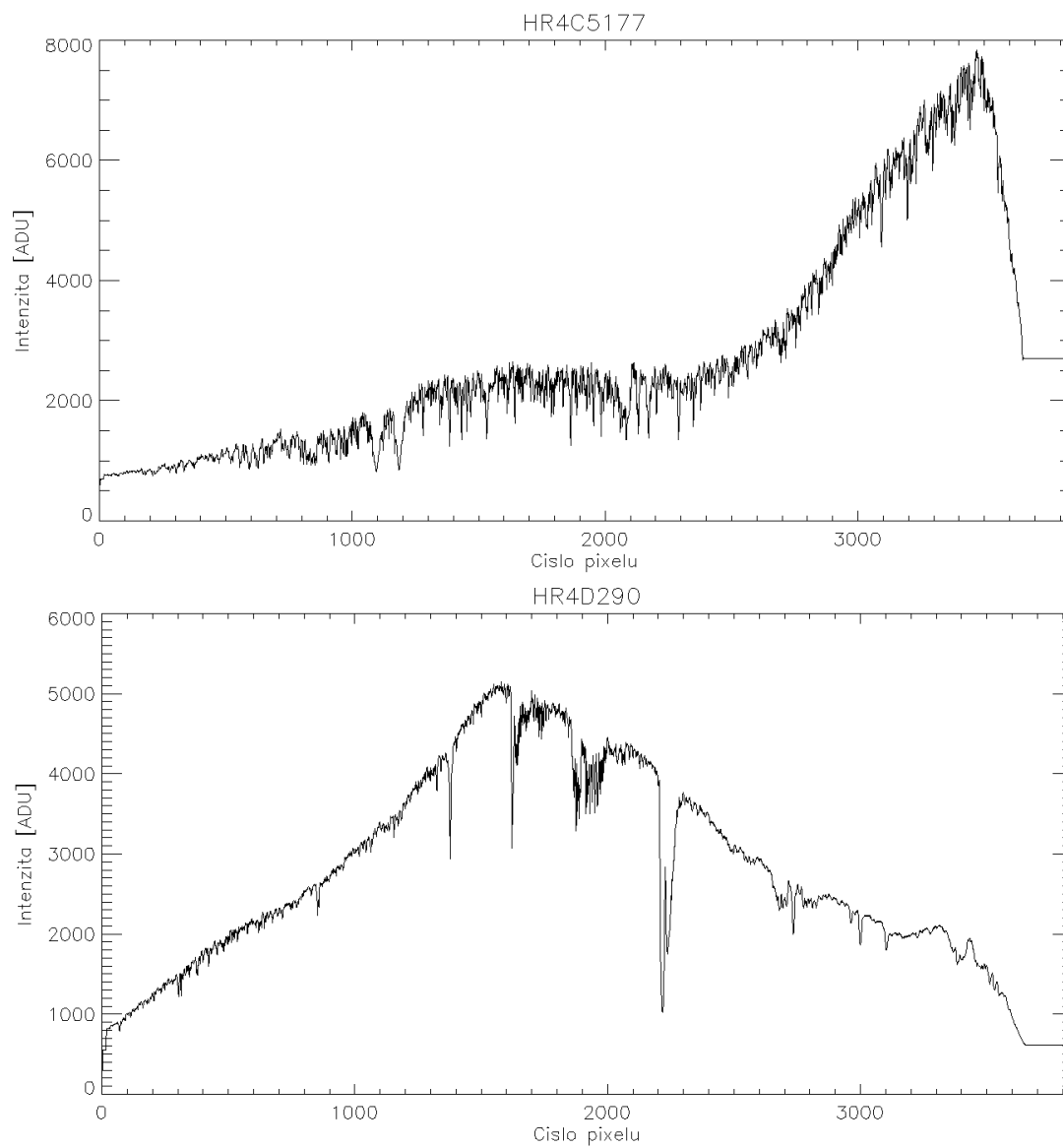
Obrázek 3.10: Naměřená spektra [15].

Kapitola 4

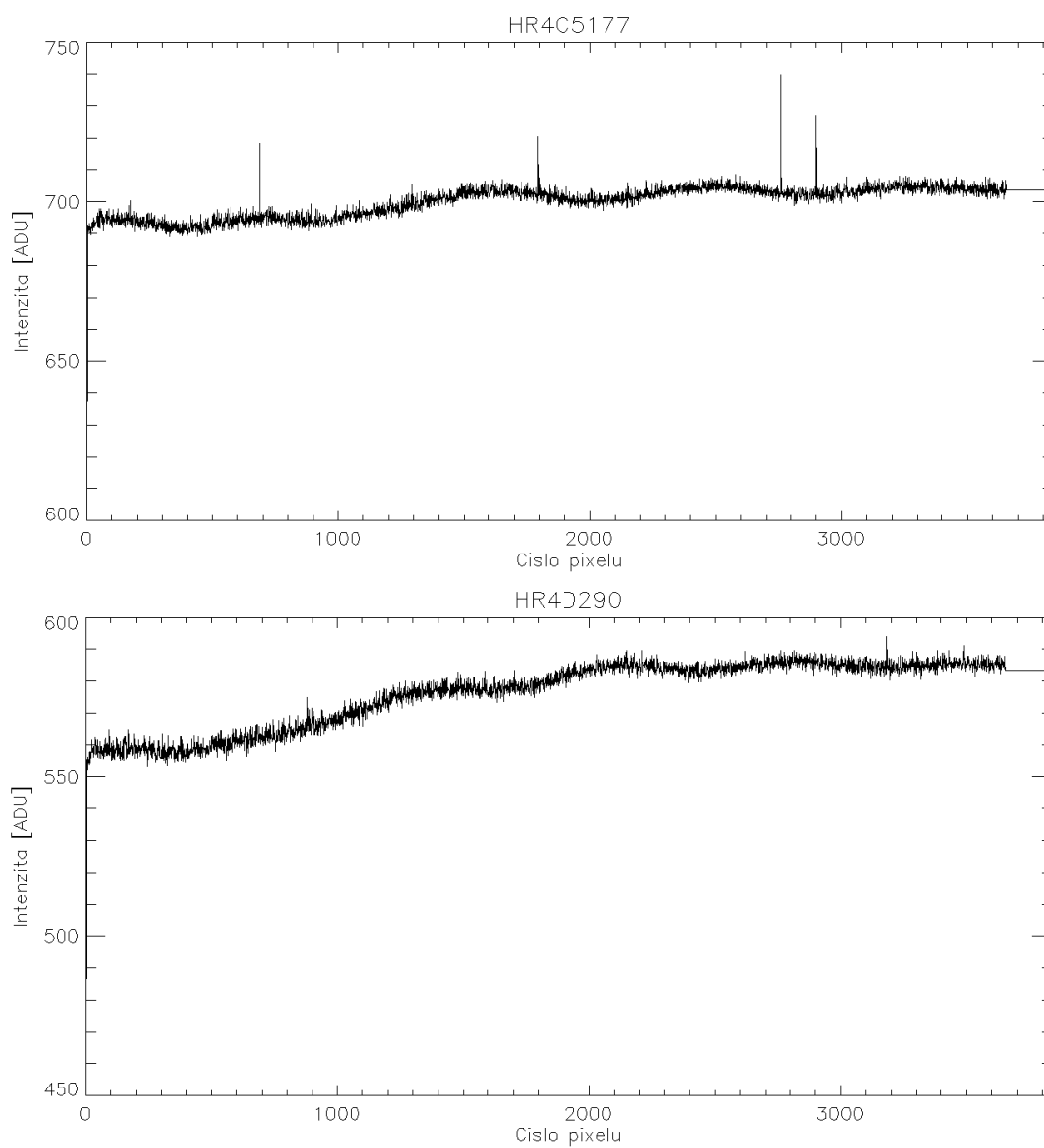
Získání a zpracování dat

Dne 11. 10. 2018 v časovém rozmezí 11:13 až 11:30 UTC byla přístrojem OCAS-LBV pořízena spektra ze středu slunečního disku. Spektrometr HR4C5177 naměřil s integrační dobou 25 ms 14 954 spekter a 2 144 dark spekter. Spektrometr HR4D290 naměřil s integrační dobou 20 ms 18 244 spekter a 2 607 dark spekter. Dark spektra byla naměřena zakrytím karuselu se clonami. Na obrázku 4.1 jsou pro ilustraci zprůměrována všechna naměřená spektra a na obrázku 4.2 zprůměrována všechna naměřená dark spektra. Odečtením zprůměrovaného dark spektra od zprůměrovaného spektra za využití programovacího jazyka IDL byla získána spektra volná od vlivu temného proudu, která jsou znázorněna v grafu na obrázku 4.3. Tato data budou v následujícím textu označována jako pozorovaná. Je patrné, že nemají průběh funkcí, které by tvarem odpovídaly Planckovu vyzařovacímu zákonu, což je způsobeno rozdílnou citlivostí detektorů na vlnové délky a absorpcí zemské atmosféry (infračervená oblast záření).

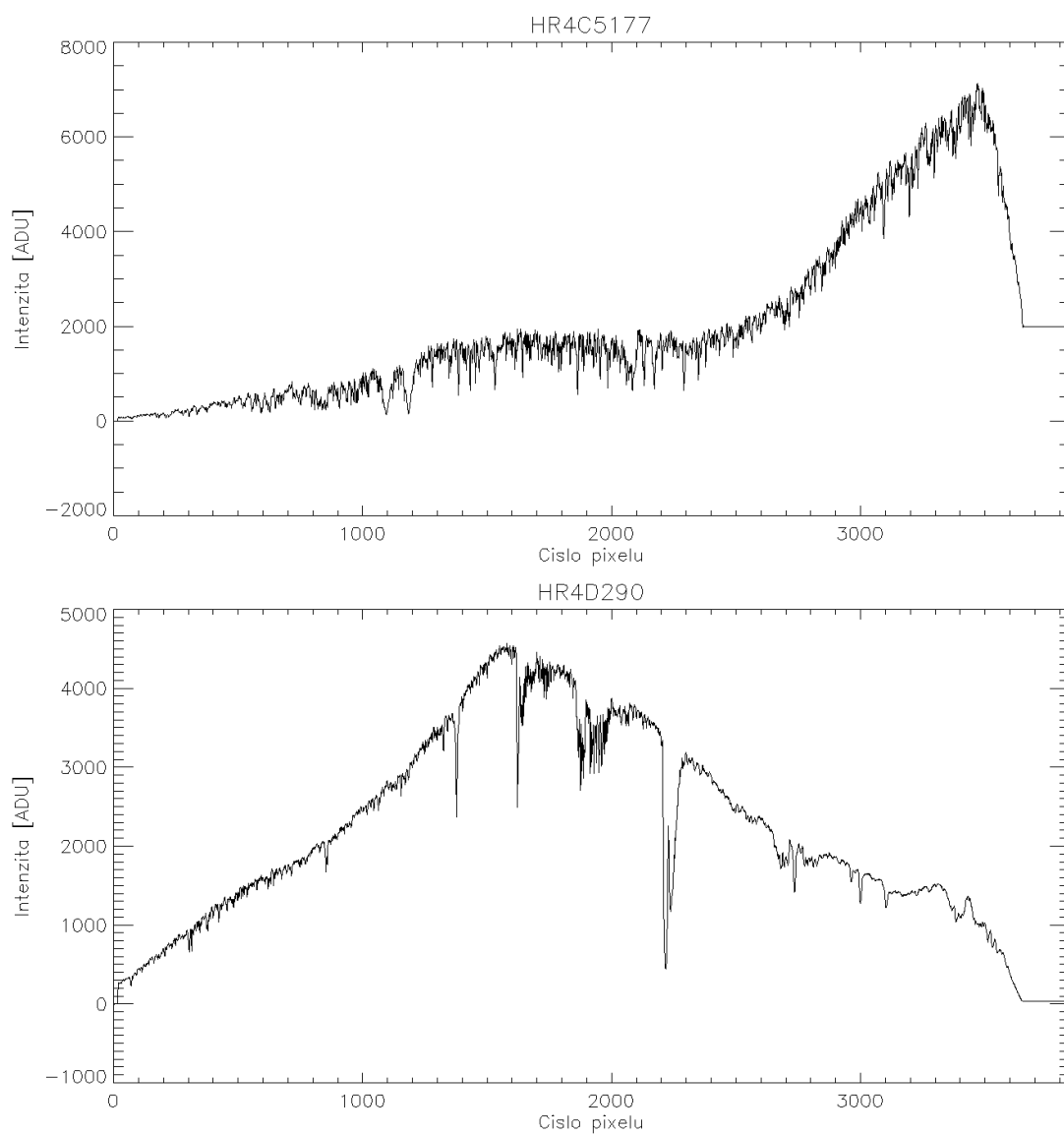
Pro tato data byla vytvořena disperzní křivka. Ta každému pixelu (číslu 0 až 3 839) přiřadila odpovídající katalogovou hodnotu vlnové délky. V hlavičkách souborů s daty sice byly uvedeny počáteční hodnoty vlnových délek a rozdíly vlnových délek mezi sousedními pixely, ale jak lze vyčíst z obrázku 4.11 v podkapitole 4.2, tyto informace byly nesprávné. Poté byla provedena kalibrace intenzit, což je proces přiřazování fyzikálních jednotek jednotlivým naměřeným hodnotám, dle hodnot katalogových. Jako referenční katalogové spektrum v této práci bylo použito FTS spektrum [22], které obsahuje hodnoty intenzit v jednotkách CGS, tedy $\text{erg} \times \text{cm}^{-2} \times \text{s}^{-1} \times \text{sr}^{-1} \times \text{Hz}^{-1}$ v rozsahu 3 500–11 000 Å. Spektrum je ve velmi vysokém rozlišení. Rozdíly hodnot sousedních vlnových délek jsou 0,01 Å. Tento fakt je pro pozorované spektrum pořízené přístrojem OCAS-LBV nevyhovující, neboť zde je rozlišení několikanásobně nižší. Z tohoto důvodu byla naprogramována funkce `run_av`, která toto katalogové spektrum interpoluje, aby bylo svým rozlišením co nejpodobnější průběhu pozorovanému a mělo stejné vlnové délky.



Obrázek 4.1: Grafy zprůměrovaných spekter spektrometrů HR4C5177 a HR4D290.



Obrázek 4.2: Grafy zprůměrovaných dark spekter spektrometrů HR4C5177 a HR4D290.



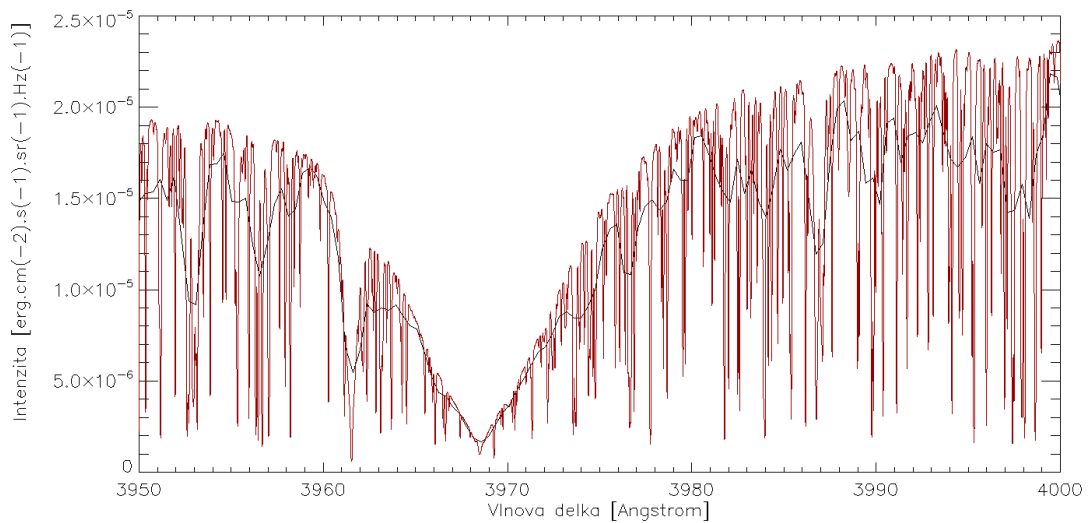
Obrázek 4.3: Grafy spekter volných od vlivu temného proudu spektrometrů HR4C5177 a HR4D290.

4.1 Funkce run_av

Tato funkce, jak již bylo řečeno, interpoluje katalogové spektrum, aby jej následně bylo možné porovnávat se spektrem pozorovaným. Na vstupu má 4 parametry: 1. pole vlnových délek pozorovaných (o něm bude pojednáno v následující podkapitole 4.2), 2. pole vlnových délek katalogových, 3. pole intenzity katalogové, 4. úsek vlnových délek, pro které se má tato interpolace uskutečnit, což je kladné číslo.

Nyní bude popsán algoritmus funkce run_av. Nalezne se pozice v poli atlasových vlnových délek, která je v intervalu: vlnová délka pozorovaná minus (úsek vlnových délek děleno 2) až vlnová délka pozorovaná plus (úsek vlnových délek děleno 2). Následně se zprůměrují intenzity odpovídající tomuto intervalu (to je samozřejmě provedeno pro celé pole vlnových délek pozorovaných) a následně jsou tyto zprůměrované intenzity předány hlavnímu programu. Výsledkem jsou tedy intenzity katalogové odpovídající pozorovaným vlnovým délkám. Na obrázku 4.4 je část katalogového spektra neinterpolovaná a pro porovnání i interpolovaná.

Pro spektrometr HR4C5177 byla použita hodnota úseku vlnových délek $0,9 \text{ \AA}$ a pro spektrometr HR4D290 $4,4 \text{ \AA}$, aby svými spektrálními rozlišeními co nejlépe připomínaly spektra pozorovaná.



Obrázek 4.4: Část katalogového spektra bez interpolace (červená křivka) a část katalogového spektra interpolována funkcí run_av (černá křivka).

4.2 Výpočet disperzní křivky

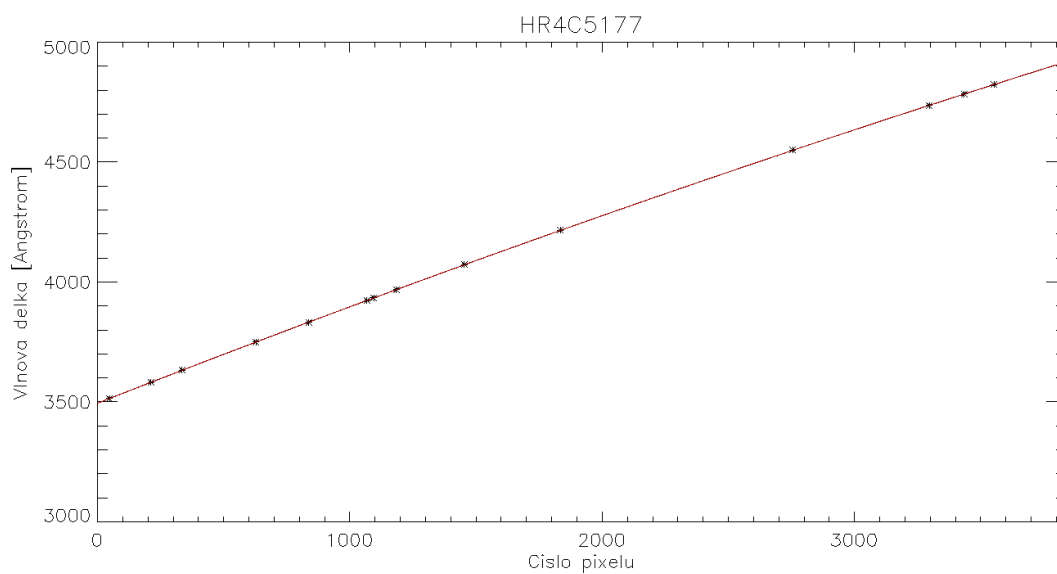
Na spektrech na obrázku 4.3 byly identifikovány nejvýraznější spektrální čáry, jež nejsou telurické, tedy nemají původ v zemské atmosféře. Podle jejich čísla pixelu a katalogové vlnové délky (tabulka 4.1 a 4.2) se vytvořily disperzní křivky. Vznikly proložením nalezených bodů polynomem 2. řádu metodou nejmenších čtverců, tedy funkcí:

$$\lambda(x) = ax^2 + bx + c, \quad (4.1)$$

kde x je číslo pixelu. Tyto grafy je možné vidět na obrázcích 4.5 a 4.6. Pro HR4C5177 byly získány následující koeficienty: $a = (-1091,90 \pm 7,69) \times 10^{-8}$, $b = (0,412810 \pm 0,0003)$, $c = (3494,72 \pm 0,21)$. Pro HR4D290 byly získány tyto koeficienty: $a = (-278,78 \pm 2,25) \times 10^{-7}$, $b = (1,34204 \pm 0,00075)$, $c = (4766,71 \pm 0,54)$. Na obrázcích 4.7, 4.8 jsou znázorněny vypočítané hodnoty vlnových délek z těchto interpolací pro významné spektrální čáry. Na obrázcích 4.9 a 4.10 jsou pro oba spektrometry celé úseky vlnových délek, jež se pomocí disperzních křivek podařilo správně interpolovat. Tyto úseky jsou v rozsahu 3 505–4 845 Å a 4 840–9 160 Å.

λ [Å]	Číslo pixelu	Původ
3515,1	48	Ni I
3581,2	211	Fe I
3631,5	344,5	Fe I
3749,5	628	Fe I
3832,3	837	Mg I
3922,9	1068	Fe I
3933,7	1095,5	Ca II (K)
3968,5	1185	Ca II (H)
4071,7	1453,2	Fe I
4215,5	1834,5	Sr II
4549,5	2754,5	Fe II
4736,8	3296	Fe I
4783,4	3434	Mn I
4823,5	3553,5	Mn I

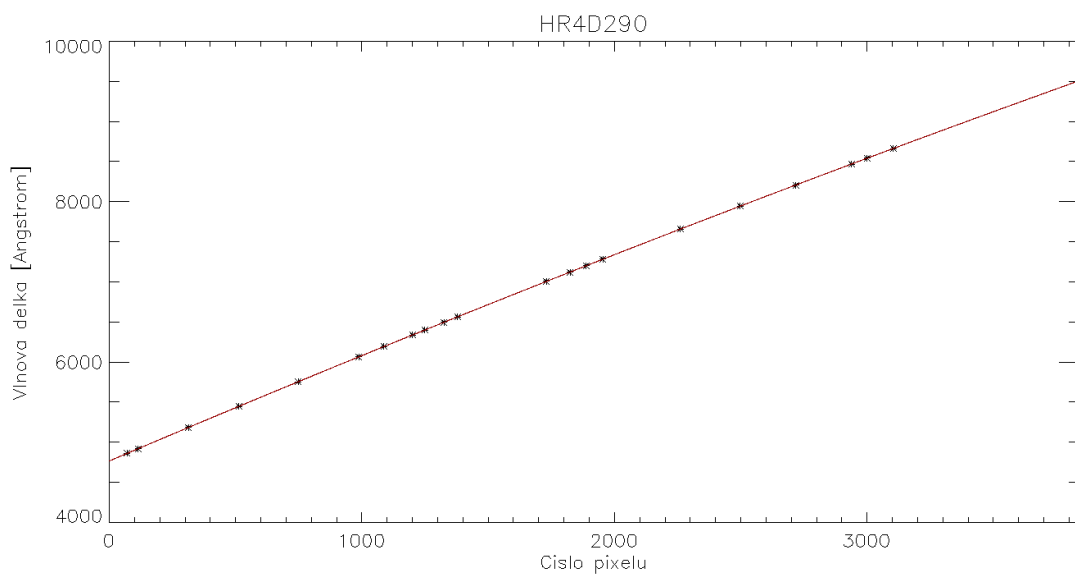
Tabulka 4.1: Identifikované spektrální čáry pro výpočet disperzní křivky pro spektrometr HR4C5117.



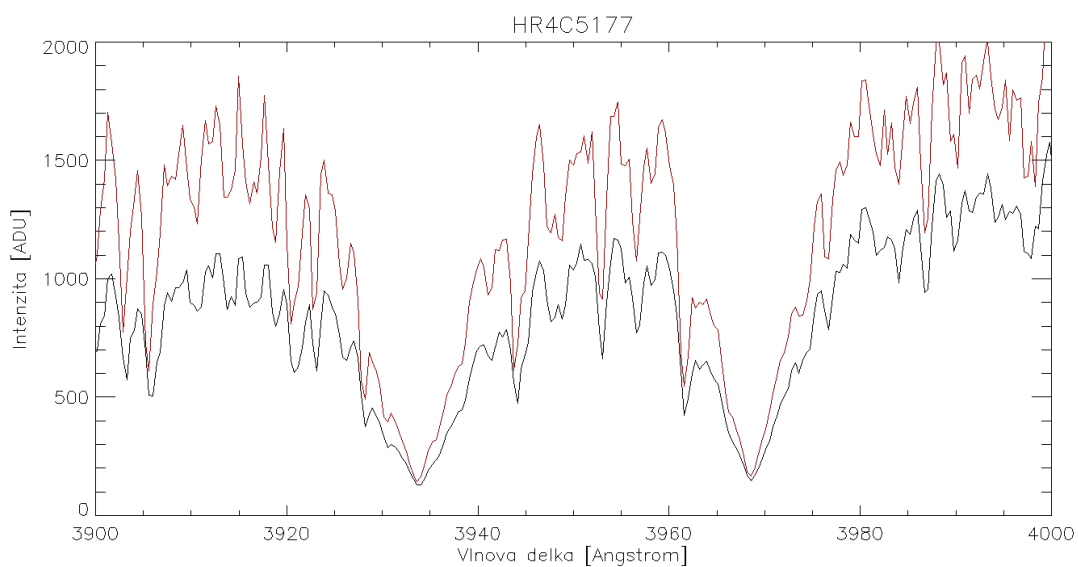
Obrázek 4.5: Disperzní křivka spektrometru HR4C5177.

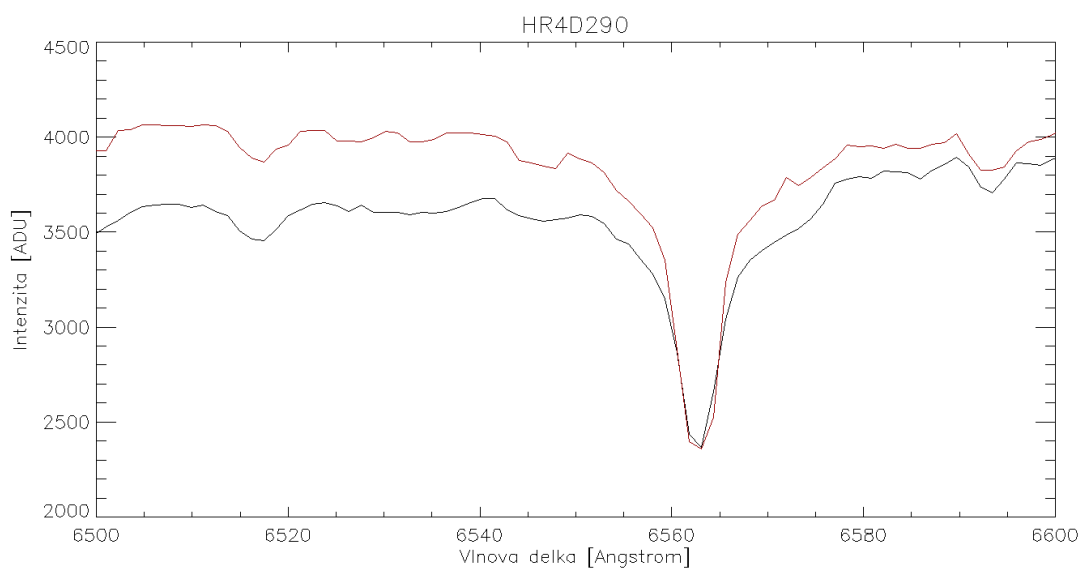
λ [Å]	Číslo pixelu	Původ
4861,3	70	H β
4920,5	114	Fe I
5183,6	313	Mg I
5446,9	513	Fe I
5754,7	748,5	Ni I
6065,5	988,5	Fe I
6191,6	1086,2	Fe I
6336,8	1200	Fe I
6400	1249,5	Fe I
6495	1324,8	Fe I
6562,8	1378,2	H α
7005,9	1730	Si I
7122,2	1824	Ni I
7202,2	1888	Ca I
7282,8	1954	Si I
7657,6	2260	Mg I
7945,9	2497	Fe I
8207,7	2718,5	Fe I
8468,4	2938	Fe I
8542,1	3000	Ca II
8662,2	3103	Ca II

Tabulka 4.2: Identifikované spektrální čáry pro výpočet disperzní křivky pro spektrometr HR4D290.

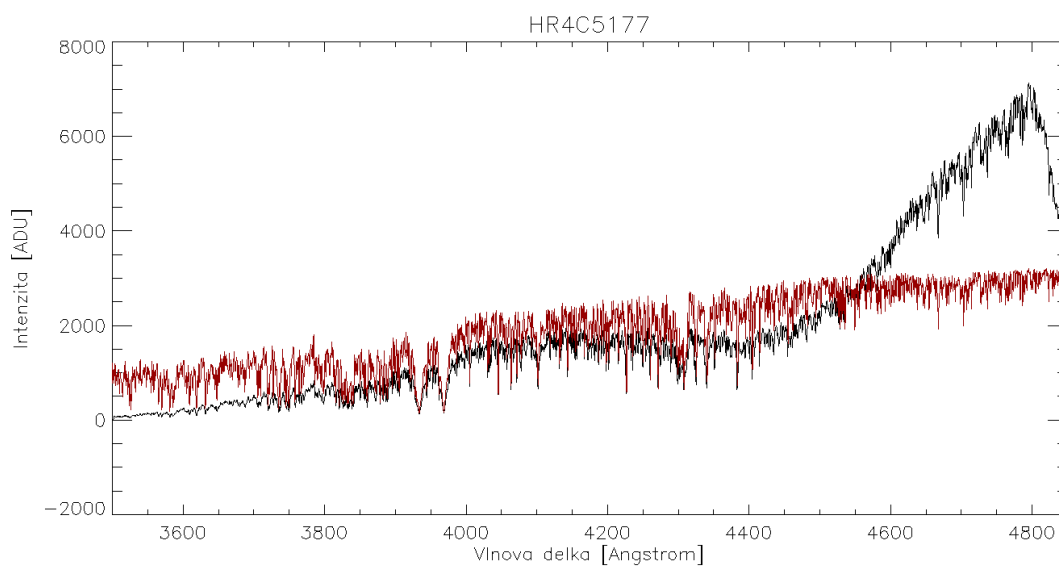


Obrázek 4.6: Disperzní křivka spektrometru HR4D290.

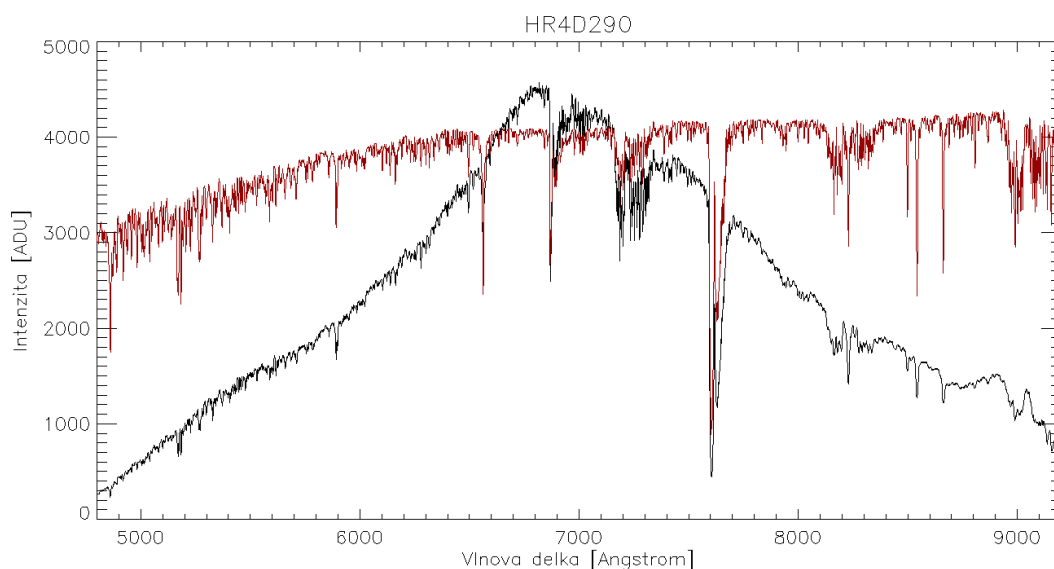
Obrázek 4.7: Část spektra zachycující spektrální čáry vápníku K a H. Černá křivka reprezentuje pozorovaná data a červená průměrovaný katalog násobený hodnotou 10^8 .



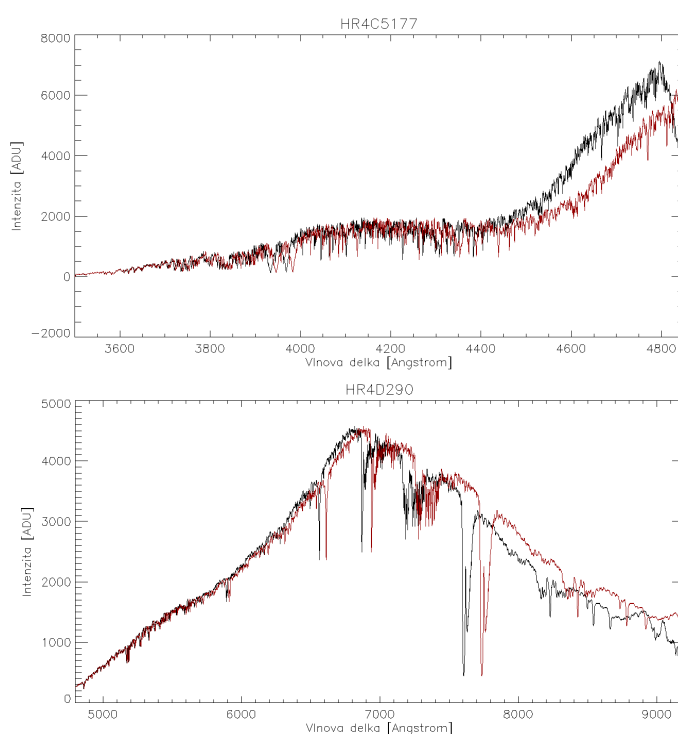
Obrázek 4.8: Část spektra zachycující spektrální čáru H α . Černá křivka reprezentuje pozorovaná data a červená průměrovaný katalog násobený hodnotou 10^8 .



Obrázek 4.9: Celé interpolované spektrum pro spektrometr HR4C5177. Černá křivka reprezentuje pozorovaná data a červená průměrovaný katalog násobený hodnotou 10^8 .



Obrázek 4.10: Celé interpolované spektrum pro spektrometr HR4D290. Černá křivka reprezentuje pozorovaná data a červená průměrovaný katalog násobený hodnotou 10^8 .



Obrázek 4.11: Celá spektra s vlnovými délkami interpolovanými (černé křivky) a spektra s vlnovými délkami z hlaviček souborů s daty (červené křivky). Tyto závislosti se rozcházejí a to především v oblastech vyšších vlnových délek.

4.3 Kalibrace intenzity

Cílem této práce je převést hodnoty získané pozorováním na spektra ve fyzikálních jednotkách. Předpokládejme, že existuje funkce $K(\lambda)$, tzv. koeficient, kterým když vynásobíme spektrum pozorované $Poz(\lambda)$, tak získáme spektrum ve fyzikálních jednotkách $Kat(\lambda)$. Matematicky řečeno:

$$Kat(\lambda) = Poz(\lambda)K(\lambda). \quad (4.2)$$

Tento vztah lze upravit na:

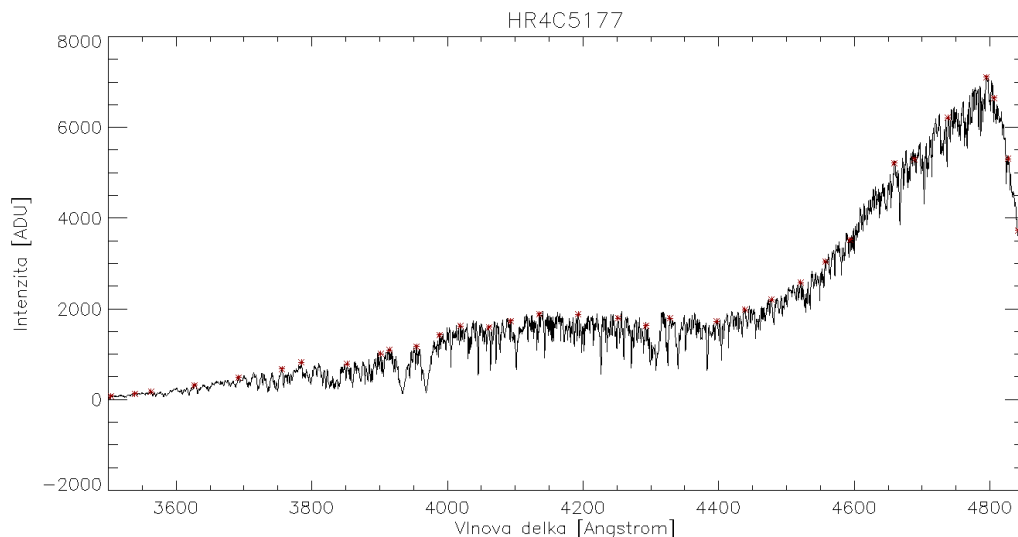
$$K(\lambda) = \frac{Kat(\lambda)}{Poz(\lambda)}. \quad (4.3)$$

Tento koeficient závisí na vlnové délce, neboť detektory mají různé spektrální citlivosti a zemská atmosféra některé části elektromagnetického záření propouští lépe. V následujícím textu bude popsáno, jak se k hodnotám $K(\lambda)$ dostat.

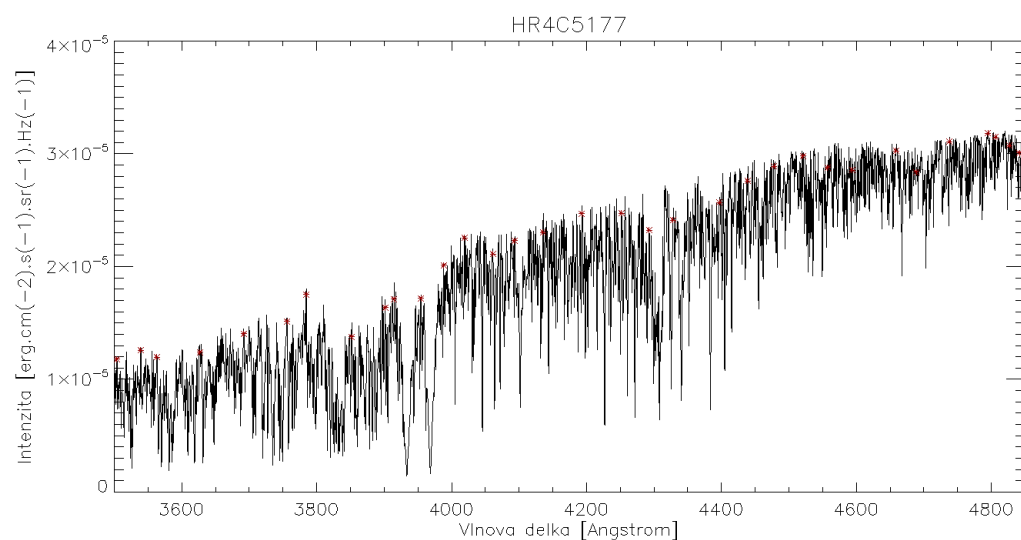
V pozorovaných i katalogových spektrech bylo identifikováno několik poloh (stejně pro pozorování i katalog), kde se nenachází spektrální čáry. Tyto body, tzv. kontinua, jsou k vidění na obrázcích 4.12 až 4.15. Následně byly tyto body proloženy interpolační funkcí spline na celý datový rozsah. Tato převzatá funkce z knihovny IDL [23] má jako jeden z parametrů tzv. sigma, což je kladné číslo. Vysoké sigma (například 30) interpoluje data jako polynom vysokého stupně, kdežto sigma blízké hodnotě 0 dělá kubickou interpolaci. V této práci byly použity hodnoty sigma 0,1.

Závislosti této spline interpolace pro jednotlivé spektrometry jsou na obrázcích 4.16 až 4.19. Nyní dle vztahu 4.3 podělením průběhů katalogových s průběhy pozorovanými získáme jednotlivé koeficienty pro oba spektrometry. Na obrázku 4.20 je tento koeficient pro spektrometr HRC5177 a na obrázku 4.21 je koeficient pro spektrometr HR4D290.

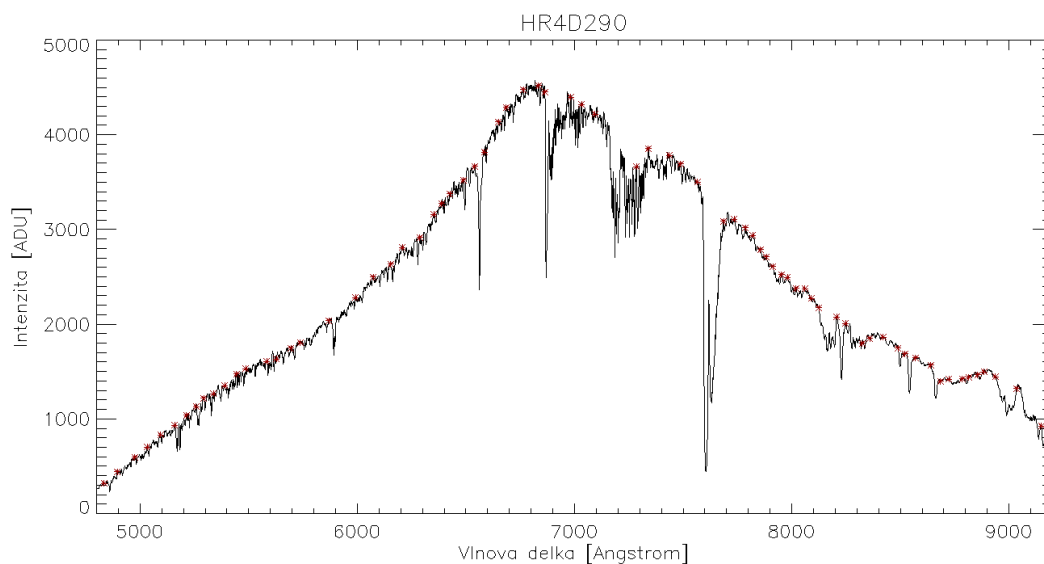
Pro kalibraci intenzity byly vybrány polohy kontinua, neboť intenzita kontinua je na klidném Slunci stálá, kdežto intenzita spektrálních čar se mění, obzvláště jde-li o čáry telurické.



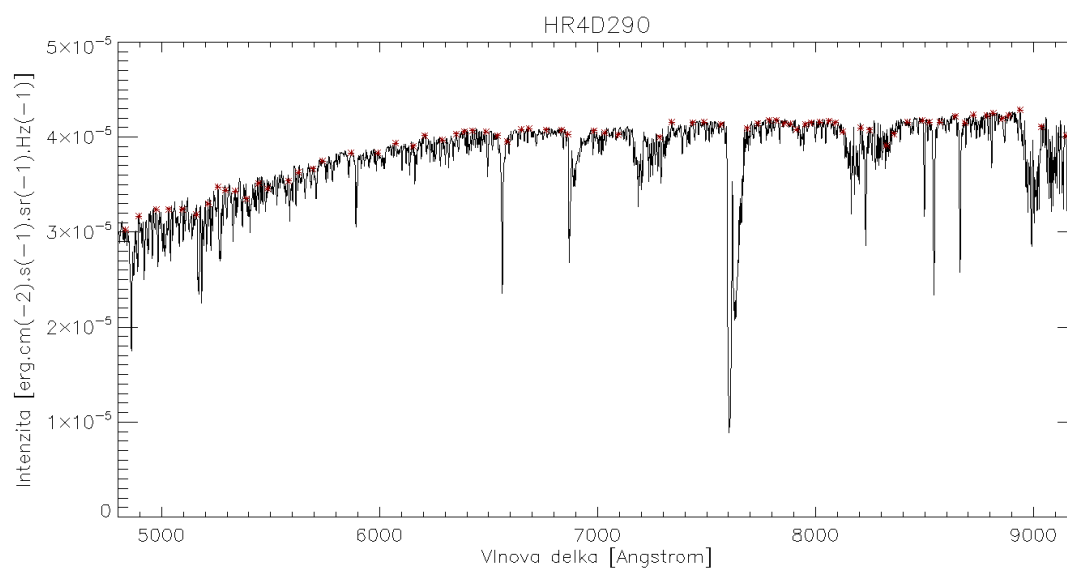
Obrázek 4.12: Pozorované spektrum ze spektrometru HR4C5177. Červené body jsou místa identifikovaného kontinua.



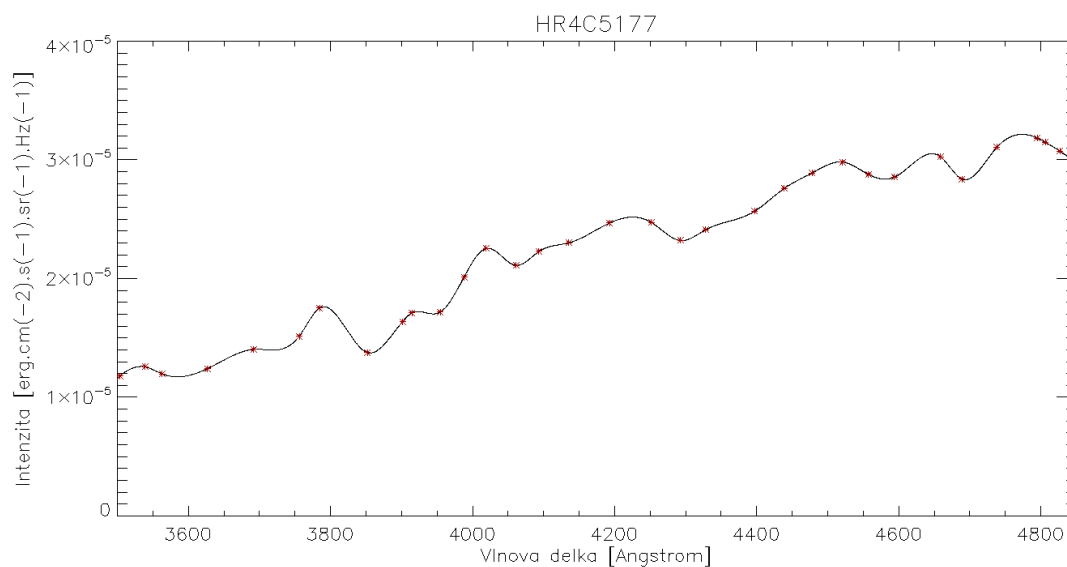
Obrázek 4.13: Katalogové spektrum odpovídající spektrometru HR4C5177. Červené body jsou místa identifikovaného kontinua.



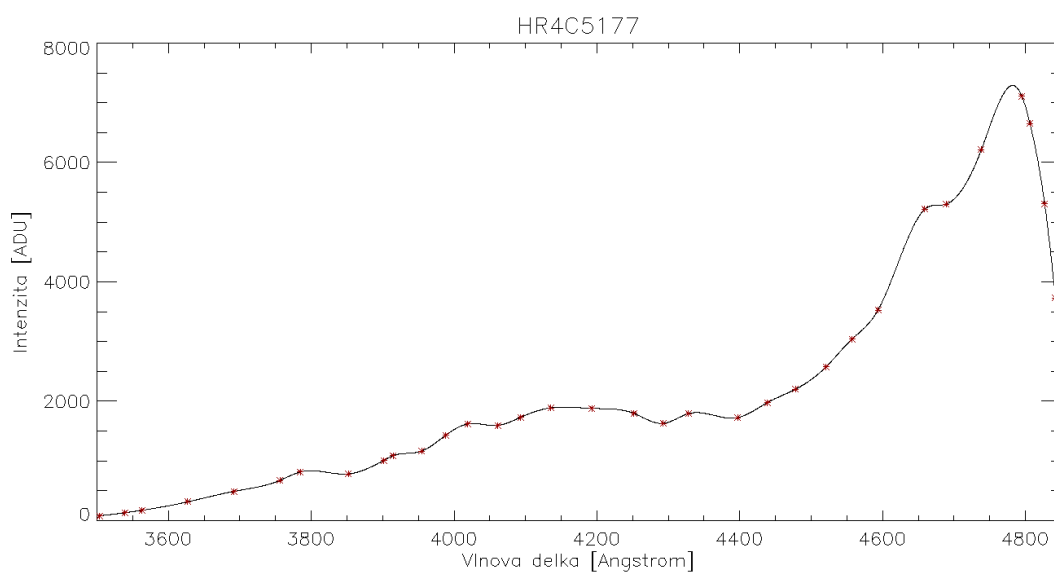
Obrázek 4.14: Pozorované spektrum ze spektrometru HR4D290. Červené body jsou místa identifikovaného kontinua.



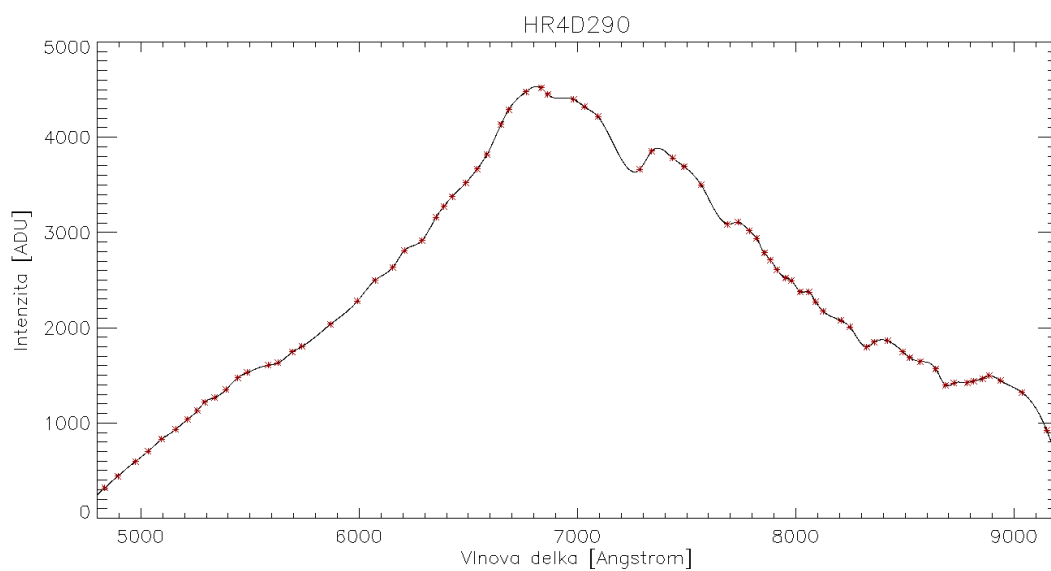
Obrázek 4.15: Katalogové spektrum odpovídající spektrometru HR4D290. Červené body jsou místa identifikovaného kontinua.



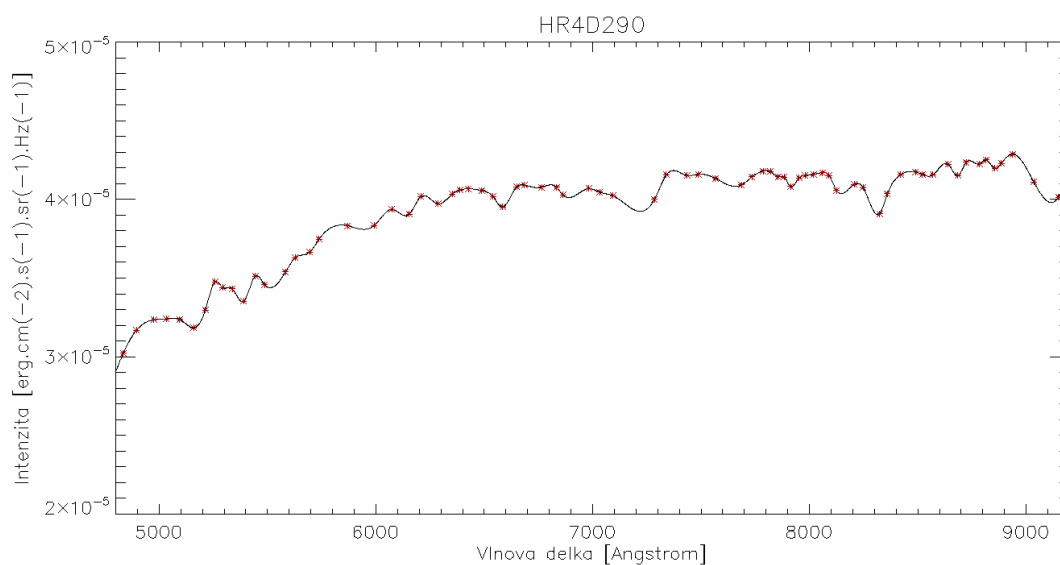
Obrázek 4.16: Katalogové body kontinua pro spektrometr HR4C5177 proložené funkcí spline.



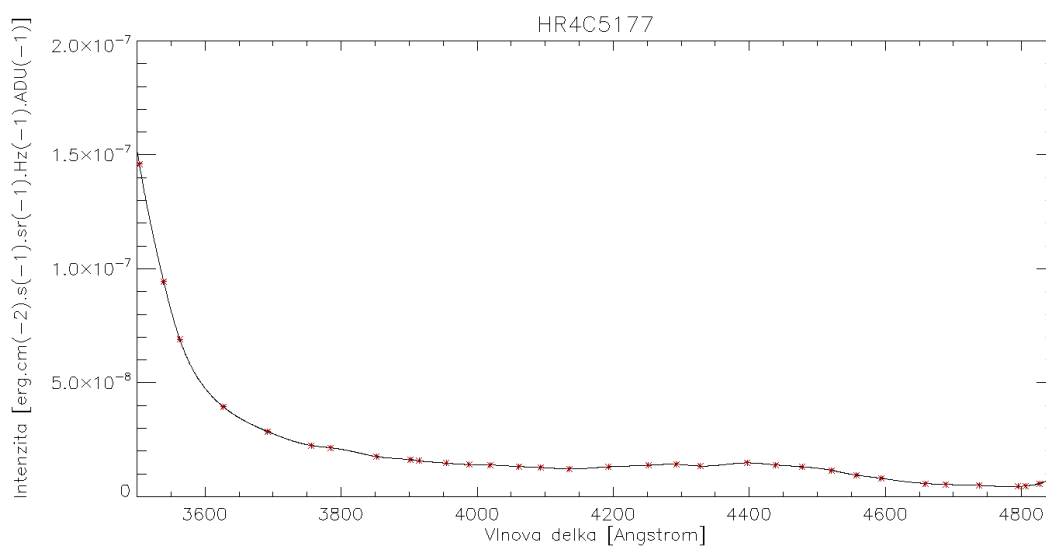
Obrázek 4.17: Pozorované body kontinua pro spektrometr HR4C5177 proložené funkcí spline.



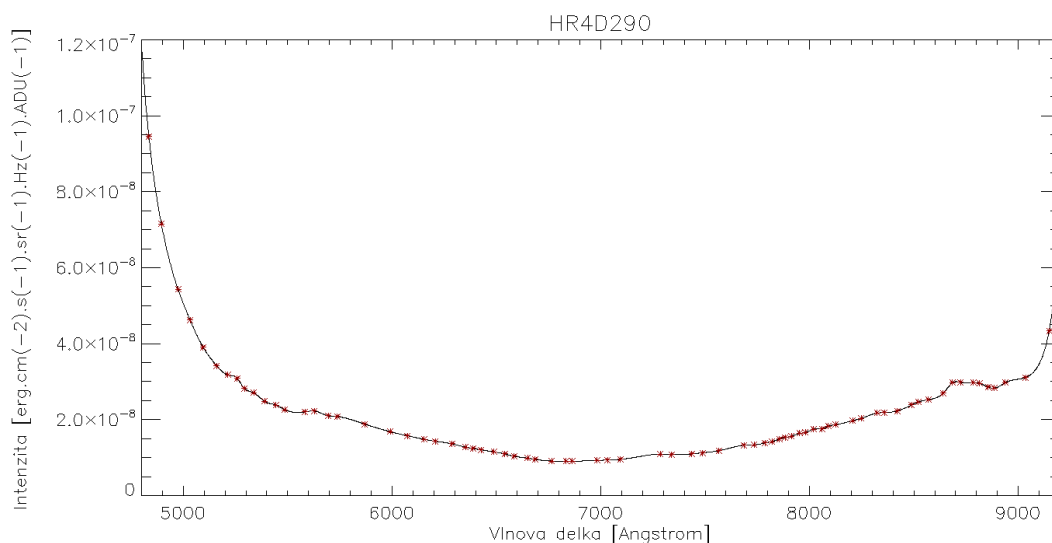
Obrázek 4.18: Pozorované body kontinua pro spektrometr HR4D290 proložené funkcí spline.



Obrázek 4.19: Katalogové body kontinua pro spektrometr HR4D290 proložené funkcí spline.



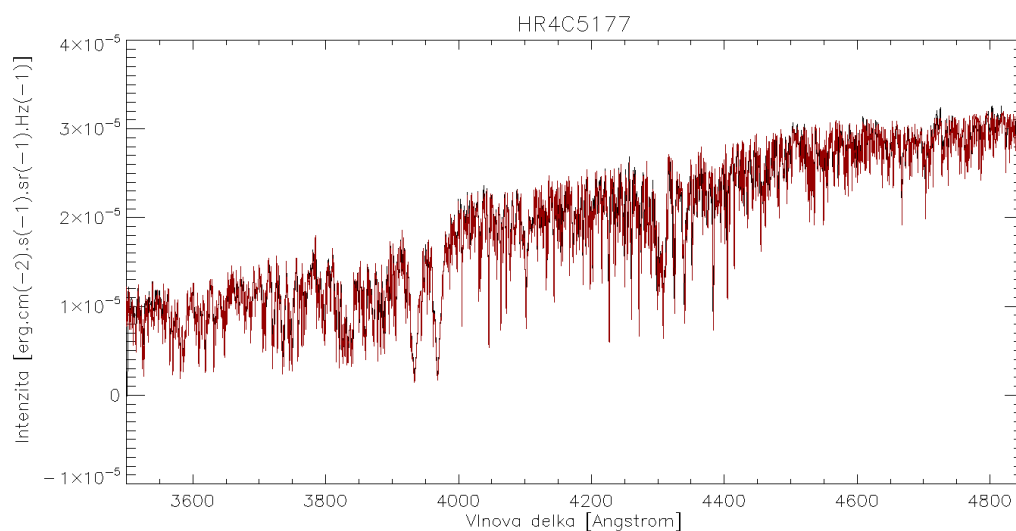
Obrázek 4.20: Graf koeficientu pro spektrometr HR4C5177. Červené body jsou pozice kontinua.



Obrázek 4.21: Graf koeficientu pro spektrometr HR4D290. Červené body jsou pozice kontinua.

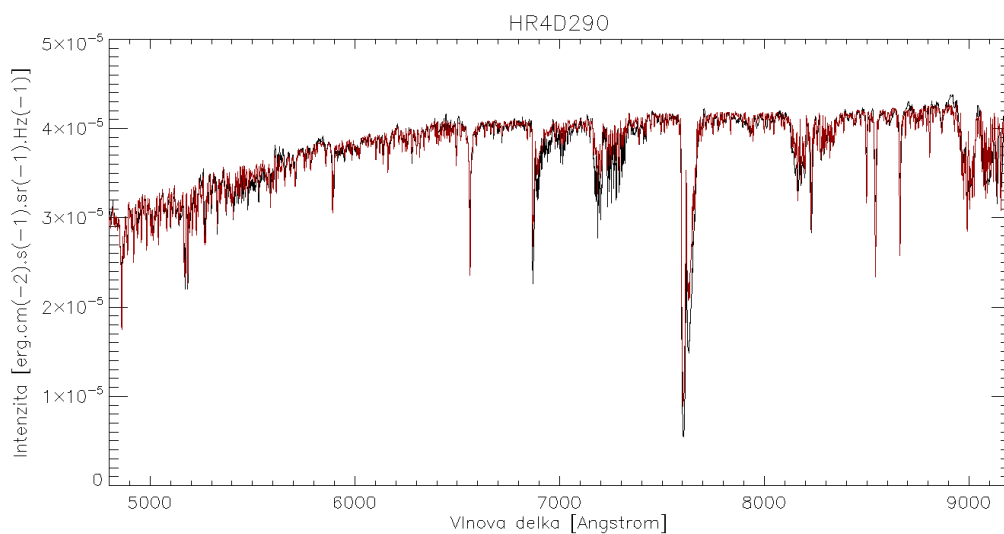
4.4 Kalibrovaná spektra

Získanými koeficienty lze nyní podle vztahu 4.2 násobit intenzity pozorované a tím získat intenzity ve fyzikálních jednotkách, tedy kalibrované pro střed slunečního disku. Celé rozsahy spekter pro oba spektrometry lze vidět na obrázcích 4.22 a 4.23.

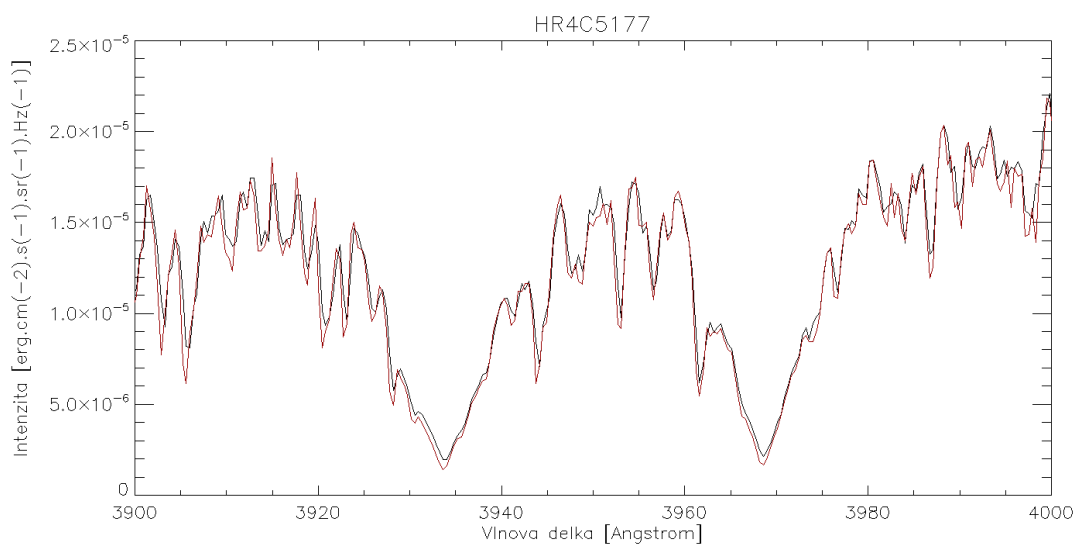


Obrázek 4.22: Kalibrované spektrum spektrometru HR4C5177 je černé. Katalogové spektrum je červené.

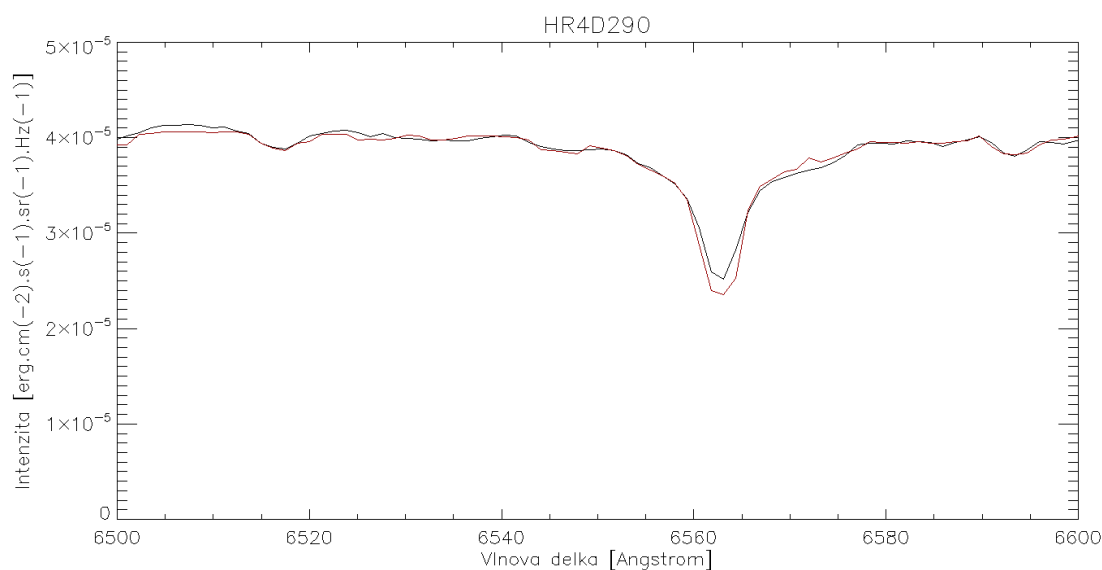
Na obrázcích 4.24 a 4.25 jsou ilustrovány úseky s významnými spektrálními čarami.



Obrázek 4.23: Kalibrované spektrum spektrometru HR4D290 je černé. Katalogové spektrum je červené.



Obrázek 4.24: Část spektra ze spektrometru HR4C5177 zachycující spektrální čáry vápníku K a H. Černá křivka je spektrum kalibrované, červená spektrum katalogové.



Obrázek 4.25: Část spektra ze spektrometru HR4D290 zachycující spektrální čáru $H\alpha$. Černá křivka je spektrum kalibrované, červená spektrum katalogové.

4.5 Diskuze výsledků

Identifikací spektrálních čar, které jsou zaznamenány v tabulkách 4.1 a 4.2, byly vypočteny body pro disperzní křivky spektrometrů HR4C5177 a HR4D290. Tyto křivky byly vytvořeny interpolací těchto bodů polynomem 2. řádu metodou nejmenších čtverců, neboť závislost čísel pixelů na vlnové délce nejvíce odpovídá právě křivce vytvořené touto interpolací. Z toho vyplývá, že disperze neboli rozdíly sousedních vlnových délek nejsou konstantní ani lineární. Použitím těchto disperzních křivek tedy bylo dosaženo přepočtu mezi čísly pixelů a katalogovými vlnovými délkami. Vypočítané vlnové délky velmi dobře odpovídají v místech identifikovaných spektrálních čar. Zde jsou odchylky v řádech desetin Å. Maximální odchylky vlnových délek jsou u netelurických čar v řádech jednotek Å. Tyto disperzní křivky mohou být zatíženy chybou, která mohla být způsobena nedokonalým určováním pixelů odpovídajících identifikovaných spektrálních čar. Možné chyby ve výpočtu těchto disperzních křivek vyjadřují i nejistoty interpolačních koeficientů a , b , c (viz podkapitola 4.2). Spektrální rozsah spektrometrů po aplikaci disperzních křivek pro HR4C5177 je v intervalu 3 505–4 845 Å a pro HR4D290 spektrální rozsah v intervalu 4 840–9 160 Å.

Identifikací některých bodů kontinua a jejich proložení na celý datový rozsah byly funkcí spline získány křivky kontinua katalogových a pozorovaných spekter. Ty jsou na obrázcích 4.16 až 4.19. Podělením kontinua katalogového kontinuem pozorovaným byly pro jednotlivé spektrometry HR4C5177 a HR4D290 získány koeficienty (obrázek 4.20 a 4.21). Z průběhů těchto grafů je patrné, že tyto spektrometry jsou méně citlivé na elektromagnetické záření nižších vlnových délek. U spektrometru HR4D290 je tomu tak i v oblasti infračerveného záření. Očekávalo se, že průběhy grafů koeficientů budou hladké, přitom jsou ale vidět místa, kde tomu tak není. To je způsobeno funkcí spline, která se svým průběhem snaží procházet všemi body. Tyto koeficienty zatížené chybou po

vynásobení pozorovanými daty daly kalibrovaná spektra (ve fyzikálních jednotkách intenzity). Kalibrovaná spektra jsou na obrázcích 4.22 až 4.25. Největší odchylky jsou patrné jak v hloubce spektrálních čar (poznamenejme, že telurické čáry nemá význam hodnotit, neboť jsou hloubkou čar i tvarem proměnné), tak i v hodnotách intenzity kontinua a to v řádech $10^{-6} \text{ erg} \times \text{cm}^{-2} \times \text{s}^{-1} \times \text{sr}^{-1} \times \text{Hz}^{-1}$. Pomocí vzorce: $\frac{I_{kali} - I_{kata}}{I_{kata}}$, kde I_{kali} je intenzita po kalibraci a I_{kata} je intenzita katalogová, je nyní možné spočítat jednotlivé relativní odchylky pro oba spektrometry. Zprůměrování těchto hodnot mimo telurické čáry a vynásobení číslem 100 vede ke zjištění průměrných relativních odchylek pro oba spektrometry. Průměrná relativní odchylka kalibrace pro spektrometr HR4C5177 je 9,1 %. Průměrná relativní odchylka kalibrace pro spektrometr HR4D290 je 2,1 %. Poměrně velká relativní odchylka spektrometru HR4C5177 může být způsobena například nevhodně zvoleným bodem či body kontinua spektrometru HR4C5177. Příčinou této velké průměrné relativní kalibrační odchylky by mohla být také nízká spektrální citlivost na krátké vlnové délky spektrometru HR4C5177.

Závěr

Na základě dat získaných o spektru Slunce byl čtenář seznámen s kalibrací spektrometrů z přístroje OCAS-LBV pro střed slunečního kotouče. Těto kalibraci předcházela výpočet disperzních křivek, což nebylo původně zadáním práce, ale pro úspěch kalibrací to bylo nezbytné. Přístroj OCAS-LBV byl do července 2018 ve vývoji. V tomto měsíci přešel do fáze testování parametrů. Vzhledem k velkému množství dat, která pořizuje, se přistoupilo k ukládání ve formátu HDF5. V tomto formátu dat byl v jazyce IDL problém se čtením. Tento problém byl nakonec vyřešen paní Wenjuan Liu v září 2018. Až poté bylo možné pracovat se smysluplnými daty.

Tento časový skluz se podepsal na nenaplnění úplného zadání této práce. Tím byly kalibrace spektrometrů pro obecnou polohu na slunečním kotouči a aplikace těchto kalibrací na spektra aktivních oblastí Slunce. Kalibrace na obecnou polohu budou vyžadovat více času i práce. Na podzim nejsou příznivé podmínky pro pozorování a tedy i pořizování spekter Slunce, což s dalším faktem, že je doba nízké sluneční aktivity, vedlo k nemožnosti aplikací těchto kalibrací právě na spektra aktivních oblastí Slunce.

Seznam použité literatury a obrázků

- [1] KITCHIN, C. R. *Optical astronomical spectroscopy*. Philadelphia: Institute of Physics Pub., c1995. ISBN 07-503-0346-8.
- [2] http://ukazy.astro.cz/obr/lom_rgb.gif
- [3] <https://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/thumb/2/24/Prism-rainbow.svg/400px-Prism-rainbow.svg.png>
- [4] HALLIDAY, David, Robert RESNICK a Jearl WALKER, DUB, Petr, ed. *Fyzika*. 2., přeprac. vyd. Brno: VUTIUM, c2013. Překlady vysokoškolských učebnic. ISBN 978-80-214-4123-1.
- [5] https://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/thumb/a/a2/Wiens_law.svg/220px-Wiens_law.svg.png
- [6] MIKULÁŠEK, Z. a KRTIČKA, J. *Základy fyziky hvězd*. Brno: Masarykova univerzita, Přírodovědecká fakulta, Skriptum, 2006, 465 s.
- [7] http://www.pozorovanislunce.eu/userfiles/images/vykladovy_slovník/halfa.jpg
- [8] https://sohowww.nascom.nasa.gov/gallery/images/large/mdi20031028_prev.jpg
- [9] http://ceastronomy.org/tramakers/wp-content/uploads/gallery/2012-06-21A/CR2206/2018-07-22-1312_4-TR-540nm-1.jpg
- [10] http://www.company7.com/daystar/graphics/daystar_sunspot_0.5atm_28apr2007_1504_dbvt800600.jpg
- [11] http://www.lerepairedessciences.fr/sciences/questions_sciences/soleil_feu_fichiers/soleil.jpg
- [12] <https://www.stopplusjednicka.cz/sites/default/files/styles/full/public/obrazky/korona.jpg?itok=wR-4vhP2>
- [13] https://scied.ucar.edu/sites/default/files/images/large_image_for_image_content/sun_spectrum_lines_noao_900x600.jpg
- [14] https://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/thumb/a/a4/Solar_spectrum_cs.svg/800px-Solar_spectrum_cs.svg.png

- [15] KŘÍŽOVÁ, Radka. *Technický popis Ondřejovského coelostatu a spektrografu v Laboratoři Borise Valníčka*. 2018, , 14.
- [16] "What is a Solar Flare?". NASA. Retrieved May 12, 2016.
- [17] https://www.nasa.gov/sites/default/files/thumbnails/image/20031028_1112_x17.2flare_eit195.jpg
- [18] PHILLIPS, Kenneth J. H. *Guide to the sun*. New York: Cambridge University Press, 1992. ISBN 05-213-9483-X.
- [19] Heinzel P. a kol., *On the Nature of Off-limb Flare Continuum Sources Detected by SDO/HMI*, *Astrophysical Journal* 847 (2017) article id. 48, preprint arXiv:1709.06377
- [20] BRASS, Charles O. *The essentials of astronomy*. Piscataway, N.J., c1998. ISBN 08-789-1965-1.
- [21] https://www.nevsedni-svet.cz/wp-content/uploads/2014/10/nitro_slunce_prenos_energie.jpg
- [22] NECKEL, Heinz a Dietrich LABS. *The Solar Radiation between 3 300 and 12 500 Å* 1983, , 54.
- [23] <https://www.harrisgeospatial.com/docs/SPLINE.html>

