

Masarykova univerzita
Přírodovědecká fakulta
Ústav teoretické fyziky a astrofyziky



Bakalárska práca
Štúdium slnečnej aktivity

Elena Lindišová

Brno 2011

Týmto vyslovujem najväčšie poďakovanie vedúcemu tejto bakalárskej práce, ktorým je Filip Hroch, za veľku pomoc, rady, podporu a čas, ktorý mi bol ochotný kedykoľvek venovať pre konzultáciu. Za podporu a pomoc patrí veľká vďaka Ivana Homoliakovi. Ohromná vďaka patrí aj pánovi riaditeľovi Hvezdárne v Rimavskej Sobote, pánovi Pavlovi Rapavému, za poskytnutie kvalitných snímok, rád a podporu, a hlavne za možnosť zažiť tak krásny pocit, aký prežíva astronóm, keď môže pozorovať vývoj fascinujúcich objektov v slnečnej atmosfére ako na dlani. Záverom by som sa chcela poďakovať mojej najbližšej rodine, ktorá pri mne vždy stála a podporovala ma.

Prehlasujem, že som bakalársku prácu vypracovala samostatne pod vedením vedúceho bakalárskej práce a s použitím citovaných zdrojov.

Brno, máj 2011

Elena Lindišová

Abstrakt:

V predloženej práci je študovaná atmosféra Slnka a prejavy slnečnej aktivity, ktorými sú slnečné škvrny a fakulové polia. Druhá kapitola sa všeobecne zaoberá Slnkom, tretia kapitola spracovaním obrazu a štvrtá kapitola sa zaoberá spracovaním získaných snímok slnečných škvŕn, fakulových polí a okraju slnečného kotúča.

Táto práca je predovšetkým zameraná na teplotu jednotlivých bodov aktívnych oblastí vo fotosfére Slnka, na teplotný profil jednotlivých škvŕn a fakulových polí a na okrajové stmernenie.

Kľúčové slová: slnečné škvrny, fakulové polia, atmosféra, teplota

Abstract:

In the present work it is studied atmosphere of the Sun and manifestations of solar activity, as sunspots and faculae. The second chapter deals with the sun in general, the third chapter describes image processing and the fourth chapter deals with the processing of acquired images of sunspots, faculae and the limb darkening.

This work is mainly focused on temperature determination in various active regions in the solar photosphere, the temperature profile of the individual sunspots and faculae and the limb darkening.

Keywords: sunspots, faculae, atmosphere, temperature

Obsah

1	Úvod	9
2	Slnko	11
2.1	Základné charakteristiky Slnka	11
2.1.1	Stavba a chemické zloženie	12
2.1.2	Slnko ako hviezda hlavnej postupnosti	13
2.2	Slnčná aktivita	14
2.2.1	Magnetické pole	15
2.2.2	Atmosféra	16
2.2.3	Okrajové stemnenie	20
2.2.4	Slnčný cyklus	22
2.2.5	Slnčné škvrny	23
2.2.6	Ďalšie prejavy slnečnej aktivity	24
2.2.7	Čierne teleso	25
2.2.8	Efektívna teplota	27
2.2.9	Farebná teplota	28
3	Spracovanie obrazu	31
3.1	Obraz s vysokým dynamickým rozsahom	31
3.2	Rastrová grafika	32
3.3	Farebná paleta	33
3.3.1	Využitie falošných farieb	34
4	Praktická časť	37
4.1	Získanie snímok	37
4.2	Redukcia snímok	39
4.3	Spracovanie snímok	40
4.3.1	Teplotné mapy	40
4.3.2	Teplotné rezy	50
4.3.3	Chyby merania a aproximácia	57
4.3.4	Okrajové stemnenie	57
5	Záver	61

KAPITOLA 1

Úvod

Slnko — naša najbližšia hviezda. Zdroj energie, zdroj tepla, zdroj života. Najdôležitejšie teleso pre naše životy. A preto pochopiteľne je veľmi dôležité, aby o tomto telese vedel človek čo najviac informácií. Aby človek vedel, čo všetko je dôvodom toho, že tu môže byť.

Keďže je k nám Slnko relatívne blízko, je to jediná hviezda, pri ktorej sme schopní detailne sledovať a študovať jeho povrch. V skutočnosti iné možnosti študovania našej hviezdy nemáme, keďže jeho vnútornú teplotu by nedokázala zvládnuť ani tá najmodernejšia sonda. Zloženie vnútra môžeme modelovať na základe jeho povrchových vlastností a javov, ktoré na ňom prebiehajú.

Vďaka vyspelej technike dokážame v súčasnosti získať veľmi cenný obrazový materiál, z ktorého je možné zistiť rôzne vlastnosti slnečného povrchu a tiež slnečného vnútra. A práve úlohou tejto práce bude pomocou obrazového štúdia slnečného povrchu a spracovania dát určiť teplotu a priebeh teploty niektorých povrchových útvarov, akými sú napríklad slnečné škvrny a fakulové polia vo viditeľnej oblasti spektra. Oba útvary sú veľmi špecifické a zaujímavé nie len ich vznikom a vývojom, ale aj ich rôznou teplotou.

S cenným obrazovým materiálom je tak možné určiť teplotu jednotlivých bodov na študovanom povrchu Slnka využitím zákonov vyžarovania absolútne čierneho telesa. Taktiež je možné určiť priebeh teploty v slnečnej škvrne alebo v oblasti fakulových polí. Zo získaných snímok okraja slnečného kotúča je tiež možné študovať okrajové stmernenie, ktoré je výsledkom vnútornej stavby atmosféry a jej gradientu teploty.

KAPITOLA 2

Slnko

Informácie v kapitole boli čerpané predovšetkým zo zdrojov [17], [16], [20].

2.1 Základné charakteristiky Slnka

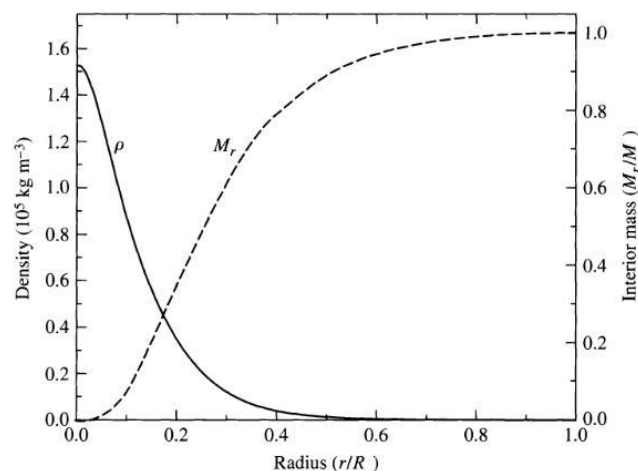
Slnko je našou najbližšou a zároveň aj najlepšie preskúmanou hviezdou v celom vesmíre. Vďaka jeho blízkosti sme schopní priamo merať a určiť jeho rôzne charakteristiky ako napríklad polomer, efektívnu teplotu, žiarivý výkon, magnetické pole alebo rýchlosť jeho rotácie.

Stredná vzdialenosť Zeme od Slnka, nazývaná tiež jedna astronomická jednotka (1 AU), sa považuje za jednu zo základných jednotiek merania vzdialeností vo vesmíre. Platí, že $1 \text{ AU} = 1,495\,978\,706\,6 \cdot 10^{11} \text{ m}$. Keďže obežnou dráhou Zeme okolo Slnka je elipsa, jej vzdialenosť sa mení v rozmedzí od 0,98326 AU do 1,01674 AU. Preto sa mení aj jeho uhlový priemer na oblohe a pohybuje sa približne od 31,47' do 32,5'. Zo známej vzdialenosti a uhlovej veľkosti Slnka bol určený aj jeho stredný polomer a je rovný $6,955\,08(26) \cdot 10^8 \text{ m}$.

Medzi ďalšie charakteristiky Slnka patrí aj:

- stredný žiarivý výkon $L_{\odot} = 3,844(8) \cdot 10^{26} \text{ W}$
- slnečná konštanta $k = 1\,367(3) \text{ W m}^{-2}$
- efektívna teplota $T_{\text{ef}} = 5\,779(3) \text{ K}$
- hmotnosť $M_{\odot} = 1,988\,44(30) \cdot 10^{30} \text{ kg}$
- stredná hustota $\rho = 1\,411,0(3) \text{ kg m}^{-3}$
- rotačná perióda na rovníku $P_r = 25 \text{ d}$
- rotačná perióda na póloch $P_p = 36 \text{ d}$

Veľmi zaujímavou vlastnosťou, nielen Slnka, je priebeh jeho hmotnosti a hustoty v závislosti na vzdialenosti od centra (obrázok 2.1). Deväťdesiat percent hmotnosti je sústredených už zhruba v prvej polovici polomeru, čomu odpovedá aj priebeh hustoty. Približne v druhej polovici vzdialenosti od centra je hustota veľmi nízka a v centre dosahuje maximum.



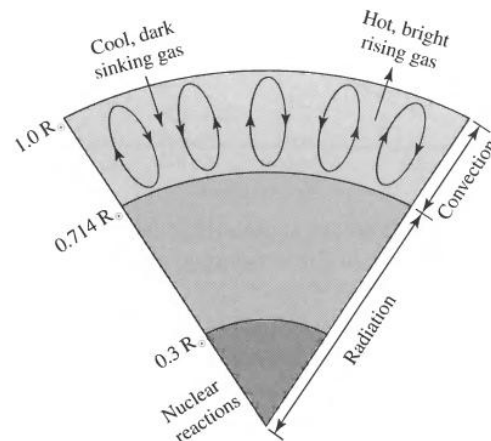
Obr. 2.1: Priebeh hustoty a hmotnosti Slnka ako funkcia polomeru [17].

2.1.1 Stavba a chemické zloženie

Bohužiaľ nie sme schopní priamo preskúmať Slnčné vnútro, jeho štruktúru, či vlastnosti. K dispozícii máme len jeho povrch, odkiaľ k nám priamo žiarenie prichádza, a ktoré potom môžeme študovať. Do vnútra Slnka nikdy nenahliadneme, preto môžeme zostavovať len určité jeho modely. Tieto modely musia odpovedať jeho povrchovým charakteristikám (hlavne žiarivý výkon a polomer), prihliadnuc aj na fyzikálne princípy, ktorými bolo možné dospieť k takýmto charakteristikám. Model, ktorý sa najviac približuje k pozorovaným charakteristikám sa nazýva *štandardný model Slnka*.

Štruktúra slnečného vnútra je naznačená na obrázku 2.2. V centre sa nachádza jadro s polomerom približne 209 tisíc kilometrov, kde prebiehajú termonukleárne reakcie. Práve tu sa uvoľňuje najväčšie množstvo slnečnej energie. Do vzdialenosti približne 497 tisíc km od centra sa nachádza oblasť žiarivej rovnováhy. V tejto časti sa teplo prenáša prostredníctvom žiarivej difúzie, tzn. že nosičmi energie sú v tomto prípade fotóny. Ich voľná dráha je podstatne väčšia ako je voľná dráha častíc, ktorým by prenos energie na povrch trval rádovo až 10^{13} rokov.

Nad touto oblasťou žiarivej difúzie sa nachádza konvektívna zóna, ktorá siaha pod povrch Slnka, kde ešte prenos tepla až na povrch prevezme žiarivá difúzia. Konvektívna zóna je chladnejšia oblasť Slnčného vnútra, kde nie je dostatok fotónov na prenos tepla. Taktiež tam opacita, čiže nepriehľadnosť materiálu, nadobúda veľmi vysokých hodnôt. Je to v dôsledku toho, že sa tam nachádza rovnaká časť ionizovaného a rovnaká časť neutrálneho vodíka. Preto aj voľné dráhy fotónov sú výrazne kratšie ako v oblasti žiarivej rovnováhy. Prenosu tepla v tejto časti prevezme konvekcia. Teplejšie prúdy vystupujú z hĺbky k povrchu, kde odovzdávajú energiu a pri ochladení klesajú späť do hĺbky, kde opäť energiu získavajú.



Obr. 2.2: Štruktúra Slnčného vnútra [17].

Vonkajšie vrstvy Slnka predstavuje atmosféra, ktorá je rozvrstvená do troch častí. Najnižšie sa nachádza fotosféra, nad ňou sa rozprestiera teplejšia chromosféra a najvrchnejšou časťou je horúca koróna. Pretože atmosféra a útvary vznikajúce v atmosfére sú prejavom slnečnej aktivity, bude táto téma viac rozšírená v podkapitole 2.2.

Chemické zloženie nie je pre celé telo hviezdy rovnaké. Slnko už nie je homogénnou hviezdou, ako bolo na začiatku svojho vývoja. Povrch Slnka obsahuje ešte pôvodné percentuálne zastúpenie prvkov. Pomocou rozboru spektra vieme priamo určiť jeho povrchové zloženie. Z najväčšej časti je povrch tvorený vodíkom (74 %) a héliom (24 %). Zbytok tvoria ďalšie prvky (0,02 %) ako napríklad železo, síra, kyslík, uhlík a ďalšie.

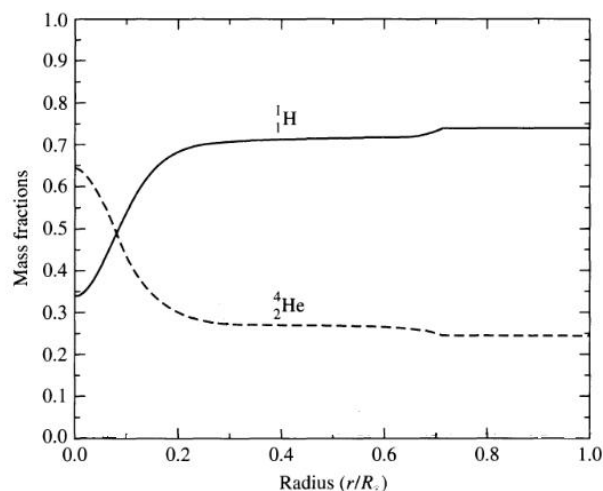
Smerom do centra sa chemické zloženie líši v dôsledku termonukleárných reakcií (obrázok 2.3), hlavne premenou vodíka na hélium. Smerom do centra teda rastie pomerne zastúpenie hélia, kde tvorí v súčasnosti až 64 %. Zastúpenie vodíka je výrazne odlišné od povrchového zastúpenia a hodnota sa pohybuje už len okolo 34 %.

2.1.2 Slnko ako hviezda hlavnej postupnosti

Slnko je hviezdou spektrálneho typu G2 a v Hertzsprung–Russelovom (H–R) diagrame, ktorý predstavuje závislosť základných charakteristík hviezd, sa nachádza na tzv. hlavnej postupnosti (Main Sequence). Jeho poloha v diagrame je naznačená na obrázku 2.4.

Slnko sa na hlavnú postupnosť dostalo vďaka dostatočnej teplote (nad 12 mil. kelvinov) a hustote v centre hviezdy na začiatku jeho vývoja, približne pred $4,55 \cdot 10^9$ rokmi, čo bolo nevyhnutné k zapáleniu a udržaniu termonukleárných reakcií. Pri týchto extrémnych podmienkach sa jadrá ľahších prvkov začali spájať do jadier ťažších prvkov. Slnko sa tak stalo hviezdou tzv. *hlavnej postupnosti nulového veku* (ZAMS).

V súčasnosti dosahuje teplota v centre Slnka až 15,7 miliónov kelvinov, hustota dosahuje $1,46 \cdot 10^5 \text{ kg m}^{-3}$ a tlak $2,3 \cdot 10^{16} \text{ Pa}$, čo sa rovná až 230 miliardám atmosfér.



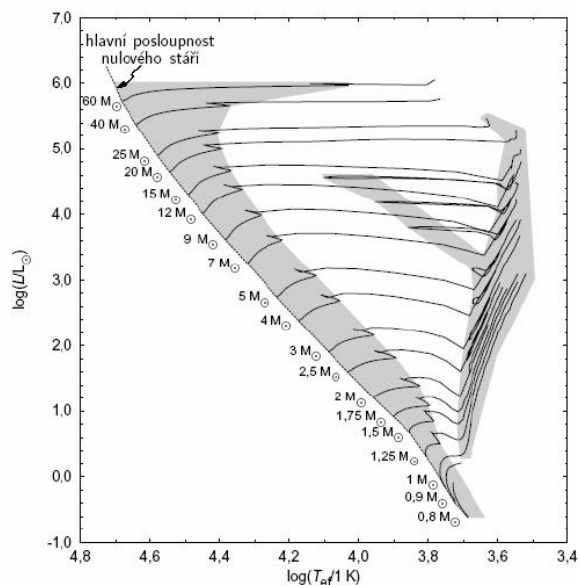
Obr. 2.3: Relatívne zastúpenie vodíka a hélia v závislosti od centra [17].

Energeticky najvýznamnejšie reakcie, pri ktorých zo štyroch vodíkových jadier vzniká jedno pevnejšie jadro hélia — α častica, tu prebiehajú pomocou tzv. protón–protónového reťazca. Pri týchto reakciách sa každú sekundu uvoľní práve toľko energie, koľko energie Slnko vyžiari každú sekundu z jeho povrchu do kozmického priestoru. Práve toto je aj základnou vlastnosťou hviezd hlavnej postupnosti, akou je naše Slnko. Pre dostatočné energetické dotovanie z centra prostredníctvom jadrových reakcií je hviezda v stave hydrodynamickej rovnováhy, tzn., že ani neexpanduje, ani sa nezmršťuje. V tomto stave, čiže na hlavnej postupnosti, pobudne naša hviezda ešte ďalších zhruba $4,8 \cdot 10^9$ rokov.

2.2 Slnčná aktivita

Slnko je relatívne kľudnou hviezdou. V porovnaní s inými hviezdami, ktoré javia obrovskú hviezdnu aktivitu, neprejavuje veľmi veľké zmeny napríklad jasnosti či polomeru. Keby sa Slnko nachádzalo vo väčšej vzdialenosti, nikdy by sme ho nezaradili medzi premenné hviezdy. No pre jeho blízkosť môžeme detailne pozorovať a skúmať rôzne prejavy jeho aktivity, ktoré sa časom menia. A mnohé z nich sa menia dokonca periodicky. Amplitúda celkovej hviezdnej veľkosti je síce veľmi malá, 0,0001 magnitudy [16], ale mení sa. Preto môžeme našu hviezdu považovať sa premennú hviezdu.

Slnčná aktivita sa prejavuje v každej vrstve atmosféry výskytom rôznych útvarov, ktoré pravdepodobne vznikajú v dôsledku existencie lokálnych magnetických polí Slnka s indukciou 0,12 až 0,45 tesla [16], taktiež ich vznikom a rozpadom. Tieto lokálne magnetické polia vznikajú v konvektívnej zóne pod fotosférou a konvektívnymi prúdmi sú vynášané na povrch.



Obr. 2.4: Hertzsprung–Russelov diagram [19]

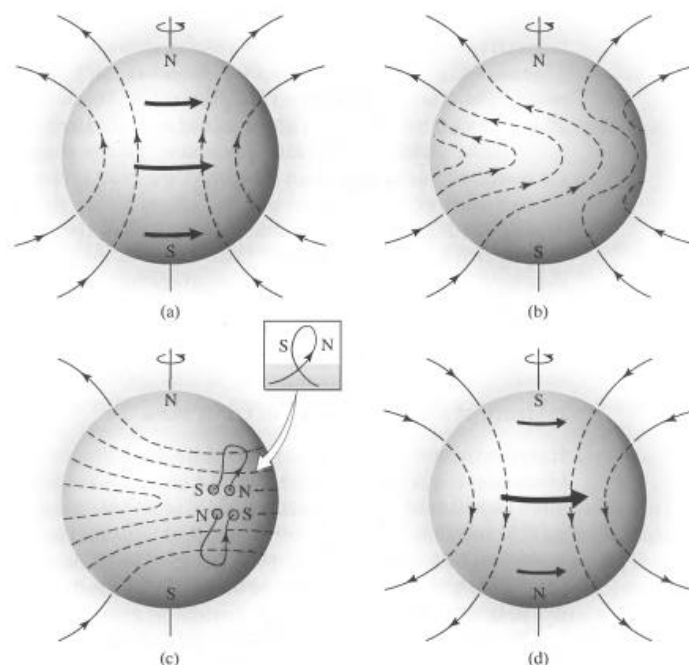
2.2.1 Magnetické pole

Magnetické pole Slnka je produkované elektrickým prúdom, ktorý vzniká v jeho vnútri pohybom horúceho ionizovaného plynu. V konvektívnej zóne sa vertikálnym presunom materiálu vytvárajú a zosilujú lokálne magnetické polia. Základný mechanizmus vzniku týchto polí sa nazýva dynamový mechanizmus, pri ktorom sa mechanická energia presunu materiálu mení na elektrickú, kedy zároveň vzniká aj magnetické pole. Magnetické siločiarajú zamrzávajú do plazmy a konvektívnymi prúdmi sú vynášané k povrchu.

V dôsledku diferenciálnej rotácie povrchových častí Slnko nepredstavuje jednoduchý magnetický dipól. Magnetické pole totiž obsahuje aj rotačnú toroidálnu zložku. Siločiarajú sú akoby namotané okolo Slnka. Turbulentný pohyb konvektívnych prúdov spôsobuje vznik tzv. slučiek. Vztlaková sila produkovaná magnetickým tlakom spôsobuje, že vrchné časti týchto slučiek vystupujú nad povrch. V miestach vzniku magnetických slučiek vznikajú aktívne oblasti sprevádzané objavením skupín slnečných škvŕn. Vedúca škvŕna má polaritu zhodnú s polaritou príslušnej pologule. Pri zvyšovaní slnečnej aktivity v priebehu jedného slnečného cyklu postupujú skupiny škvŕn smerom k rovníku. Na prelome dvoch cyklov dochádza k prestavbe globálneho magnetického poľa Slnka, kedy sa zmení jeho polarita na opačnú. Preto je skutočná perióda slnečného cyklu 22 rokov, za ktorú sa vystriedajú opačné polarities vedúcich škvŕn a jedenásťročná perióda je preto falošná.

Na obrázku 2.5 je model dynamového mechanizmu. Na obrázku (a) je Slnko znázornené ako jednoduchý magnetický dipól. Na obrázku (b) sú patrné magnetické siločiarajú, ktoré sú zamrznuté do plazmy a diferenciálnou rotáciou sú unášané okolo Slnka v smere

rotácie. Obrázok (c) znázorňuje vystupujúce magnetické slučky na povrch, ktoré vznikli v dôsledku vírovej konvekcie, ktorá siločiaru zakrúca. Na poslednom obrázku (d) je znázornená prevrátená polarita po 11-ročnom cykle.



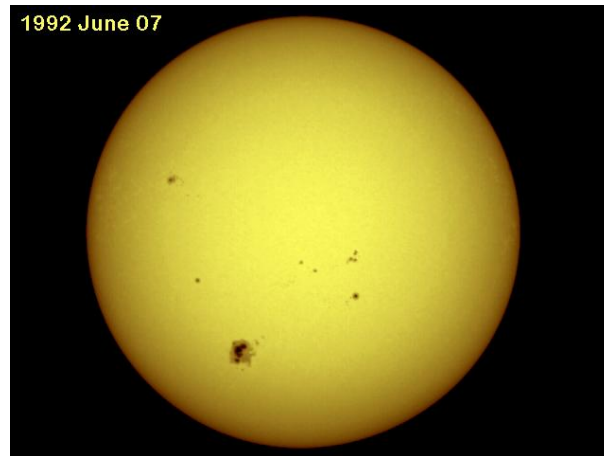
Obr. 2.5: Model dynamového mechanizmu [17].

2.2.2 Atmosféra

Fotosféra je najnižšou vrstvou atmosféry. Slovo pochádza z gréckeho *photos*, čo v preklade znamená svetlo. Toto pomenovanie veľmi dobre fotosféru vystihuje, pretože k nám práve z tejto vrstvy prichádza najväčšia časť žiarenia Slnka a to až 99,5 % z celkového žiarenia. Taktiež preto túto vrstvu považujeme za „povrch Slnka“. Jej okraj je veľmi ostrý a dobre rozpoznateľný. Je to v dôsledku veľmi zaujímavej charakteristike fotosféry. Na relatívne malej vzdialenosti (približne 600 km) oproti rozmerom Slnka (približne 700 tisíc kilometrov) sa v smere do stredu mení z priehľadnej na nepriehľadnú pre prechádzajúce žiarenie. Táto obrovská zmena spôsobuje fakt, že môžeme pozorovať ostrú hranicu Slnka. Fotosféra predstavuje iba 0,09 % z jeho polomeru, preto ju pozorujeme pod veľmi malým uhlom.

Fotosféra je najhustejšou vrstvou atmosféry. No v skutočnosti je veľmi riedka, obsahuje 10^{23} častíc v metri kubickom, takže je dokonca tisíckrát redšia ako hustota atmosféry pri hladine mora a jej hmotnosť je porovnateľná s hmotnosťou celej atmosféry Zeme [16]. Táto vrstva je v hydrostatickej rovnováhe, preto jej tlak s výškou klesá.

Okrem toho, že je fotosféra najhustejšou vrstvou atmosféry, je zároveň aj najchladnejšou časťou celého Slnka. Pod ňou sa nachádza teplejšia konvektívna zóna a nad ňou ďalšia vrstva atmosféry, teplejšia chromosféra. Teplota fotosféry s výškou klesá, najnižšie časti dosahujú teplotu 9 400 K a najvyššie už len okolo 4 400 K. O teplotnom gradiente je možné sa presvedčiť priamym pozorovaním Slnka. Blízko pri okraji sa totiž objavuje stmernenie, nazývané *okrajovým stmernením*, ktoré je veľmi jasne vidieť na obrázku 2.6 a bude témou ďalšej podkapitoly.

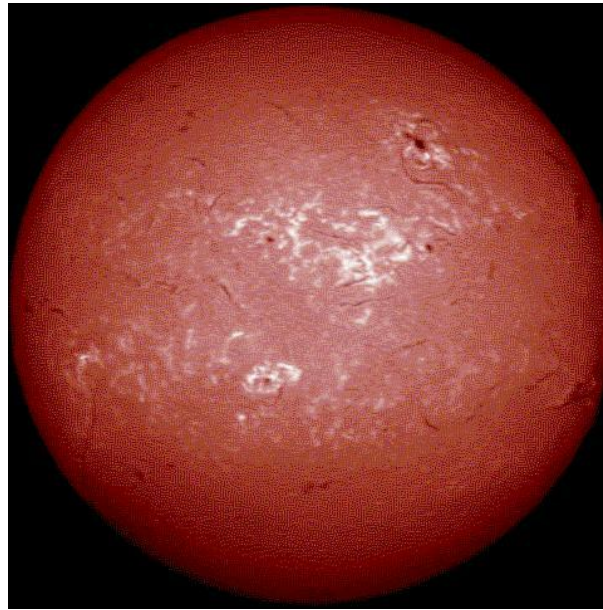


Obr. 2.6: Slnčný kotúč s viditeľnými slnečnými škvrnami a so zreteľným okrajovým stmernením [1].

Vo fotosfére pozorujeme niekoľko útvarov. Najnápadnejšie z nich sú slnečné škvrny, ako je vidieť aj na obrázku 2.6. V porovnaní s okolitým povrchom Slnka sú veľmi tmavé, dokonca až čierne. Je to v dôsledku ich nižšej teploty.

Nad fotosférou sa nachádza ďalšia vrstva atmosféry, nazývaná chromosféra. Siahla do výšky približne 1 600 km nad fotosférou. Zaujímavou charakteristikou chromosféry je inverzný chod teploty. Jej teplota totiž s rastúcou výškou rastie. Najnižšie časti majú okolo 4 400 K a navrchnejšie dosahujú až 10 000 K [17]. Hustota chromosféry je 10^{19} častíc v m^3 a podobne ako vo fotosfére s rastúcou výškou klesá [16]. No jej okraj už nie je taký ostrý ako okraj fotosféry.

Názov chromosféra vznikol z gréckeho *chromos*, čo v preklade znamená farba. Ani toto pomenovanie nie je náhodné. Pri tak vysokých teplotách dochádza k silnej emisii žiarenia v čiare H-alfa, v dôsledku čoho sa chromosféra javí ako začervenalá (obrázok 2.7). No bohužiaľ chromosféra nie je pozorovateľná za normálnych okolností tak ako fotosféra, pretože vyžaruje len 0,1 % z celkového žiarenia Slnka [16]. Môžeme ju pozorovať pri úplných zatmeniach Slnka, pri jeho napodobnení koronografom alebo spektrohelioskopom, kde Slnko pozorujeme len v určitých vlnových dĺžkach. Najčastejšie však v tých, v ktorých je chromosféra opticky hustá, čo je práve v čiarach H α alebo vo vápnikových čiarach (Ca II) H a K.



Obr. 2.7: Slnčná chromosféra v čiare H-alfa [2]

Ako už bolo spomenuté, okraj chromosféry nie je ostrý. Na jej hranici s ďalšou vrstvou atmosféry, nazývanou koróna, sa vyskytujú vertikálne vlákna žhavého plynu, tzv. *spikule*, ktoré začínajú už vo fotosfére. Siahajú až do vzdialenosti 10 000 km z chromosféry do koróny a ich životnosť je iba okolo 15 minút. Rýchlosť, akou sa v jednotlivých vláknach presúva materiál, môže dosahovať $20\text{--}30\text{ km s}^{-1}$.

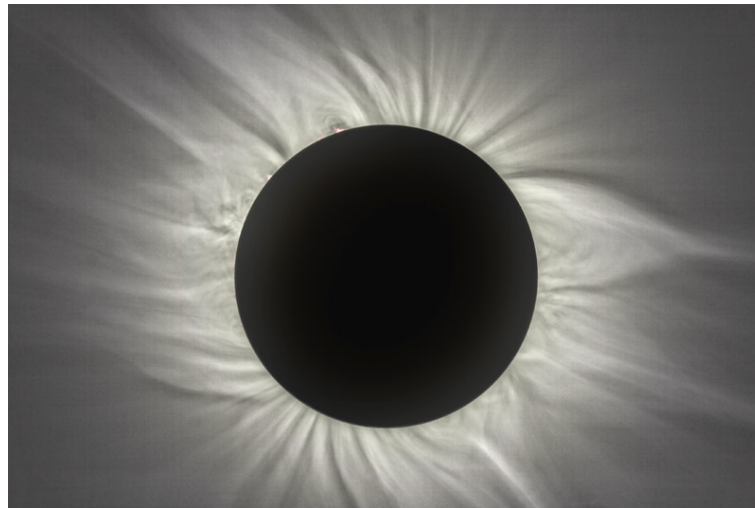
V chromosfére boli taktiež objavené rozsiahle útvary, tzv. *supergranuly*, ktoré sú viditeľné až na škále 30 000 km. Sú pokračovaním konvektívnej zóny. Dopplerovskými meraniami bolo zistené, že v strede tohto útvaru materiál vystupuje na vrch, horizontálne tečie na okraj, kde opäť ochladený materiál zostupuje. Rýchlosť pretoku materiálu je približne $0,4\text{ km s}^{-1}$. A práve tam, kde sa stretávajú okraje supergranúl, vznikajú skupiny slnečných škvrn [17].

Posledná vrstva atmosféry sa nazýva koróna (obrázok 2.8). Siahá do vzdialenosti milión kilometrov až do kozmického priestoru. Je to najteplejšia vrstva atmosféry, teplota dosahuje až milióny kelvinov. V súčasnosti nie je celkom jasné, aký je zdroj takej vysokej teploty koróny. Existuje niekoľko navrhnutých vysvetlení jej ohrevu a najpravdepodobnejšia z nich je existencia magnetohydrodynamických vln. Tieto vlny presúvajú teplo zo spodných vrstiev atmosféry do vrchných vrstiev, kde sa rozpadávajú a tak pravdepodobne ohrievajú tieto vrstvy.

Koróna je zároveň aj najredšou vrstvou. Jej hustota je oproti ostatným vrstvám iba 10^{15} častíc v m^3 [17]. V dôsledku tak nízkej hustoty je priehľadná pre väčšinu prechádzajúceho žiarenia. Pre nízku intenzitu žiarenia (miliónkrát menšia ako intenzita fotosféry [17]), nie je koróna viditeľná pri bežnom pozorovaní. Môžeme ju pozorovať

pri úplných zatmeniach Slnka, kedy kotúč Mesiaca jasnú fotosféru úplne zakryje, alebo pomocou koronografu, ktorý úplne zatmenie napodobňuje, podobne ako pri pozorovaní chromosféry. Pre tak vysokú teplotu koróny sú atómy vysoko ionizované, je teda elektricky vodivá a opticky hustá v ultrafialovej a röntgenovej časti spektra.

Koróna nie je v hydrostatickej rovnováhe, ako môžeme vidieť aj na obrázku 2.8. V dôsledku veľmi vysokej teploty dosahuje rýchlosť neusporiadaného pohybu častíc hodnoty únikovej rýchlosti. Prúdy častíc unikajú z atmosféry Slnka do medziplanetárneho priestoru a tým stráca Slnko ročne približne 10^{-14} až 10^{-15} svojej hmotnosti. Keď častice slnečného vetra preniknú do atmosféry Zeme, interagujú s jej magnetickým poľom, kedy dochádza k excitácii alebo ionizácii atómov atmosféry. Pri následnej deexcitácii alebo rekombinácii dochádza k emisii fotónov s určitými vlnovými dĺžkami a môžeme pozorovať polárne žiary v rôznych farbách.



Obr. 2.8: Slnčná koróna [3]

Koróna nie je ani v stave termodynamickej rovnováhy. Nachádzajú sa tam jasné a teplejšie časti popri tmavších a chladnejších častiach, tzv. koronálnych dier. Ich existencia je vysvetľovaná prítomnosťou otvoreného magnetického poľa do medziplanetárneho priestoru a prítomnosťou veľmi silného slnečného vetra. S otvoreným magnetickým poľom je spojený aj výskyt (solar plumes). Sú to tenké prúdy plynu vystupujúce z okolia severného a južného pólu Slnka. V prítomnosti magnetického poľa s uzavretými siločiarami sa objavujú koronálne slučky. Sú to jasnejšie oblasti, kde sú častice zachytené v magnetickom poli. Vzhľad koróny je teda určený magnetickým poľom Slnka, ktoré je prejavom slnečnej aktivity. Táto problematika bude rozšírená v nasledujúcej podkapitole.

2.2.3 Okrajové stmernenie

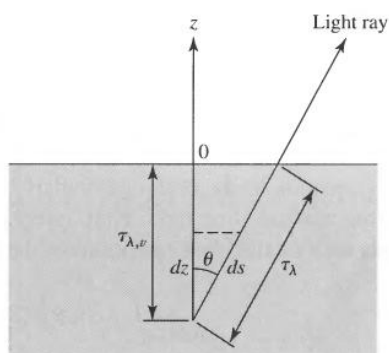
Okrajové stmernenie je výsledkom existencie teplotného gradientu vo fotosfére. Pri pohľade do stredu disku slnečného kotúča vidíme hlbšie a teplejších vrstvy fotosféry. Pri okraji vidíme fotosféru pod určitým uhlom, vidíme jej vyššie vrstvy, ktoré sú chladnejšie, a preto sú v kontraste s centrom disku tmavšie. Tento fakt je možné vysvetliť aj existenciou atmosféry obklopujúcej Slnko. Vyžiarené svetlo je pri prechode cez atmosféru pohlcované. Lúč svetla prichádzajúci z centra disku prechádza tenšou vrstvou atmosféry, a preto je pohlcovaný menej ako lúč, ktorý k nám prichádza od okraja. Intenzita tohto svetla je tak menšia. Atmosféru pritom považujeme za veľmi tenkú v porovnaní s rozmermi Slnka, preto ju môžeme považovať za plan–paralelnú dosku. Túto aproximáciu je možné vidieť na obrázku 2.9, kde τ_λ je optická hĺbka, ktorá je definovaná ako

$$\tau_\lambda = \int_0^s \kappa_\lambda \rho ds, \quad (2.1)$$

kde κ_λ je absorpčný koeficient alebo opacita, taktiež nazývaná ako nepriehľadnosť materiálu, ρ je hustota materiálu a s je vzdialenosť, ktorú prešiel daný fotón. Hodnota s rastie v smere priletu fotónu, preto aj optická hĺbka rastie smerom k hlbším vrstvám atmosféry. Táto veličina je bezrozmerná. Udáva mieru nepriehľadnosti, čiže mieru absorpcie, alebo rozptýlenia fotónov v určitej vrstve atmosféry. Ak je $\tau_\lambda \gg 1$, vrstva je *opticky hustá* a ak $\tau_\lambda \ll 1$, vrstva je *opticky tenká*. Dolný index λ značí, že je táto veličina závislá na vlnovej dĺžke. Pre niektoré vlnové dĺžky môže byť určitá vrstva atmosféry opticky hrubá, no pre iné vlnové dĺžky môže byť opticky tenká.

Na obrázku 2.9 je tiež znázornené vertikálne optická hĺbka $\tau_{\lambda,v}$, ktorá je definovaná ako

$$\tau_{\lambda,v}(z) = \int_z^0 \kappa_\lambda \rho dz. \quad (2.2)$$



Obr. 2.9: Plan–paralelná atmosféra [17]

Pomocou vertikálnej optickej hĺbky a jednoduchej geometrie je τ_λ vyjadrená tiež ako

$$\tau_\lambda = \frac{\tau_{\lambda,v}}{\cos \theta} = \tau_{\lambda,v} \sec \theta. \quad (2.3)$$

Pokles intenzity určitého lúča, ktorý prechádza cez vrstvy plynu s určitými optickými hĺbkami, je daná nasledujúcim vzťahom

$$I_\lambda = I_{\lambda,0} e^{-\tau_\lambda}. \quad (2.4)$$

Priebeh intenzity v závislosti na vzdialenosti od centra slnečného kotúča je veľmi zaujímavá. Intenzita je lineárnou funkciou cosínu uhla, pod ktorým je oblasť pozorovaná. Pri dôkaze tejto lineariry pritom predpokladáme, že aj atmosféra vyžaruje určité množstvo svetla, okrem skutočnosti, že ho pohlcuje. Pomer medzi koeficientom emisie a absorpcie sa nazýva zdrojová funkcia S , ktorá má rovnakú jednotku ako intenzita — $\text{W m}^{-3} \text{sr}^{-1}$. Táto funkcia tak opisuje, ako sa mení intenzita lúča pri prechode atmosférou, teda ako rýchlo sú fotóny vznikajúce v spodných vrstvách atmosféry odstránené a nahradené fotónmi z obklopujúceho slnečného materiálu.

Na začiatok sa vychádza z nasledujúcej rovnice prenosu žiarenia

$$\frac{dI_\lambda}{d\tau_\lambda} = I_\lambda - S_\lambda. \quad (2.5)$$

Po vynásobení rovnice výrazom $e^{-\tau_\lambda}$, dostávame

$$\frac{dI_\lambda}{d\tau_\lambda} e^{-\tau_\lambda} - I_\lambda e^{-\tau_\lambda} = -S_\lambda e^{-\tau_\lambda}. \quad (2.6)$$

$$\frac{d}{d\tau_\lambda} (e^{-\tau_\lambda} I_\lambda) = -S_\lambda e^{-\tau_\lambda}. \quad (2.7)$$

$$d(e^{-\tau_\lambda} I_\lambda) = -S_\lambda e^{-\tau_\lambda} d\tau_\lambda. \quad (2.8)$$

Potom sa rovnica zintegruje s počiatočnou medzou v optickej hĺbke $\tau_{\lambda,0}$, kde $I_\lambda = I_{\lambda,0}$ a koncovou medzou v nulovej optickej hĺbke, čomu odpovedajú horné vrstvy atmosféry, kde $I_\lambda = I_\lambda(0)$. Po následnom vyjadrení $I_\lambda(0)$ sa získa celková pozorovaná intenzita svetla, ktoré opúšťa atmosféru Slnka, takže platí

$$I_\lambda(0) = I_{\lambda,0} e^{-\tau_{\lambda,0}} - \int_{\tau_{\lambda,0}}^0 S_\lambda e^{-\tau_\lambda} d\tau_\lambda. \quad (2.9)$$

Prvý člen pravej strany predstavuje pôvodnú intenzitu svetla redukovanú o absorbciu pozdĺž cesty svetelného lúča. Druhý člen reprezentuje emisiu žiarenia, ktorého časť je pri ceste na koniec atmosféry taktiež pohltenej. Po prepise τ_λ použitím vzťahu (2.3) na $\tau_v \sec \theta$ a po vynechaní dolného indexu λ má rovnica nasledujúci tvar

$$I(0) = I_0 e^{-\tau_{v,0} \sec \theta} - \int_{\tau_{v,0} \sec \theta}^0 S_\lambda e^{-\tau_\lambda \sec \theta} d\tau_\lambda. \quad (2.10)$$

V najnižších vrstvách atmosféry sa optická hĺbka blíži k hodnote nekonečna, preto bude prvý člen na pravej strane nulový a po prehodení integračných medzí platí nasledujúca rovnosť

$$I(0) = \int_0^\infty S \sec \theta e^{-\tau_v \sec \theta} d\tau_v. \quad (2.11)$$

Ak by bola známa závislosť zdrojovej funkcie S na vertikálnej optickej hĺbke, bolo by možné zistiť intenzitu $I(0)$ ako funkciu smeru svetelného lúča. No aj keď formu zdrojovej funkcie nepoznáme, vieme ju aspoň odhadnúť. Pri predpoklade, že

$$S = a + b\tau_v, \quad (2.12)$$

kde a a b sú čísla závislé na vlnovej dĺžke, získavame po integrácii nasledujúcu závislosť $I(0)$ na smere cesty pozorovaného svetla,

$$I_\lambda(0) = a_\lambda + b_\lambda \cos \theta. \quad (2.13)$$

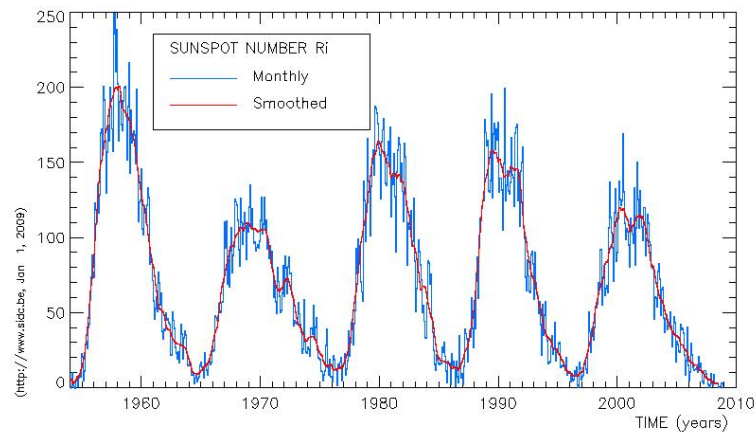
Pre výslednú intenzitu po integrácii cez všetky vlnové dĺžky tak platí,

$$I_\lambda(0) = \frac{2}{5} + \frac{3}{5} \cos \theta. \quad (2.14)$$

2.2.4 Slnčný cyklus

Jedným z najnápadnejších prejavov slnečnej aktivity sú slnečné škvrny. Preto prvé záznamy o výskyte škvŕn pochádzajú už z roku 364 p.n.l. (čínsky astronóm vo hviezdnom katalógu), teleskopicky boli prvýkrát pozorované v roku 1610 talianskym astronómom Galileom Galileim. V roku 1843 bola objavená periodicitu ich výskytu nemeckým astronómom H. S. Schwabom a určil ju približne na 10 rokov. Keďže sú slnečné škvrny prejavom slnečnej aktivity, periodicitu ich výskytu je zároveň aj periódou slnečnej činnosti a nazýva sa slnečný cyklus.

Stredný slnečný cyklus od jedného minima k ďalšiemu minimu počtu slnečných škvŕn trvá približne 11 rokov. Dĺžku cyklu upresnil švajčiarsky astronóm Rudolf Wolf zavedením Wolfovho čísla, tiež známe ako relatívne číslo $R = k(10g + f)$, kde k je určitá konštanta, g je počet slnečných škvŕn a f je počet skupín škvŕn. Pri vynesení relatívneho čísla do grafu v závislosti na čase, je určitá periodicitu zrejma, ako je vidieť aj na obrázku 2.10. Z grafu je tiež patrný rýchlejší rast slnečnej aktivity a po dosiahnutí maxima nasleduje jej pomalší pokles. Doteraz sa relatívne číslo považuje za bežné meradlo slnečnej aktivity. Ďalším meradlom slnečnej aktivity je plocha škvŕn, ktorá sa vyjadruje v milióntinách slnečného povrchu plogule.



Obr. 2.10: Závislosť relatívneho čísla na čase [4]

2.2.5 Slnčné škvrny

Slnčné škvrny sú najnápadnejším prejavom slnečnej aktivity z niekoľkých dôvodov. Prichádza k nám od nich totiž najväčšia časť slnečného žiarenia v porovnaní s inými prejavmi slnečnej aktivity. Tiež sú to veľmi rozsiahle tmavé aktívne oblasti na slnečnom povrchu, ktoré sa vyskytujú v žiarivej pozorovateľnej fotosfére. Priemer najväčších škvŕn môže dosahovať až 100 000 km. Tak rozmerné objekty sú niekedy pozorovateľné aj voľným okom. Ich nápadná tmavá farba je spôsobená tým, že majú teplotu približne o 1200 až 1900 kelvinov nižšiu ako má okolitá fotosféra. Tento fakt spôsobuje prítomnosť magnetických polí. Jeho siločiar v mieste škvŕny vstupujú do vnútra Slnka a tým zabraňujú výstupu materiálu na povrch konvektívnymi prúdmi, ktoré sú zdrojom prenosu energie na povrch Slnka. Preto je táto časť menej energeticky dotovaná, a preto je jej žiarenie oproti okoliu nižšie. Dokonca v kontraste s veľmi žiarivou fotosférou vnímame tieto miesta ako čierne škvrny. No v skutočnosti je to len optický klam, pretože ak by sme škvŕnu umiestnili do tmy, žiarila by tak, ako žiari Mesiac v splne. Energia, ktorá je v mieste magnetického poľa zadržovaná pod fotosférou je vyžiarená v okolí slnečných škvŕn, kde pozorujeme jasnejšie oblasti s vyššou teplotou tzv. fakulové polia

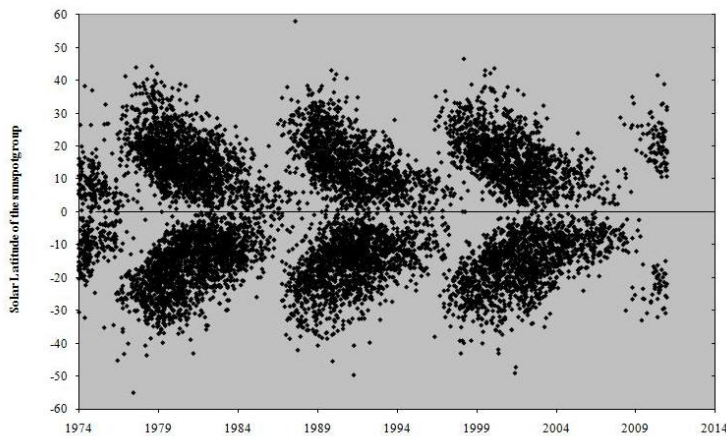
Životnosť slnečných škvŕn je rôzna. Nepatrné škvrny sa dožívajú len niekoľkých hodín. Tie najväčšie z nich vznikajúce v maxime slnečnej aktivity trvajú až niekoľko týždňov alebo mesiacov. Životnosť väčšiny škvŕn (približne 90 %) je okolo 11 dní. U stredných a veľkých škvŕn pozorujeme určitú štruktúru. Centrum škvŕny je najtmavšou časťou a nazýva sa umbra. Magnetické pole je tu najsilnejšie a jeho smer je vertikálny. Umbru obklopuje jasnejšia časť, kde je magnetické pole slabšie a smer sa mení na horizontálny, tzv. penumbra. Má vláknitú štruktúru a jednotlivé vlákna smerujú radiálne do stredu škvŕny.

Škvŕny vznikajú vo fotosfére jednotlivo, no najčastejšie ich pozorujeme v skupinkách. Jednu skupinu tvoria väčšinou jedna alebo dve väčšie škvrny obklopené menšími škvŕnami. Ich počet a tvar sa časom mení. Niekedy môžeme túto zmenu pozorovať

v časovej škále niekoľkých hodín. Jedna z väčších škvŕn je vedúca, predchádza ostatné škvŕny a ma opačnú polaritu ako zadné škvŕny. Počas jedenáštočného cyklu sa polarita škvŕn nemení, no počas nasledujúceho cyklu pozorujeme výmenu polaritu medzi škvŕnami. Napríklad vedúca škvŕna prvého cyklu predstavuje severný magnetický pól a v nasledujúcom cykle predstavuje vedúca škvŕna južný magnetický pól. Na severnej pologuli Slnka má vedúca škvŕna vždy opačnú polaritu ako vedúca škvŕna na pologuli južnej a naopak. Z toho vyplýva, že v každom druhom slnečnom cykle ma vedúca škvŕna rovnakú polaritu, preto pravou dĺžkou slnečnej činnosti je približne 22 rokov. Perióda z dĺžok trvania 11 rokov je v podstate periódou falošnou.

Počas jedného slnečného cyklu sa mení aj poloha slnečných škvŕn. Na začiatku slnečného cyklu sa prvé škvŕny objavujú v rozmedzí heliografických šírok $\pm 35^\circ$. Ďalšie škvŕny, ktoré vznikajú v priebehu cyklu sa objavujú stále v nižších šírkach (v strede cyklu $\pm 15^\circ$, na konci $\pm 8^\circ$ atď.). Po vynesení heliografických šírok jednotlivých škvŕn do grafu v závislosti na čase, je výsledkom obrazec pripomínajúci motýlie krídla, preto sa tento graf nazýva aj motýlikový diagram, ktorý môžeme vidieť na obrázku 2.11.

Slnečné škvŕny a fakulové polia sú jedinými prejavmi slnečnej aktivity pozorované vo viditeľnej časti elektromagnetické žiarenia. Iné prejavy je možné pozorovať a skúmať len pomocou filtrov určitých vlnových dĺžok.



Obr. 2.11: Motýlikový diagram [5]

2.2.6 Ďalšie prejavy slnečnej aktivity

V chromosfére pozorujeme aj ďalšie útvary slnečnej aktivity. Veľmi známe sú napríklad erupcie. Sú to obrovské explózie spôsobené prudkým zahriatím materiálu v spodných vrstvách atmosféry, pri ktorých sa náhle uvoľní až od 10^{17} J do 10^{25} J energie. Tieto javy taktiež vďaka vysokej energii majú obrovské rozmery a siahajú až do vzdialenosti 100 000 km. V koróne môžu spôsobovať výron koronálnej hmoty do medziplanetárneho priestoru ako zvýšený tok slnečného vetra.

Erupcie vznikajú v aktívnych oblastiach v okolí slnečných škvŕn, kde je zvýšená intenzita magnetického poľa. Za náhle uvoľnenie energie je zodpovedná magnetická rekonexia. Pri tomto jave dochádza k prestavbe magnetických siločiar, pravdepodobne v dôsledku pohybu plazmy v konvektívnej zóne. Pri tak vysokej energii dochádza k produkcii žiarenia všetkých vlnových dĺžok od netepelných rádiových vln až po gama žiarenie. Rádiové vlny vznikajú pri špirálovom pohybe nabitých častíc okolo magnetických siločiar. Röntgenové žiarenie produkujú vysokoenergetické častice urýchlené cez chromosféru. Gama žiarenie je produkované jadrovými reakciami, ktoré prebehnú pri obrovským explóziách, napríklad jadrové štiepenia ťažších prvkov na prvky ľahšie.

Ďalším prejavom slnečnej činnosti sú protuberancie, ktorých existencia tiež súvisí s existenciou lokálnych magnetických polí. Podobne ako erupcie sa vyskytujú v aktívnych oblastiach, kde magnetické siločiar vystupujú z povrchu. Materiál hustého a relatívne chladného plynu sa zgrupuje okolo týchto siločiar a vytvára tak kľudné protuberancie rôznych tvarov, napríklad smyčiek alebo mostov, ktoré vystupujú do výšky rádovo až 105 km nad fotosféru. Protuberancie sa tak ťiahu už z fotosféry až do koróny. V riedkej koróne tento materiál akoby padá do nižších vrstiev atmosféry. Protuberancie sú viditeľné v čiare $H\alpha$ na okraji slnečného kotúča ako jasné útvary oproti opticky tenkej koróne, no pri premietnutí protuberancií na slnečný disk sa javia ako tmavé útvary v dôsledku nižšej teploty. Tieto tmavé čiary na slnečnom kotúči sa nazývajú filameny (viz. obrázok 1.6). Kľudné protuberancie trvajú týždne, niekedy aj mesiace.

Eruptívne alebo aktívne protuberancie trvajú len niekoľko hodín a môžu vzniknúť z kľudných protuberancií, keď sa relatívne stabilná konfigurácia zmení na nestabilnú, čo spôsobí náhle vytrisknutie protuberancie z atmosféry Slnka.

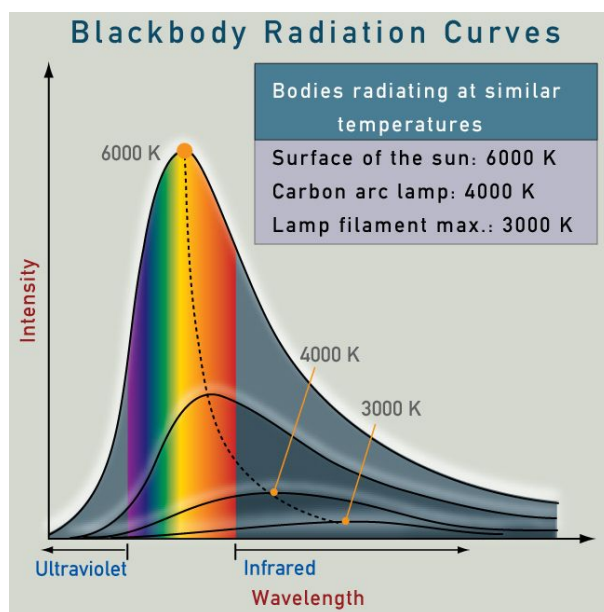
2.2.7 Čierne teleso

Všetky telesá vo vesmíre, ktoré majú teplotu nad absolútnou nulou, vysielajú do priestoru žiarenie. Taktiež všetky telesá absorbujú časť žiarenia, ktoré na nich dopadá. Teleso, ktoré úplne pohlcuje dopadajúce žiarenie všetkých vlnových dĺžok, sa nazýva absolútne čierne teleso. No v skutočnosti takéto teleso neexistuje, je to len určitá idealizácia. V laboratóriách je možné veľmi dobré priblíženie tohto telesa vyrobiť z kovového bloku, ktorý je skoro kompletne uzavretý. Obsahuje len veľmi tenký kanálik. Keď je blok nahriaty na určitú teplotu, vyžaruje určitú energiu, tak ako každé teleso. Vyžiarené fotóny sú potom opäť pohltené. V dutine sa ustáli termodynamická rovnováha a vznikne tam rovnovážne tepelné žiarenie. Cez malý kanálik môžeme potom merať rozloženie spektra tohto žiarenia. No žiarenie, ktoré cez veľmi malý otvor presakuje, je len veľmi malou časťou celkového žiarenia, preto sa termodynamická rovnováha nenarúša.

Absolútne čierne teleso je teda z dôvodu termodynamickej rovnováhy aj dokonalým emitentom. Množstvo žiarenia, ktoré čierne teleso pohltí, sa rovná množstvu žiarenia, ktoré vyžiari. Emitované žiarenie je spojité, čiže nesie priestorom informáciu všetkých vlnových dĺžok, no nie s rovnakými intenzitami. Svetlo určitej vlnovej dĺžky je vyžarované najsilnejšie. Vlnová dĺžka, v ktorej teleso vyžaruje najviac energie, a taktiež aj rozloženie spektra závisia na teplote vyžarovaného telesa. Čím je teleso teplejšie, tým viac energie do priestoru vyžaruje a to vo všetkých vlnových dĺžkach, pričom maximum

rozloženia spektra sa posúva ku kratším vlnovým dĺžkam alebo ku vyšším frekvenciám. Rozloženie spektra v závislosti na vlnovej dĺžke pri rôznych teplotách je predstavený na obrázku 1.7 a vzťah medzi vlnovou dĺžkou λ_{\max} maxima vyžiarenej energie a teplotou telesa T popisuje nasledujúci vzťah, známy tiež ako Wienov posunovací zákon :

$$\lambda_{\max} T = 2,897\,768\,5 \cdot 10^3 \text{ K m.} \quad (2.15)$$



Obr. 2.12: Rozloženie spektra absolútne čierneho telesa [6]

Množstvo energie (hustota žiarivého toku) vyžiarenej jednotkovou plochou v jednotkovom intervale vlnovej dĺžky (alebo frekvencie) za jednotku času popisuje Planckov zákon, ktorý je vyjadrený v nasledujúcich tvaroch:

$$B_{\lambda}(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT} - 1} \quad (2.16)$$

alebo

$$B_{\nu}(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1}, \quad (2.17)$$

- kde
- B ... monochromatická hustota žiarivého toku
 - h ... Planckova konštanta $6,626\,068\,76(52) \cdot 10^{-34} \text{ J s}$,
 - c ... rýchlosť svetla $2,997\,924\,58 \cdot 10^8 \text{ m s}^{-1}$
 - k ... Boltzmanová konštanta $1,380\,650\,3(24) \cdot 10^{-23} \text{ J K}^{-1}$
 - λ ... vlnová dĺžka žiarenia,
 - ν ... frekvencia žiarenia
 - T ... teplota telesa

V dlhovlnnej časti spektra platí, že $hc \ll \lambda kT$. Po využití Taylorovho rozvoja a pár úpravách získame vzťah pre hustotu žiarivého toku, známy ako Rayleighov-Jeansov zákon:

$$B_{\lambda}(T) \simeq \frac{2ckT}{\lambda^4}. \quad (2.18)$$

V krátkovlnnej oblasti spektra platí, že $hc \gg \lambda kT$, preto $e^{hc/\lambda kT} \gg 1$ a vzťah prechádza na známy Wienov zákon,

$$B_{\lambda}(T) \simeq \frac{2hc^2}{\lambda^5} e^{-hc/\lambda kT}. \quad (2.19)$$

A ako súvisí absolútne čierne teleso s hviezdami? Získaním rozloženia spojitého spektra hviezd sa ukázalo, že hviezdy v prvom priblížení vykazujú vlastnosti absolútne čierneho telesa. Ich rozloženie spektra je veľmi podobné rozloženiu spektra čierneho telesa. Podobne je to aj s našim Slnkom. V spodných vrstvách fotosféry je optická hĺbka tak veľká, že zabraňuje úniku fotónov do vyšších vrstiev. Skoro všetky vyžiarené fotóny sú za krátku chvíľu opäť pohltené. Tieto vrstvy majú vlastnosť dutiny s vyčistenými stenami, ktoré skoro dokonale pohlcujú žiarenie. Stav látky je blízky stavu termodynamickkej rovnováhy, a preto môžeme žiarenie hlbokých vrstiev fotosféry popisovať zákonmi pre žiarenie absolútne čierneho telesa. Optická hĺbka vyšších vrstiev atmosféry je veľmi nízka, fotóny už nie sú tak ľahko pohltené a môžu uniknúť. Je tu porušený stav termodynamickkej rovnováhy. A keďže k nám najviac žiarenia prichádza práve z fotosféry, môžeme hviezdy, ako aj naše Slnko, považovať v prvom priblížení za absolútne čierne telesá. Pre jednoznačnú závislosť žiarenia na teplote je toto priblíženie v astrofyzike veľmi užitočné.

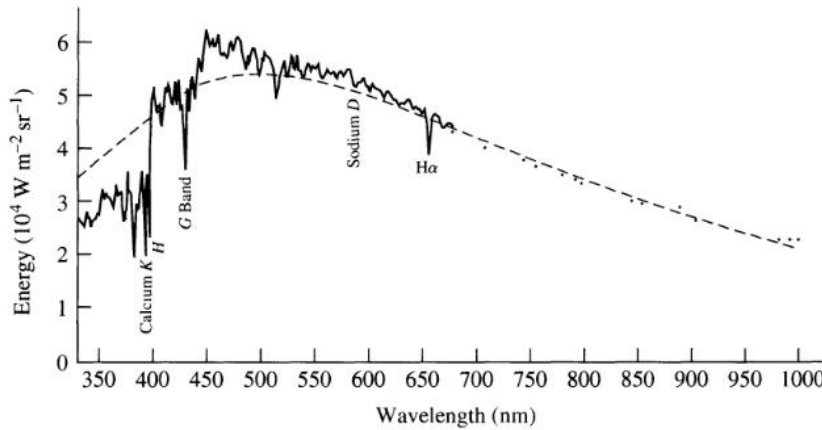
2.2.8 Efektívna teplota

Hviezdy nie sú úplne dokonalými absolútne čiernymi telesami. Na obrázku 2.13 je vidieť rozdiel medzi spektrom ideálneho čierneho telesa s efektívnou teplotou Slnka a skutočným spektrom Slnka. Efektívna teplota Slnka je teda teplota, ktorú by malo teleso guľového tvaru s polomerom R žiariace ako absolútne čierne teleso so žiarivým výkonom odpovedajúcim žiarivému výkonu Slnka. Astrofyzici veľmi dlho nevedeli prísť na správny vzťah, ktorý dáva do súvislosti efektívnu teplotu a žiarivý výkon. Až v roku 1879 sa to podarilo slovinskemu fyzikovi Josefovi Stefanovi, podľa ktorého je vzťah aj pomenovaný ako Stefanov zákon :

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{ef}}^4 \quad (2.20)$$

kde $\sigma = 5,670\,400 \cdot 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$ a nazýva sa Stefanova–Boltzmanova konštanta.

Podľa Stefanovho zákona je efektívna teplota fotosféry približne 5 779 K. Túto teplotu by malo ideálne čierne teleso s polomerom $R_{\odot} = 6,955\,08 \cdot 10^8 \text{ m}$ a žiarivým výkonom $L_{\odot} = 3,844 \cdot 10^{26} \text{ W}$.



Obr. 2.13: Plná čiara predstavuje skutočné spektrum Slnka a prerušovaná krivka spektrum ideálneho čierneho telesa [17].

Efektívnu teplotu môžeme teda získať z rozloženia spektra, kedy môžeme približne určiť vlnovú dĺžku maxima vyžarovania energie. Pomocou Planckovho zákona vieme následne efektívnu teplotu aspoň odhadnúť.

2.2.9 Farebná teplota

Ďalšou možnosťou odhadu teploty je cez určenie farebných indexov. Farebný index definuje

$$C = m(\lambda_1) - m(\lambda_2) \quad (2.21)$$

tzn. že je to rozdiel hviezdnych veľkostí tej istej hviezdy v dvoch farbách, čiže pri pozorovaní hviezdy cez dva filtre určitých vlnových dĺžok, pričom platí $\lambda_1 < \lambda_2$. Pre farebný index použitím Pogsonovej rovnice platí,

$$m(\lambda_1) - m(\lambda_2) = -2,5 \log \frac{f_1}{f_2}. \quad (2.22)$$

kde f_1 a f_2 sú hustoty žiarivého toku prislúchajúce jednotlivým hviezdny veľkostiam $m(\lambda_1)$ a $m(\lambda_2)$.

Čím je teplota hviezdy vyššia, tým má hviezda nižšiu hviezdnu veľkosť, takže sa znižuje aj jej farebný index. Preto môže farebný index teplotu nahradiť. Aj keď táto náhrada nie je úplne presná, v prvom priblížení je to celkom dobrý odhad teploty. Tejto teplote sa tiež hovorí *farebná teplota*. Pomocou Planckovho zákona, farebného indexu a Pogsonovej rovnice je možné farebnú teplotu vyjadriť a to nasledovne:

Pre množstvo vyžiarenej energie v dvoch vlnových dĺžkach λ_1 a λ_2 použitím Wienovho zákona platí,

$$B_{\lambda_1}(T) = \frac{2hc^2}{\lambda_1^5} e^{-hc/\lambda_1 kT}, \quad (2.23)$$

$$B_{\lambda_2}(T) = \frac{2hc^2}{\lambda_2^5} e^{-hc/\lambda_2 kT}. \quad (2.24)$$

Hustota žiarivého toku f odpovedá množstvu vyžiarenej energie $B_\lambda(T)$, preto platí,

$$\frac{F_1}{F_2} = \frac{B_{\lambda_1}(T)}{B_{\lambda_2}(T)}. \quad (2.25)$$

Pre farebný index použitím vzťahu (2.25) tak platí,

$$C = -2,5 \log \frac{B_{\lambda_1}(T)}{B_{\lambda_2}(T)} \quad (2.26)$$

$$= -2,5 \log \frac{\lambda_2^5 e^{-hc/\lambda_1 kT}}{\lambda_1^5 e^{-hc/\lambda_2 kT}} \quad (2.27)$$

$$= M(\lambda_1, \lambda_2) - \frac{2,5}{\ln 10} \ln \left(\frac{e^{hc/\lambda_2 kT}}{e^{hc/\lambda_1 kT}} \right) \quad (2.28)$$

$$= M(\lambda_1, \lambda_2) - \frac{2,5}{\ln 10} \frac{hc}{kT} \left(\frac{1}{\lambda_2} - \frac{1}{\lambda_1} \right) \quad (2.29)$$

$$= M(\lambda_1, \lambda_2) + \frac{N(\lambda_1, \lambda_2)}{T_c}, \quad (2.30)$$

kde T_c je už spomínaná farebná teplota, M a N sú konštanty závislé na vlnových dĺžkach λ_1 a λ_2 . Z vyššie uvedených vzťahov tak vyplývajú nasledujúce vzťahy,

$$M(\lambda_1, \lambda_2) = -2,5 \log \frac{\lambda_2^5}{\lambda_1^5}, \quad (2.31)$$

$$N(\lambda_1, \lambda_2) = -\frac{2,5}{\ln 10} \frac{hc}{k} \left(\frac{1}{\lambda_2} - \frac{1}{\lambda_1} \right), \quad (2.32)$$

$$T_c = \frac{N(\lambda_1, \lambda_2)}{-2,5 \log B_{\lambda_1}(T)/B_{\lambda_2}(T) - M(\lambda_1, \lambda_2)}. \quad (2.33)$$

Zo vzťahu (4.16) je vidieť, že farebná teplota skutočne závisí nepriamo úmerne od farebného indexu. Takže platí, že čím je hodnota farebného indexu vyššia, tým je farebná teplota nižšia a naopak.

KAPITOLA 3

Spracovanie obrazu

3.1 Obraz s vysokým dynamickým rozsahom

Dynamický rozsah určitého snímku či obrazu je definovaný ako najväčší rozsah jasov, ktoré sa objavia na danom snímku. Jednoducho povedané, dynamický rozsah udáva predstavu rozdielu medzi najjasnejším a najtmavším bodom daného snímku. Vyjadruje sa v pomere najvyššieho a najnižšieho jas. Dynamický rozsah sa vo fotografickej praxi meria v jednotkách EV (Exposure Value) ako rozdiel EV najsvetlejšieho a EV najtmavšieho bodu danej scény.

V reálnom svete vo viditeľnom svetle sa stretávame s rôznymi dynamickými rozsahmi. Napríklad krajina pri zamračenej oblohe má dynamický rozsah približne 10 : 1, krajina osvetlená slnkom a s časťou tmavého lesa 200 : 1. Keď sa na scéne nachádza viditeľný zdroj svetla ako napríklad slnko, dynamický rozsah môže dosiahnuť hodnotu 10^6 : 1. Príklady nízkeho a vysokého dynamického rozsahu sú na obrázku 3.1.



Obr. 3.1: Príklady na nízky (vľavo) a vysoký (vpravo) dynamický rozsah [7] .

Pri zachytení scény s vysokým dynamickým rozsahom fotoaparátom alebo CCD kamerou nastáva problém. Ľudské oko je schopné prispôbiť sa rôznym úrovniam svetla. Horná hranica intenzity je až 10^{10} -krát vyššia ako dolná hranica. Celkovou zmenou citlivosti oka je schopné adaptácie na určitý jas. No problémom sú súčasné elektronické systémy, ktoré nemajú dostatočný dynamický rozsah. Napríklad klasické monitory majú

dynamický rozsah 100 : 1. Fotografickými metódami nie je možné súčasne zachytiť najjasnejší a najtmavší bod reálnej scény s vysokým dynamickým rozsahom. Môže nastať buď preexponovanie alebo podexponovanie určitej časti snímku, pričom dochádza k strate detailov. Preto je nutná určitá správna transformácia pôvodného vysokého dynamického rozsahu tak, aby nový rozsah bolo možné zobrazit' výstupným zariadením, napríklad monitorom [18].

Dynamický rozsah CCD snímača udáva rozdiel jasov najčiernejšieho a najbelšieho bodu, ktorý je schopný snímač zachytiť a rozlíšiť. Tento dynamický rozsah je ohraničený kapacitou každej bunky CCD a taktiež hladinou vlastného šumu bunky. Tento šum väčšinou vzniká tepelným pohybom kryštálovej mriežky polovodiča, z ktorého je CCD zložené. Pri tomto pohybe môže dochádzať k uvoľneniu elektrónu bez pôsobenia fotónu. Tieto uvoľnené elektróny sú potom započítané do celkovej expozície danej bunky. Odstránenie celkového šumu nie je veľmi jednoduché, pretože šum každej bunky je rôzny a taktiež sa mení pri rôznych expozíciách.

Pri dosiahnutí čo najvyššieho dynamického rozsahu je potrebné, aby mali bunky čo najväčšiu veľkosť. Pretože čím majú väčšiu veľkosť, tým majú aj väčšiu kapacitu a dokážu tak prijať viac elektrónov vznikajúcich pri interakciách fotónov so snímačom. Taktiež sa tým zväčší odstup signálu od šumu. Šum CCD sa znižuje chladením polovodiča [8].

3.2 Rastrová grafika

Každý obrázok je v počítačovej grafike zobrazený pomocou jednotlivých bodov, nazývaných pixely. Tieto body sú usporiadané v pomyslenej mriežke tak, že každý pixel má zakódovanú svoju presnú polohu a tiež farbu alebo iné parametre. Jednotlivé pixely sú opísané určitým množstvom bitov, ktoré charakterizujú farbu pixelu. Bit je základnou a najmenšou jednotkou informácie, ktorý nadobúda hodnoty 1 alebo 0. Jeden pixel môže obsahovať rôznu veľkosť informácie, môže byť opísaný rôznym počtom bitov. Množstvo použitých bitov závisí na farebnej hĺbke. Čím viac bitov pripadá na jeden pixel, tým je farebná hĺbka pixelu väčšia. Pritom je väčšia aj farebná škála a prirodzene tak aj pamäťová náročnosť obrázku. V súčasnosti sa najčastejšie používa 8 bitov, ktoré popisujú jeden pixel a tým určujú jeho farbu. Zoskupenie ôsmich bitov sa nazýva jeden bajt, ktorý je ďalšou používanou jednotkou informácie.

Pixel je teda zložený z určitého počtu bitov, ktoré ich kombináciou udávajú konkrétnemu bodu farbu. Existuje niekoľko farebných modelov, ktoré opisujú základné farby a mechanizmus ich miešania do farby výslednej. Snažia sa napodobniť čo najvernejšie skutočné farby v prírode, ktoré sú zmesou svetla rôznych vlnových dĺžok [9].

Najčastejšie používané kódovanie farby je farebný model RGB. Je to z toho dôvodu, že takmer všetky farby môžeme získať rôznymi príspevkami intenzity troch nezávislých farieb, ktorými sú červená (R - red), zelená (G - green) a modrá (B - blue). Ľudské oko je schopné rozlíšiť 1,5 milióna rôznych farieb v rozsahu od červenej s vlnovou dĺžkou 780 nm do fialovej farby s vlnovou dĺžkou 380 nm. No tento model najčastejšie využíva kódovanie farieb s 24 bitmi, čo odpovedá trom bajtom. Každá jedna farba je

kódovaná pomocou jedného bajtu, čiže ôsmich bitov, ktorými vieme určiť 256 (2^8) jej odtieňov. Pri kombinácii 256-tich odtieňov troch farieb tak získame až 16 777 216 (256^3) rôznych farieb. Táto reprezentácia troch farebných zložiek v troch bajtoch je známa aj pod označením *true color* [10].

Farebný model RGB je možné zobrazit' v priestore prostredníctvom jednotkovej kocky, ktorej osi predstavujú jednotlivé farby — červenú, zelenú a modrú. Pričom počiatok súradníc odpovedá farbe čiernej a farbe bielej odpovedá bod [1 1 1]. Vrcholy, ktoré ležia priamo na osách odpovedajú jednotlivým farbám, napríklad bod [1 0 0] predstavuje červenú farbu. Vrcholy, ktoré na osách neležia odpovedajú doplnkovým farbám — žltej, purpurovej a azurovej. Odtiene šedej farby predstavujú body na diagonále, ktorá spája bielu farbu s čiernou [18].

Pri kódovaní sú jednotlivé farby uvedené v celočíselnom rozsahu 0–255. Hodnota 0 znamená, že zložka určitej farby konkrétneho pixelu nie je zastúpená a maximálna hodnota 255 znamená najväčšie zastúpenie, čiže najväčšiu intenzitu. Preto kódovanie [255 0 0] značí sýto červenú farbu, [0 255 0] sýto zelenú farbu, [0 0 255] sýto modrú farbu. Pri kódovaní [0 0 0] nie je v jednom bode zastúpená ani jedna farba, preto získavame farbu čiernu a pri zložení všetkých troch farieb v jednom bode v plnej intenzite [255 255 255], získame farbu bielu [9].

3.3 Farebná paleta

Ako už bolo spomenuté, počet rôznych farebných odtieňov je veľmi vysoký, presahuje hodnotu 16 miliónov. No nie všetky výstupné obrazové zariadenia dokážu zobrazit' tak veľký rozsah farieb súčasne. Existujú určité metódy v počítačovej grafike, ktorými je tento počet umelo znižovaný. Zároveň pri znížení počtu odtieňov dochádza aj ku strate informácie. Preto sa tieto metódy snažia o čo najmenšiu stratu kvality obazu a samozrejme aby ľudské oko túto stratu nezaznamenalo. Znížením počtu farieb sa zmenší aj pamäťová náročnosť obrázku.

Klasické monitory pracujú v režime, kde používajú len 256 farieb, ktoré sú zapísané v tzv. farebnej palete. Každá farba má priradené určité číslo palety v rozmedzí od 0 do 255. Každý pixel v sebe uchováva číslo, podľa ktorého je bodu priradená konkrétna farba z danej palety. Týmto spôsobom je jeden bod zakódovaný pomocou jedného bajtu, čo znamená pomocou ôsmich bitov, namiesto troch bajtov, ktoré obsahujú 24 bitov. Preto sa palety používajú na zmenšenie veľkosti súboru, v ktorom je obraz uložený.

Existuje niekoľko rôznych farebných palet, ktoré obsahujú rôzne farebné škály. Známe sú monochromatické palety, palety šedi. Rôzne softvéry používajú rôzne metódy zobrazovania obrazov, preto používajú odlišné palety. Tou najuniverzálnejšou prednastavenou paletou, ktorá je používaná pre ľubovoľné obrazy s rôznym farebným zložením, je paleta RGB 3–3–2. Táto paleta je definovaná ako kompletná sada kombinácii všetkých možných intenzít červenej, zelenej a modrej farby. Keďže je pre popis farby používaných 8 bitov, nie je možné rovnomerné rozdelenie osí. Nakoľko je ľudské oko na odtiene modrej farby málo citlivé, počet bitov pri kódovaní tejto farby je menší. Pre červenú a zelenú sú tak použité tri bity a pre modrú len dva. Preto sa nazýva paleta

3–3–2 a obsahuje taktiež 256 farieb [18].

Pri spracovaní obrazu je dôležitý správny výber vhodnej palety. Univerzálna paleta RGB je používaná pre ľubovoľný farebný rozsah daného snímku, pretože obsahuje všetky odtiene farieb. No niekedy je táto paleta nevýhodná, pretože môže obsahovať aj tie odtiene, ktoré sa v danom snímku nenachádzajú alebo je ich zastúpenie len minimálne. Vtedy je vhodné vybrať takú paletu, ktorá odpovedá rozloženiu farieb na konkrétnom snímku. Niektoré odtiene farieb tak môžu byť nahradené väčším rozsahom odtieňov tej farby, ktorá sa na snímku najviac vyskytuje a tým je docielená väčšia detailnosť obrazu.

Pre odhalenie a zvýraznenie detailov je veľmi užitočné použiť paletu falošných farieb. Používa tzv. falošné farby, ktoré nemajú žiadny vzťah so skutočnými farbami snímku. Každý pixel daného snímku, tvoreného bodmi zo šedej škály, uchováva určité číslo, určitú hodnotu, ktorej je z palety priradená falošná farba. Opäť existuje niekoľko druhov palet falošných farieb. Použitím tej správnej palety dosiahneme väčšiu vzdialenosť medzi odtieňmi farieb, ktoré nám poskytne paleta ako pri pôvodných odtieňoch šedi. Práve preto touto cestou zvýrazníme aj detaily.

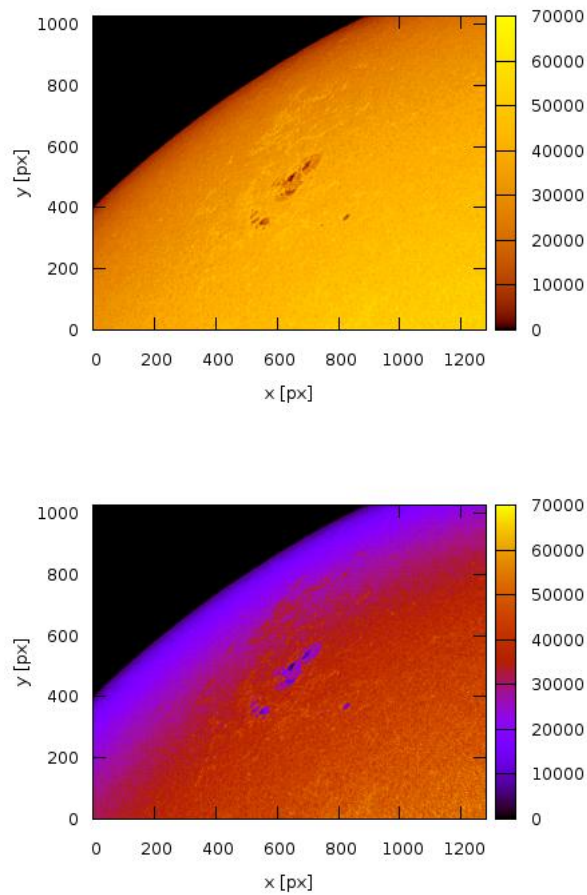
3.3.1 Využitie falošných farieb

Ako už bolo spomenuté, falošné farby sa často používajú pre zvýraznenie detailov obrazu, ktorý je reprezentovaný napríklad len farbami šedej škály. Taktiež sa používajú pri zobrazení hodnôt, ktoré obsahujú jednotlivé pixle. Tieto hodnoty nesú informáciu o jednotlivých bodoch obrazu, ktorá môže predstavovať určitú charakteristiku, akou je napríklad nadmorská výška, potenciál alebo teplota.

Dobrym príkladom je obraz slnečného povrchu. Tento obraz je reprezentovaný farbami z odtieňov šedi. Keď sa na snímku nachádzajú aj slnečné škvrny alebo fakulové polia, ktoré sú zobrazené tmavšie alebo svetlejšie oproti slnečnému povrchu, obraz nie je veľmi výrazný. No pri použití palety falošných farieb je docielená väčšia výraznosť a detailnosť jednotlivých útvarov, a aj samotného povrchu, ktoré sa vyznačuje granuláciou.

Falošné farby sa dajú využiť pri rôznych metódach zobrazenia obrazu slnečného povrchu. Každý pixel obsahuje určitú hodnotu, podľa ktorej je bodu priradená farba z palety šedi. Táto hodnota odpovedá intenzite alebo množstvu žiarenia, ktoré k nám z daného bodu prichádza. Pri použití palety falošných farieb je k hodnotám pixelu priradená iná farba z vybranej palety. Pri vhodnom výbere palety sa tak získa väčší rozstup medzi odtieňmi jednotlivých farieb a tým je získaná väčšia detailnosť. Tento prípad je vidieť na obrázku 3.2. Na hornom obrázku je použitá paleta XYZ a na dolnom obrázku je použitá štandardná paleta RGB [11]. Je patrné, že pri použití prvej palety je obraz výraznejší a detailnejší. Je to spôsobené tým, že táto paleta nepoužíva toľko farieb, ako je to napríklad pri palette RGB. Preto je rozsah intenzít jednotlivých bodov rozdelený do viacerých odtieňov určitej farby a tým sú oblasti s podobnými intenzitami viac rozlíšené.

Ďalšou možnosťou ako využiť falošné farby pri zobrazení slnečného povrchu a útvarov, ktoré sa na ňom nachádzajú, je určenie charakteristiky daného bodu pomocou



Obr. 3.2: Obrázok slnečného povrchu po použití dvoch farebných paliet (model XYZ a RGB).

hodnôt daných pixlov. Takouto charakteristikou môže byť napríklad teplota. K nej sa vieme dopracovať cez niekoľko ďalších charakteristík, ktoré sú navzájom úmerné a následne po využití niektorých vzťahov. Práve táto problematika je predmetom tejto práce, preto sa jej bude viac venovať nasledujúca kapitola 4, ktorá sa venuje praktickému spracovaniu smímkov.

Paletu falošných farieb tiež vieme využiť pri určení farebnej teploty podľa vzťahu (4.16). Výpočet teplôt prvým aj druhým spôsobom je predmetom tejto práce, a preto sa jej bude viac venovať nasledujúca kapitola.

KAPITOLA 4

Praktická časť

4.1 Získanie snímok

Použité snímky v tejto práci boli získané na Hvezdárni v Rimavskej Sobote. Ďalekohľad a kupolu, v ktorej sa nachádza, je možné vidieť na obrázku 4.1.



Obr. 4.1: Kupola a refraktor na Hvezdárni v Rimavskej Sobote.

Ďalekohľad má nasledujúce charakteristiky :

- | | |
|--------------------------------------|---------------------------------------|
| – refraktor | R 160/2450 + |
| – rozlišovacia schopnosť ďalekohľadu | $\delta = 0,7''$ |
| – efektívna ohnisková vzdialenosť | $f_{ef} = 4\,900\text{ mm}$ |
| – filter – continuum | $\lambda = (537 \pm 5)\text{ nm}$ |
| – filter – Ca II | $\lambda = (394.5 \pm 1,5)\text{ nm}$ |

Efektívna ohnisková vzdialenosť je dvojnásobná po použití Barlowovej šošovky.

Bola použitá CCD kamera s nasledujúcimi charakteristikami :

- | | |
|--------------------------------------|--------------------------------|
| – značka kamery | SHT 1.3 |
| – čip | Sony ICX085AL, Peltier, |
| – prevádzková teplota | 10 °C |
| – rozlíšenie | 1280 × 1024 px |
| – veľkosť pixelu | 6,7 × 6,7 μm |
| – rozmer čipu | 8,6 × 6,9 mm |
| – počítačová karta | framegrabber Shark (PCI karta) |
| – doba zobrazenia a uloženia na disk | 0,4 s |
| – doba uloženia | 0,24 s |
| – tvar názvu uložených snímok | YYMMDD_HHMMSS_sss.tif |

Pri expozíciách snímok bol použitý program *Photo4 – Shark4 sample App V4.9*. Prepojenie CCD kamery a počítaču bol cez FW– kábel, kde doba, za ktorú sa pomocou karty naexponovaný snímok zobrazil na monitore a zároveň uložil na disk bola 0,4 s. Doba, za ktorú sa naexponovaný snímok len uložil na disk bez zobrazenia na monitor trvalo 0,24 s.

Ako je vidieť vyššie, snímky boli uložené vo formáte *tiff*. Tento formát ale nie je podporovaný v ďalších programoch, ktoré boli využité pri spracovaní snímku, preto bolo nutné snímky prekonvertovať do formátu *fits*. Na tento účel bol použitý program *ImageTOOLSc* a jeho aplikácia *ImageVIEWca* [12], ktorá snímky prekonvertovala do požadovaného formátu.

4.2 Redukcia snímkov

Oprava snímkov o dark frame nebolo potrebné. Snímky boli totiž získané pri expozícii približne 20 ms. Pri takom krátkom čase sa temný prúd nestihol prejaviť, preto bolo možné ho zanedbať. Aplikácia biasu bola taktiež zanedbateľná. Intenzita študovaného slnečného povrchu bola totiž veľmi vysoká v porovnaní s hodnotou biasu, ktorý je získaný pri nekonečne malej expozícii.

Snímky boli redukované iba o flat fieldy. Pri ich aplikácii bol použitý program *MSB Astroart 3.0* a *Munipack* [13].

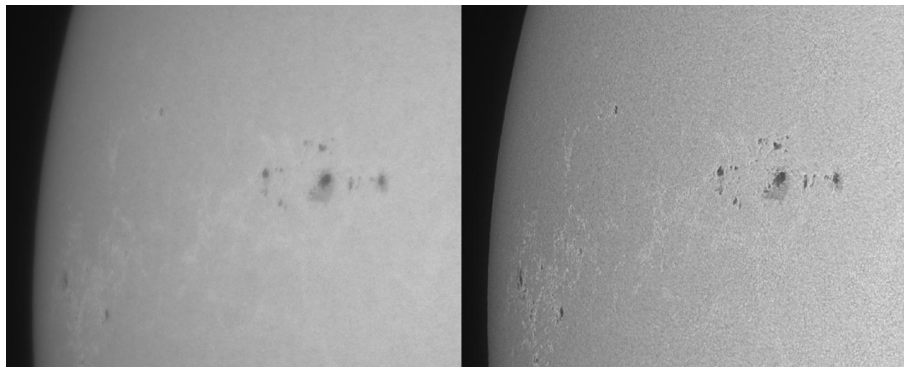
Zobrazené snímky v tejto práci boli ešte upravené pomocou tzv. *unsharp masky*. Je to typ filtru slúžiaci na doostrovanie obrazu. Pôsobí ako filter typu *horný priepust*. Je veľmi vhodný pri zvýraznení detailov slnečných škvŕn, či fakulových polí, pretože zdôrazňuje detaily a odtraňuje veľkorozmerové gradienty.

Pri tejto úprave obrazu sa najprv vytvorí tzv. unsharp maska, čo je jemne rozostrený obraz originálu. Sú pritom detekované prechody medzi tmavými a svetlými časťami, ale nie ostro, ale rozmazane a do stran. Tento obraz je potom od originálu odčítaný, a tým je pôvodný obraz zaostrený. Táto úprava je tiež opísaná pomocou nasledujúcej formuly :

$$I(x,y) = I(x,y) + c \cdot \{I(x,y) - \text{Gauss}[I(x,y)]\}. \quad (4.1)$$

kde $I(x,y)$ predstavuje pôvodný snímok, $\text{Gauss}[I(x,y)]$ predstavuje rozostrený snímok a c je násobná konštanta.

No pri tejto úprave snímku sa stráca časť informácie, preto nie je korektné vedecky pracovať s upraveným snímkom. V tejto práci sú použité len pri detailnejšom zobrazení škvŕn. Pri spracovaní teploty boli použité snímky opravené len o flat field. Jeden z príkladov doostrenia obrazu, ktorý je použitý aj v tejto práci, je na obrázku 4.2. Toto doostrenie je najviac patrné pri zobrazení okrajov škvŕn a granulácie, ktoré sú týmto viac zdetailnené.



Obr. 4.2: Snímok opravený o flat field (vľavo) a po úprave pomocou unsharp masky (vpravo).

4.3 Spracovanie snímkov

Z pripravených snímkov bolo možné zistiť rôzne pozoruhodné vlastnosti. Ako už bolo spomenuté v kapitole 3, každý pixel obsahoval určitú hodnotu, ktorá v tomto prípade odpovedala vyžiarenej energii určitého bodu na povrchu Slnka, a tým aj teplote tohto bodu. Takto bolo možné vytvoriť teplotné mapy, ktoré popisujú teplotu na rôznych zaujímavých miestach slnečného povrchu, ako sú napríklad slnečné škvrny alebo fakulové polia. Taktiež bolo možné vykresliť do grafu rezy cez slnečný povrch. Pri reze povrchu od stredu po okraj je tak možné študovať okrajové stemnenie, ktoré je patrné už pri vykreslení do grafu jednotlivých hodnôt pixelov.

4.3.1 Teplotné mapy

Pri vytvorení teplotných máp boli použité všetky hodnoty pixelov, ktoré určitý snímok obsahoval. Hodnota každého pixelu b odpovedá toku žiarenia F , ktorý prejde za 1 s plochou 1 m^2 kolmou k smere prichádzajúceho žiarenia cez daný filter s efektívnou hrúbkou $\Delta\lambda$. Tok žiarenia je úmerný toku energie $B_\lambda(T)$ vyžiarenej jednotkovou plochou. Tento tok energie je vyjadrený pomocou Planckovho zákona (vzťah (2.16)), ktorý bol popísaný v kapitole 2 a v podkapitole 2.2.7. Podľa predchádzajúcich tvrdení teda platí,

$$b \sim F \sim B_\lambda(T)\Delta\lambda. \quad (4.2)$$

Z toho vyplýva, že hodnoty jednotlivých pixelov b sú úmerné toku energie B_λ . Preto je možné použiť Planckov zákon a dať do pomeru jednotlivé hodnoty pixelov, takže bude platiť,

$$\frac{b_1}{b_2} = \frac{B_\lambda(T_1)}{B_\lambda(T_2)}, \quad (4.3)$$

kde $B_\lambda(T_1)$ a $B_\lambda(T_2)$ predstavujú hustoty tokov energie, vyžiarenej z určitých bodov s teplotou T_1 a T_2 v tom istom filtri s vlnovou dĺžkou λ . Tieto hodnoty tokov tak odpovedajú našim nameraným hodnotám pixelov b_1 a b_2 .

Pre $B_\lambda(T_1)$ a $B_\lambda(T_2)$ z Planckovho zákona (vzťah(2.16)) platí,

$$B_\lambda(T_1) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT_1} - 1}, \quad (4.4)$$

$$B_\lambda(T_2) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT_2} - 1}. \quad (4.5)$$

Po využití vzťahu (4.3) tak platí,

$$\frac{b_1}{b_2} = \frac{e^{K/T_2} - 1}{e^{K/T_1} - 1}, \quad (4.6)$$

pričom bola pre jednoduchosť zavedená substitúcia $K(\lambda) = hc/\lambda k$.

$$\frac{b_1}{b_2} (e^{K/T_1} - 1) + 1 = e^{K/T_2}, \quad (4.7)$$

$$\ln \left[\frac{b_1}{b_2} (e^{K/T_1} - 1) + 1 \right] = \frac{K}{T_2}. \quad (4.8)$$

Po úprave tak dostávame

$$T_2 = K \left(\ln \left[\frac{b_1}{b_2} (e^{K/T_1} - 1) + 1 \right] \right)^{-1} \quad (4.9)$$

Pri aproximácii na dlhšie vlnové dĺžky platia pre $B_\lambda(T_1)$ a $B_\lambda(T_2)$ z Wienovho zákona (2.19) nasledujúce vzťahy,

$$B_\lambda(T_1) \simeq \frac{2hc^2}{\lambda^5} e^{-hc/\lambda kT_1}, \quad (4.10)$$

$$B_\lambda(T_2) \simeq \frac{2hc^2}{\lambda^5} e^{-hc/\lambda kT_2}. \quad (4.11)$$

Po využití vzťahu (4.3) tak platí,

$$\frac{b_1}{b_2} = e^{hc(1/T_2 - 1/T_1)/k\lambda}. \quad (4.12)$$

Cieľom je opäť získať teplotu T_2 a to nasledujúcimi krokmi:

$$\ln \frac{b_1}{b_2} = \frac{hc}{k\lambda} \left(\frac{1}{T_2} - \frac{1}{T_1} \right) \quad (4.13)$$

$$\frac{1}{T_2} = \frac{k\lambda}{hc} \ln \frac{b_1}{b_2} + \frac{1}{T_1} \quad (4.14)$$

Po úprave platí

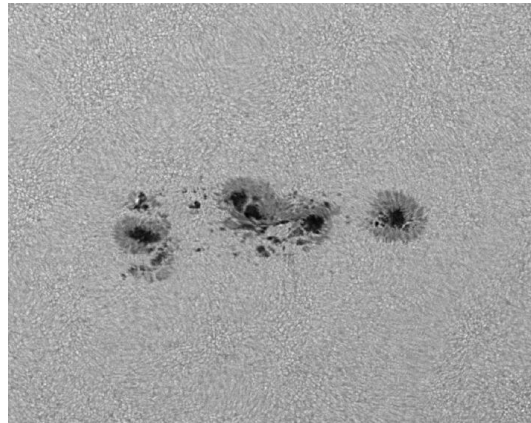
$$T_2 = \left(\frac{k\lambda}{hc} \ln \frac{b_1}{b_2} + \frac{1}{T_1} \right)^{-1}. \quad (4.15)$$

Takto bolo možné z hodnôt jednotlivých pixelov získať teplotu. Každému bodu tak bola priradená nová hodnota — teplota, ktorú mali jednotlivé body na študovanom slnečnom povrchu po využití Planckovho zákona. A tejto novej hodnote bola priradená farba z vybranej falošnej palety. Priradenie teploty určitej farbe naznačuje v grafoch farebný pruh napravo hneď vedľa teplotnej mapy.

Hodnoty pixelov boli získané pomocou programu *Iraf* [14] a pomocou konkrétneho príkazu *listpixels*. Tento príkaz vytvoril súbor s hodnotami x , y a $b(x, y)$, čo predstavovalo hodnoty pixelov v závislosti na umiestnení bodu na snímku. Výpočet veľkého množstva hodnôt (1024 x 1280) prebehol pomocou príkazu *awk*. Teplotné mapy boli vykreslené

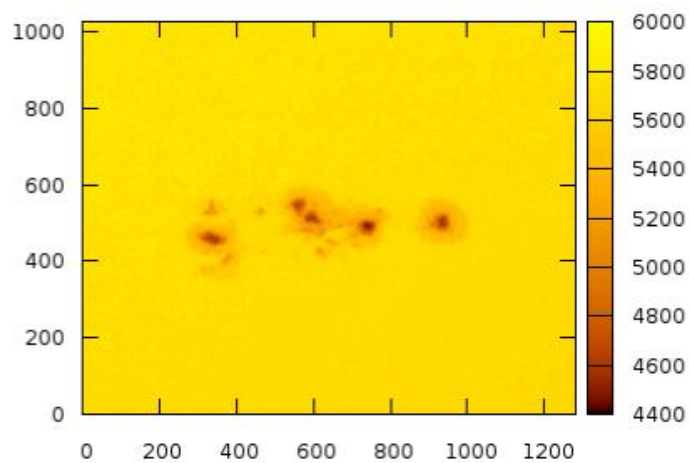
pomocou programu *gnuplot* [15] a po použití príkazu *set pm3d map*. Tento príkaz vykresľuje 3D priestor do priestoru 2D s tým, že tretí rozmer zobrazí pomocou farieb vybranej palety.

Pri spracovaní teplotných máp bola použitá škvrna s názvom NOAA 1158 (obrázok 4.3). Nasnímaná bola dňa 15.2.2011 približne o 8:44 UT. Teplota jednotlivých bodov bola vypočítaná pomocou vzťahu (4.9) a príslušnú teplotnú mapu je možné vidieť na obrázku 4.4.



Obr. 4.3: Škvrna NOAA 1158. [Foto: P. Rapavý]

Paleta na obrázku 4.4 bola použitá nie len z dôvodu lepšieho zvýraznenia detailov, ale taktiež preto, že lepšie popisuje skutočné farby. Pretože slnečné škvrnky nie sú v skutočnosti čierne, ako je to zrejmé aj z obrázkov, ale sú oranžové.

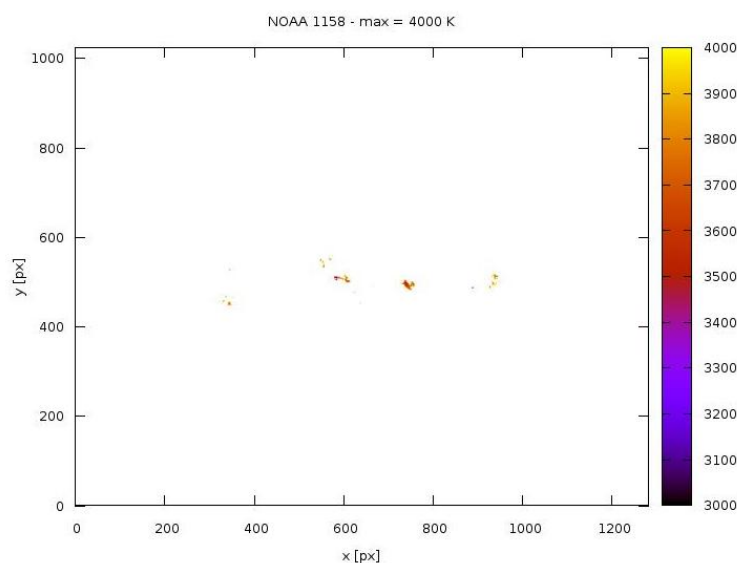


Obr. 4.4: Teplotná mapa škvrnky NOAA 1158

Pomocou získaných vypočítaných hodnôt teploty každého bodu vybranej oblasti bolo možné meniť maximálnu zobrazovanú teplotu. V programe *gnuplot* to bolo možné pomocou príkazu *set xrange [T₁:T_{max}]*. Postupným zvyšovaním maximálnej teploty sa na teplotnej mape objavujú teplejšie miesta. To znamená, že najprv sa začínajú objavovať miesta s najmenšou teplotou, ktorými sú umbry slnečných škvŕn, potom sa objavujú miesta teplejšie, a to sú penumbry slnečných škvŕn. Potom sa začína prejavovať granulácia, pretože okolie škvŕn sa zvýšením zobrazenej teploty neobjaví naraz, ale najprv sa objavia spodné časti konvektívnych prúdov a neskôr sa objavujú aj vrcholky, najteplejšie oblasti vystupujúcich prúdov.

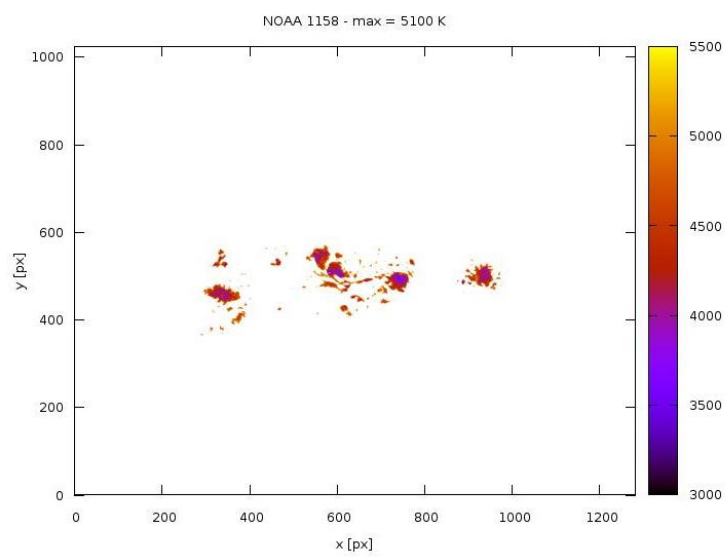
Týmto spôsobom postupného zvyšovania maximálnej zobrazenej teploty bola vytvorená animácia postupného objavovania sa teplejších a teplejších bodov. Teplota bola zvyšovaná postupne o 50 kelvinov. Pri spracovaní boli použité snímky upravené aj pomocou *unsharp masky*, pre detailnejšie zachytenie štruktúry škvŕn.

Na obrázku 4.5 je vidieť najchladnejšie miesta na exponovanej oblasti s vyvinutou skupinou slnečných škvŕn. Je to ukážkou toho, že aj škvŕna má miesto s najnižšou teplotou a celá umbra nemá konštantnú teplotu.

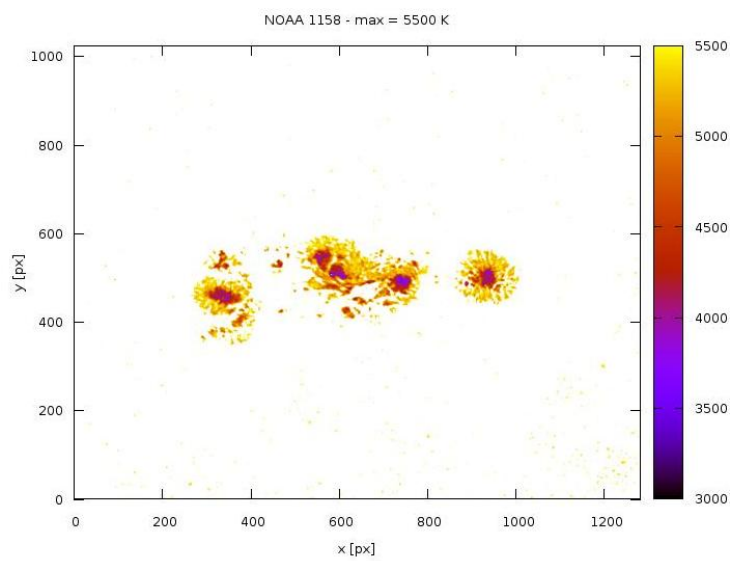


Obr. 4.5: Maximálna zobrazaná teplota 4 000 K.

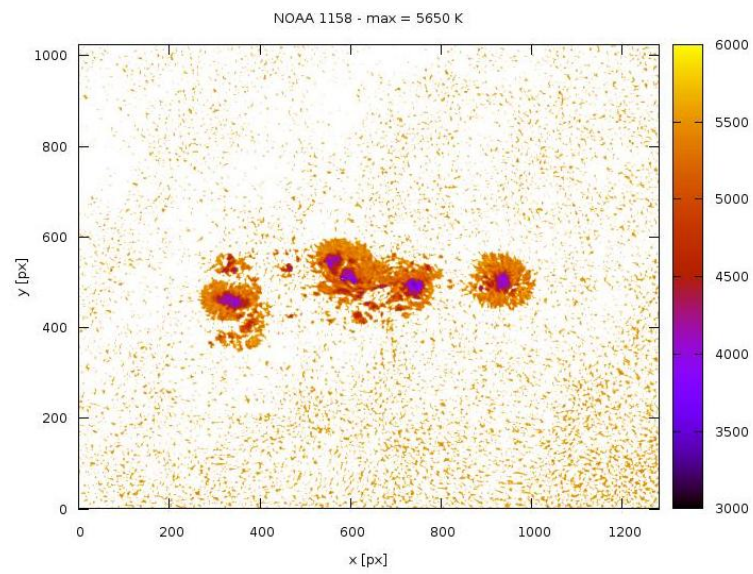
Na obrázku 4.6 sú zobrazené kompletne jadrá škvŕn a na obrázku 4.7 sú už zobrazené aj ich okolia — penumbry. Na ďalších obrázkoch 4.9 a 4.10 je vidieť, ako sa postupne zvyšovaním teploty objavujú vyššie a vyššie miesta vystupujúcich prúdov z vnútra Slnka.



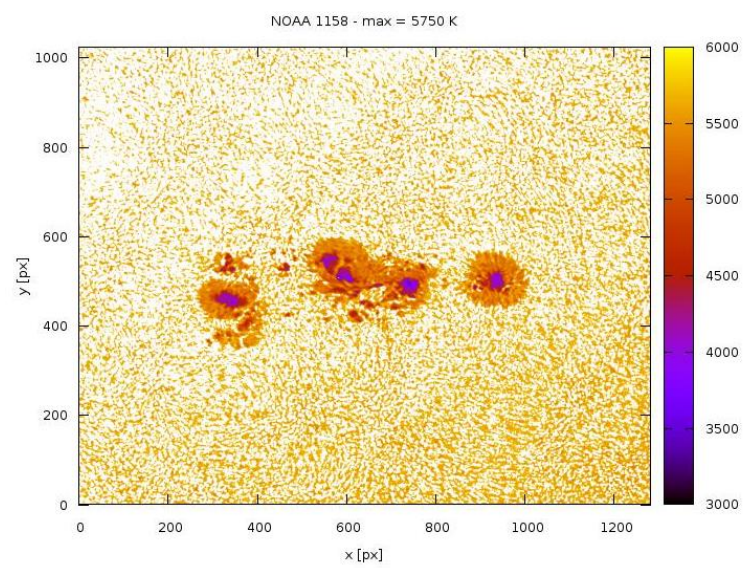
Obr. 4.6: Maximální zobrazená teplota 5 100 K.



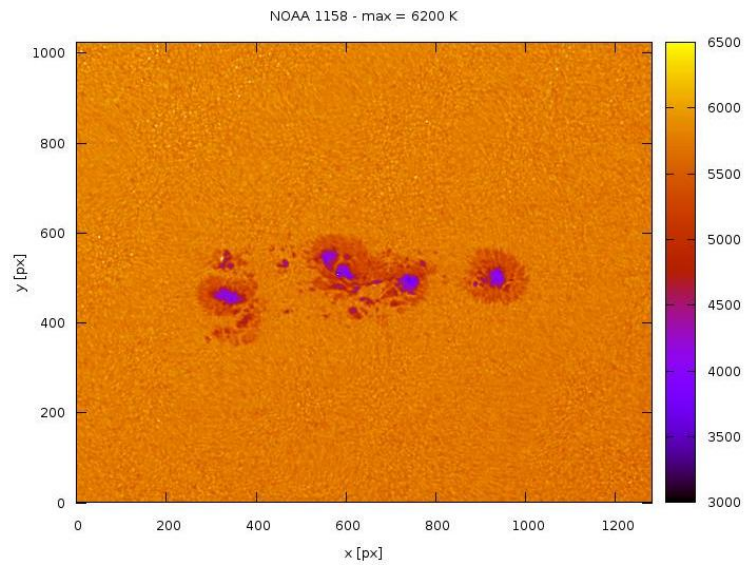
Obr. 4.7: Maximální zobrazená teplota 5 500 K.



Obr. 4.8: Maximálna zobrazená teplota 5 650 K.



Obr. 4.9: Maximálna zobrazená teplota 5 750 K.



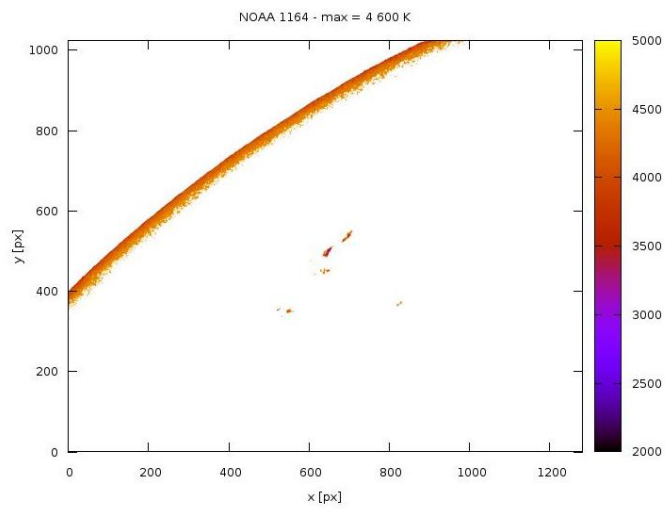
Obr. 4.10: Maximálna zobrazená teplota 6 200 K.

Podobným spôsobom bola spracovaná aj škvrna NOAA 1164 (obrázok 4.11) naexponovaná 27.2. 2011 približne o 11:00 UT.



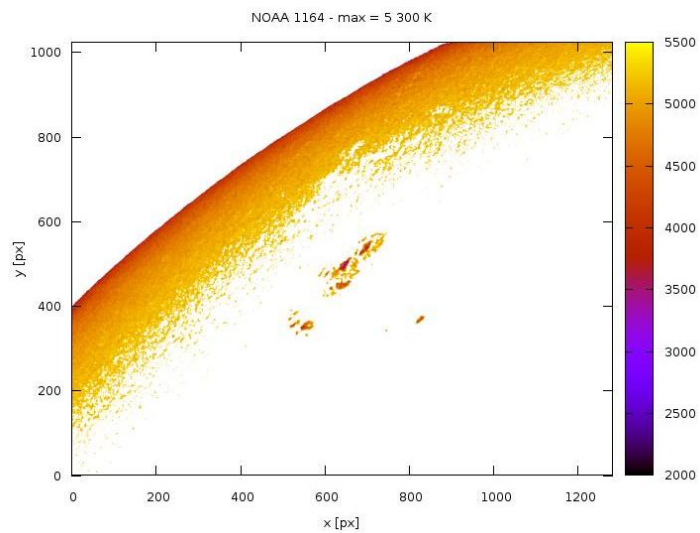
Obr. 4.11: Škvrna NOAA 1164

Na ďalších obrázkoch sú niektoré teplotné mapy škvny. Je tu znateľné prítomné okrajové stemnenie, čo potvrdzuje, že je pri okraji slnečného kotúča vidieť vyššie a chladnejšie vrstvy atmosféry. Na obrázku 4.12 je vidieť slnečný okraj a zároveň najchladnejšie miesta škvrn.

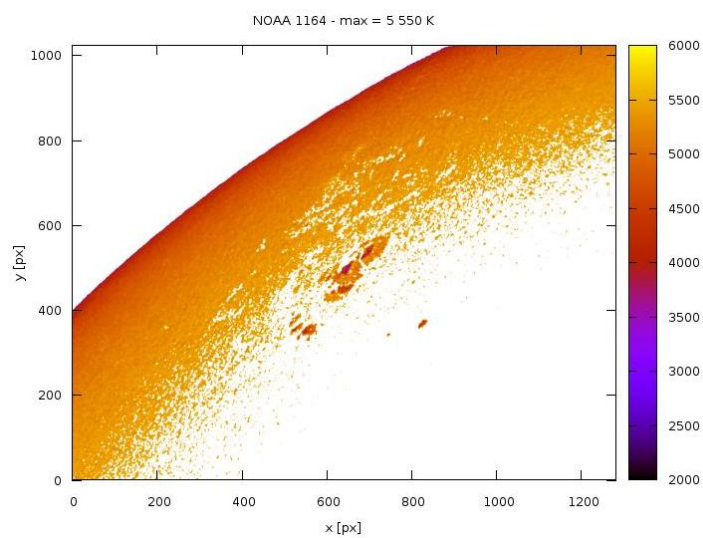


Obr. 4.12: Maximálna zobrazená teplota 4 600 K.

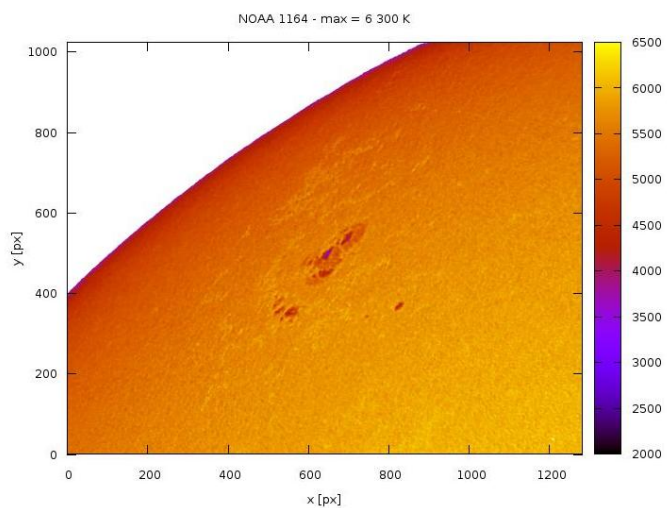
Na ďalších obrázkoch 4.13, 4.14 a 4.15 je jasné postupné objavovanie sa teplejších oblastí smerom do stredu Slnka a zároveň teplejšie okolia škvŕn. Na obrázku 4.14 je tiež vidieť biele miesta, kde sa nachádzajú teplejšie fakulové polia.



Obr. 4.13: Maximálna zobrazená teplota 5 300 K.



Obr. 4.14: Maximální zobrazená teplota 5 550 K.

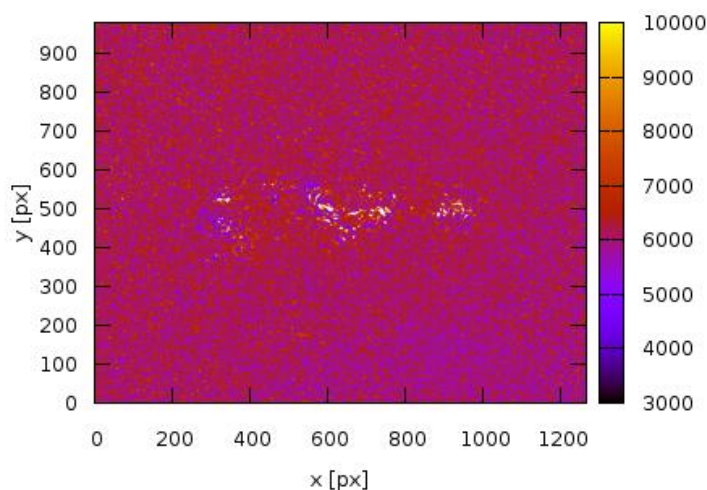


Obr. 4.15: Maximální zobrazená teplota 6 300 K.

Paleta falošných farieb bola využitá aj pri pracovaní so vzťahom (2.33). Pri opätovnom využití úmerností (4.2) a vzťahu (4.3) tak pre farebnú teplotu platí,

$$T_c = \frac{N(\lambda_1, \lambda_2)}{-2,5 \log b_1/b_2 - M(\lambda_1, \lambda_2)} \quad (4.16)$$

Pri tomto výpočte boli teda použité dva snímky tej istej škvry naexponované cez dva rôzne filtre — kontinuum (537 nm) a kalcium (394,5 nm). Tieto snímky boli voči sebe posunuté. Keďže je podľa predchádzajúceho vzťahu potrebné počítať s pomerom hodnôt pixelov získaných pri dvoch filtroch, no toho istého bodu na slnečnom povrchu, bolo nutné zistiť posunutie medzi snímkami. Tu bol použitý program [21], ktorý na základe Fourierovej analýzy snímky spracoval a vypočítal tento posuv. Takto bolo možné snímky navzájom stotožniť a pokračovať ďalej vo výpočte farebnej teploty podľa vzťahu (4.16). Výsledná teplotná mapa je na obrázku 4.16.



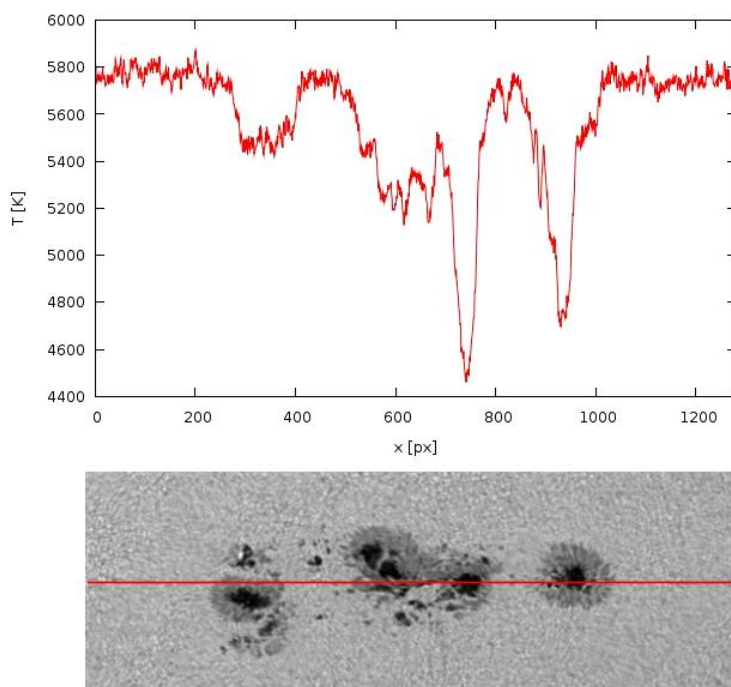
Obr. 4.16: Farebná teplota.

Z obrázku je jasne vidieť, že tento postup výpočtu farebnej teploty správny nebol. Bola tu totiž použitá aproximácia absolútne čierneho telesa. Ako bolo vidieť na predchádzajúcich teplotných mapách, túto aproximáciu je možné využiť pri filtri kontinuum. No pri filtri, v ktorom sa priamo nachádza spektrálna čiara, už táto aproximácia nie je použiteľná, ako nám ukazuje aj obrázok 4.16. Je to v dôsledku toho, že časť energie určitej vlnovej dĺžky prichádzajúcej zo slnečného povrchu a prechádzajúcej cez slnečnú atmosféru sa spotrebuje na ionizáciu prvku Ca II a preto tam už neplatí približné planckovské rozloženie energie.

4.3.2 Teplotné rezy

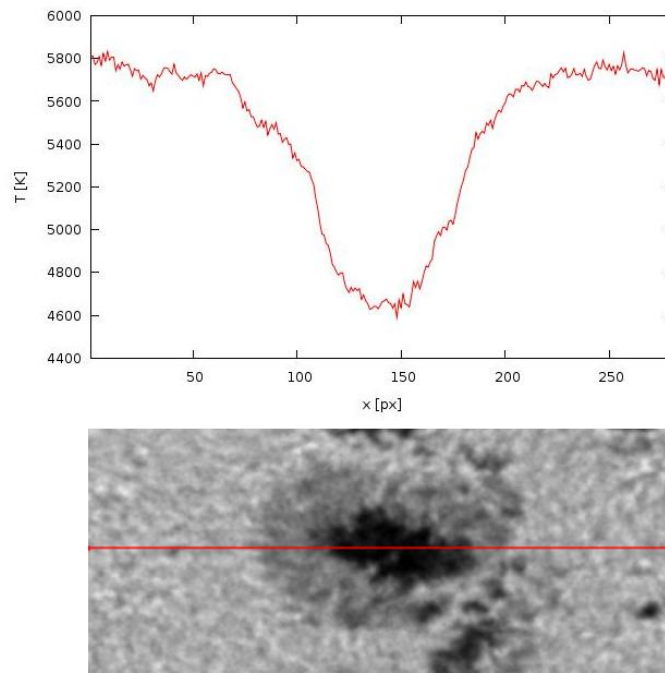
Teplotné rezy boli vyprodukované podobne ako teplotné mapy. Rozdiel bol v tom, že boli vybrané len pixely pozdĺž určitej priamky prechádzajúcej študovaným úsekom. Taktiež bol využitý vzťah (4.9) pre výpočet teploty a výsledná hodnota teploty bola vynesená v závislosti len na jednej súradnici (napr. x [px]).

Na obrázku 4.17 je prevedený rez celým snímkom. V spodnej časti obrázku je možné vidieť, že priamka rezu prechádza cez dve penumbry prvých dvoch škvŕn a cez dve umbry posledných dvoch škvŕn. V hornej časti obrázku je graf, z ktorého je veľmi jasne vidieť, že okraj škvŕny je teplejší ako je jadro škvŕny. Podľa výsledkov môže tento rozdiel dosahovať 700 až 1000 Kelvinov. Taktiež je z grafu zrejmé aj tá skutočnosť, že nie každé jadro škvŕny má rovnakú teplotu. Napríklad umbra poslednej škvŕny má približne o 200 Kelvinov vyššiu teplotu ako umbra tretej škvŕny, cez ktorú prechádza vybraná priamka.

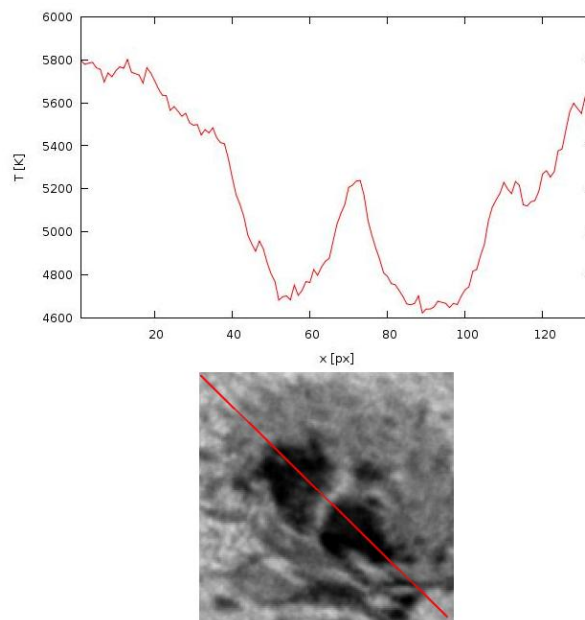


Obr. 4.17: Rez celým snímkom.

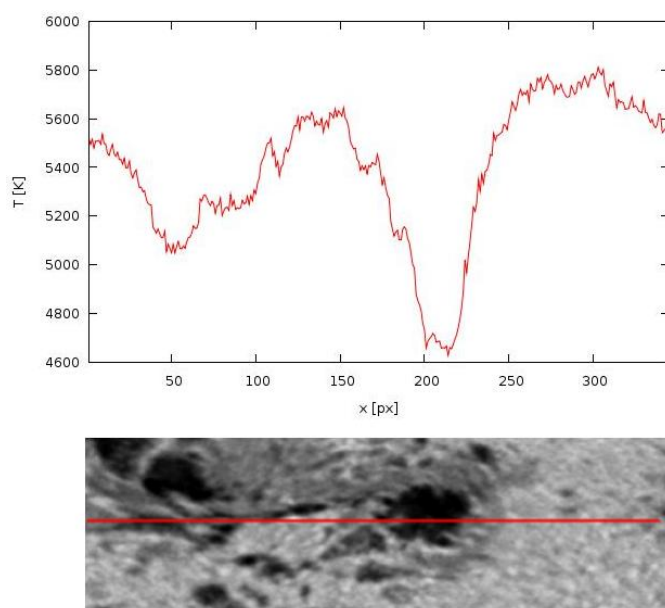
Nasledujúce štyri obrázky 4.18 – 4.21 sú podobné ako obrázok vyššie, no tu boli prevedené rôzne rezy cez všetky štyri škvŕny osobitne. Na všetkých grafoch je vidieť, že mimo škvŕn nemá slnečný povrch konštantnú teplotu. Prejavuje sa tu totiž granulácia, ktorá spôsobuje nie hladkú krivku teploty. Táto granulácia sa tiež prejavuje aj v umbre škvŕny. Aj keď by sa na prvý pohľad zdalo, že jadro škvŕny vykazuje rovnakú intenzitu (je rovnako tmavé), je možné aj tu si všimnúť nie rovnakú teplotu vrámci umbry. Tento fakt je možné vidieť na obrázku 4.22.



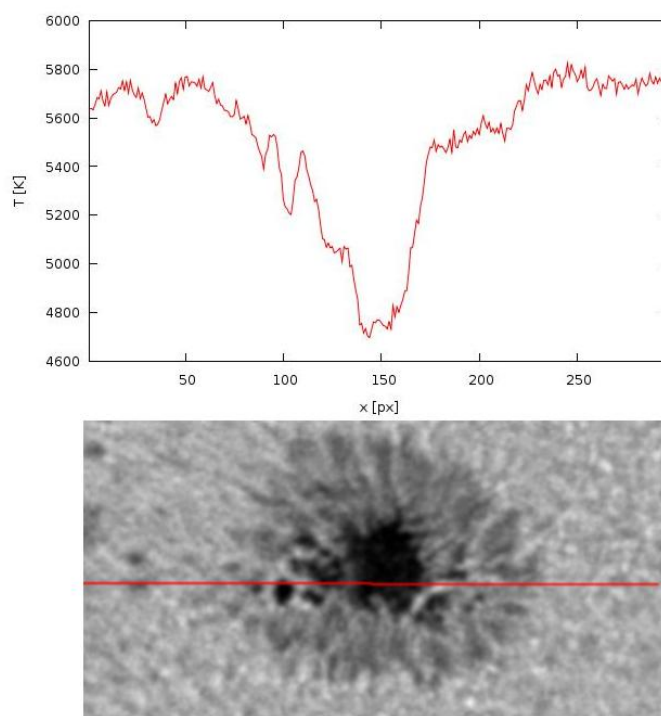
Obr. 4.18: Rez prvou škvrou.



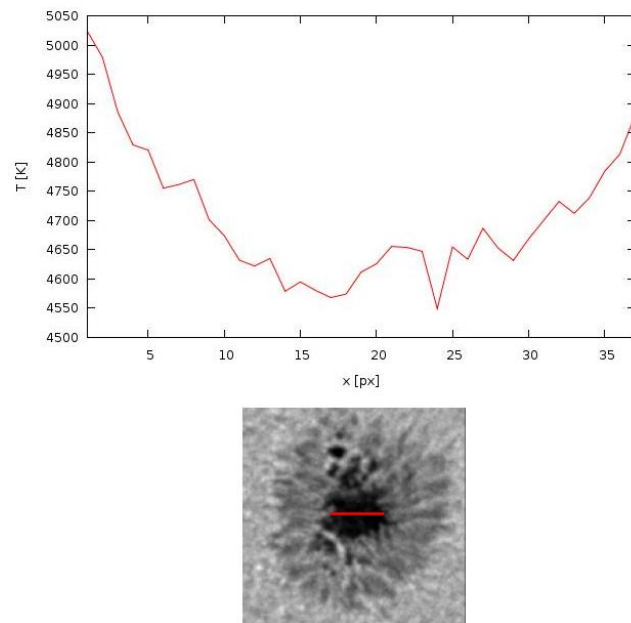
Obr. 4.19: Rez druhou škvrou.



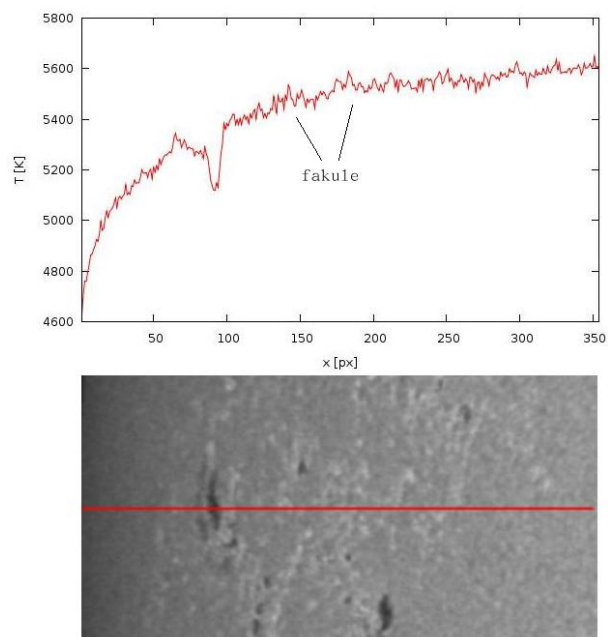
Obr. 4.20: Rez třetíou škvrnou.



Obr. 4.21: Rez štvrtou škvrnou.

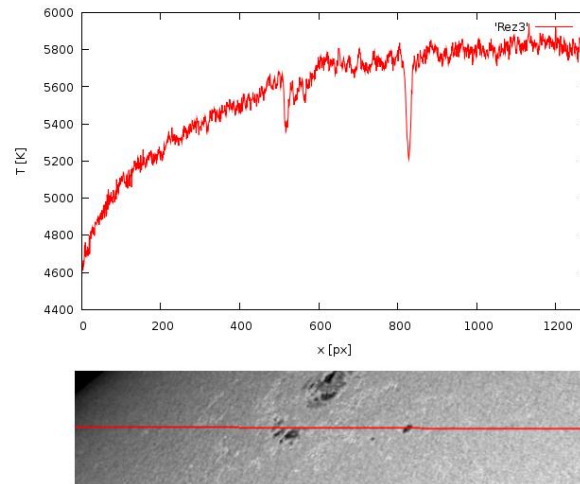


Obr. 4.22: Rez umbrou.



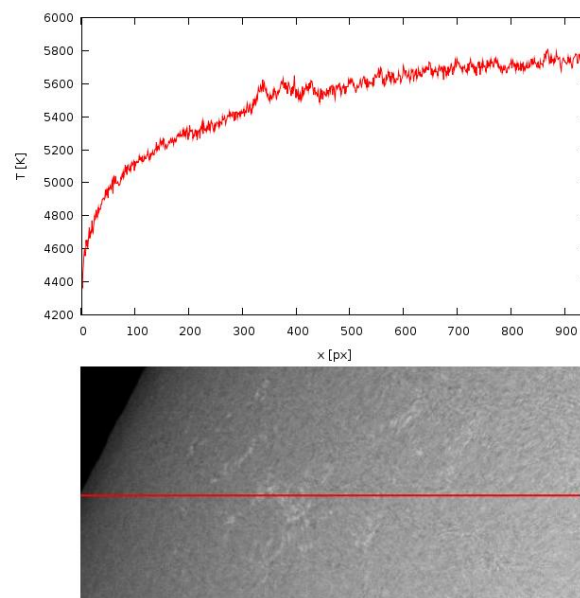
Obr. 4.23: Rez pri okraji slnečného kotúča.

Na obrázkoch 4.23 a 4.24 je prevedený rez cez malú vychádzajúcu skupinku slnečných škvŕn na okraji slnečného kotúča a okolo nej sa nachádzajúcich fakulových polí. Teplotný profil tohto miesta je veľmi peknou ukážkou, kde je možné vidieť tri rôzne prejavy atmosféry, ktorými sú slnečné škvŕny, fakulové polia a okrajové stemnenie.



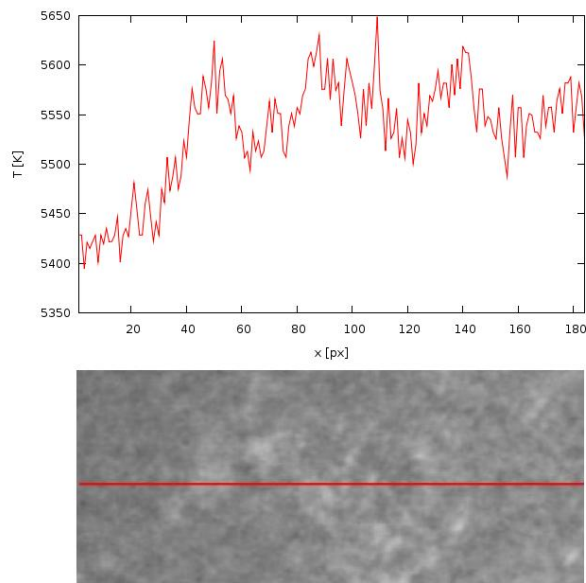
Obr. 4.24: Druhý rez pri okraji slnečného kotúča.

Ďalšie rezy boli prevedené cez fakulové polia naexponované 10.2. 2011 približne o 11:00 UT.



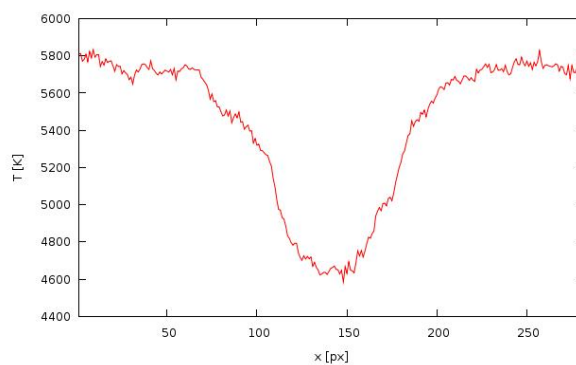
Obr. 4.25: Teplotný profil slnečného okraja s fakulovými poliami.

Na snímku nie sú slnečné škvrny pre zvýraznenie priamo fakulových polí a ich teploty. Teplotný profil na predchádzajúcom obrázku 4.25 je od okraja Slnka cez fakulové polia. Nízke výbežky nad krivkou, ktorá opäť vykazuje okrajové stemnenie, sú prítomné fakulové polia. Z obrázku je vidieť, že medzi fakulovými poliami a slnečným povrchom nie je tak výrazný teplotný rozdiel ako pri slnečných škvrnách. Tento rozdiel je tu len okolo 100 až 200 kelvinov. Druhý rez na obrázku 4.26 je kratší, priamo cez fakulové polia.



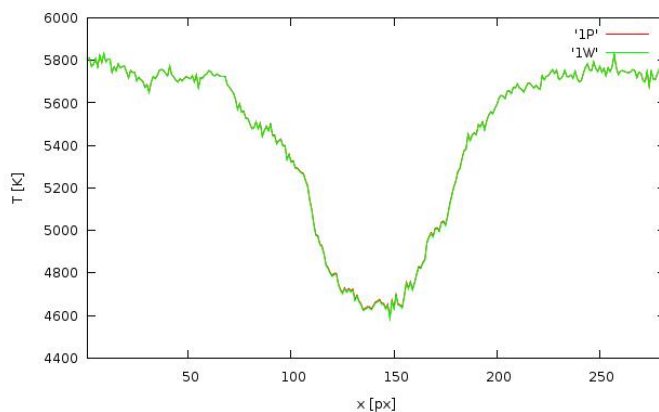
Obr. 4.26: Teplotný profil fakulových polí.

Tento istý postup bol aj pri spracovaní hodnôt použitím Wienovho zákona. Pre porovnanie s výsledkami využitím Planckovho zákona bol prevedený rovnaký rez prvou škvrnou zo skupiny NOAA 1158 (obrázok 4.27).



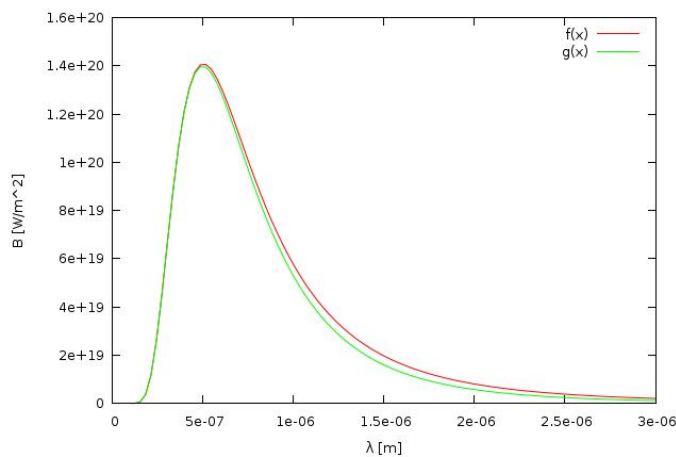
Obr. 4.27: Rez prvou škvrnou využitím Wienovho zákona.

Po vynesení oboch výsledných hodnôt do grafu, tzn. teploty získané použitím Planckovho aj Wienovho zákona, je vidieť na obrázku 4.28, že hodnoty teploty sú rozdielne len o niekoľko kelvinov, a preto to na obrázku nie je veľmi rozpoznatelné.



Obr. 4.28: Teplotný profil prvej škrvny využitím Planckovho a Wienovho zákona.

Dôvod, prečo je tento rozdiel tak malý, je jasný z obrázku 4.29. Na ňom je spektrum absolútne čierneho telesa použitím Planckovho zákona a zároveň použitím Wienovho zákona, čiže pri aproximácii pri dlhovlnnej oblasti spektra, pri tej istej teplote, rovnkej efektívnej hodnote Slnka. Keďže snímky boli exponované cez filter s vlnovou dĺžkou 537 nm, čo je približne $5 \cdot 10^{-7}$ m, je z obrázku zrejmé, že v tejto časti spektra sa rozloženie energie navzájom veľmi nelíši.



Obr. 4.29: Rozloženie energie použitím Planckovho zákona ($f(x)$) a Wienovho zákona ($g(x)$).

4.3.3 Chyby merania a aproximácia

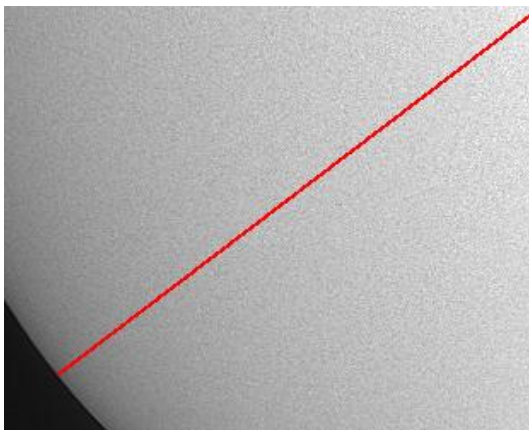
Štatistické chyby pri meraní boli vypočítané na základe zákona šírenia chýb. Použitý bol pri tom Wienov zákon, pretože ako sa vyššie ukázalo, aproximácia na dlhšie vlnové dĺžky je funkčná. No tieto výsledné chyby sa rovnajú len niekoľkým jednotkám kelvinov (do 10 kelvinov). Tak malá chyba bola vypočítaná z toho dôvodu, že bolo počítané s vysokými hodnotami pixelov, pri ktorých je ich chyba pri meraní zanedbateľná. Podobne je to aj pri určení chyby pri vlnovej dĺžke, pretože použitý filter kontinuum, ktorý je veľmi úzky.

Keďže sa v tejto práci počíta s predpokladom, že Slnko vyžaruje ako absolútne čierne teleso, táto aproximácia nie je presná. Preto aj štatistické chyby sú určené len veľmi relatívne. Výpočet teploty je zatiaľčený systematickou chybou, ktorá je práve spôsobená nie úplne presnou aproximáciou.

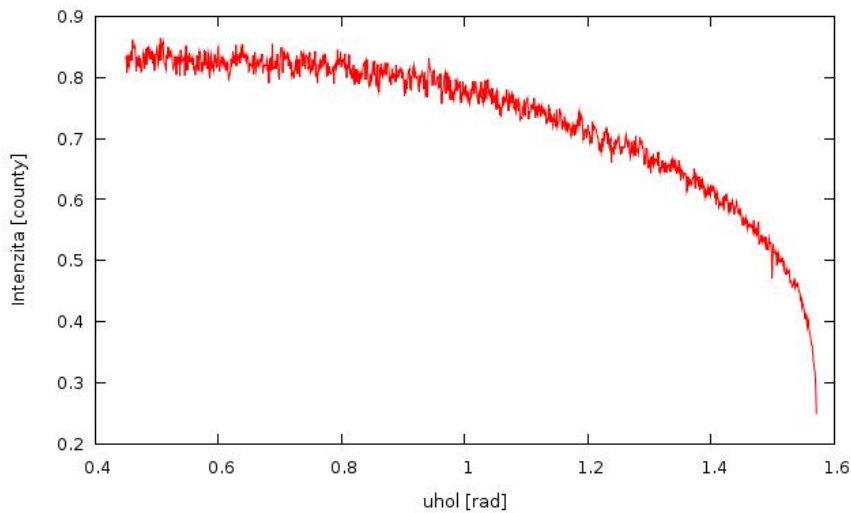
4.3.4 Okrajové stemnenie

Pri študovaní okrajového stemnenia bol použitý snímok, na ktorom bola zachytená jedna štvrt' slnečného kotúča. Bola vybraná oblasť bez slnečných škvŕn alebo fakulových polí, aby bola zachytená priamo intenzita slnečného povrchu bez väčšieho poklesu alebo nárastu. Obraz bol naexponovaný dňa 21.4.2011 o 8:04 UT a nachádza sa na obrázku 4.30 aj s príslušným rezom.

Pri spracovaní okrajového stemnenia boli použité len hodnoty jednotlivých pixelov, úmerné intenzitám vyžiarenej energie jednotlivých bodov študovanej oblasti slnečného okraja. Pri tejto problematike nebolo potrebné prepočítanie hodnôt na teplotu. Už po vynesení hodnôt do grafu v závislosti na vzdialenosti od stredu kotúča, resp. na uhle, ktorý zvierá stred slnečného kotúča a pozorované body, je patrná závislosť intenzity podľa vzťahu (2.4) a túto závislosť je možné vidieť na obrázku 4.31.



Obr. 4.30: Rez od okraja smerom k stredu slnečného kotúča.



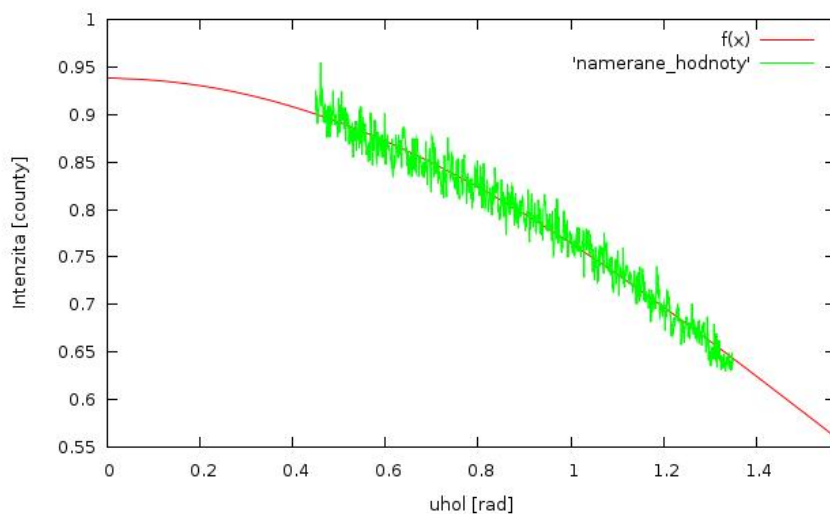
Obr. 4.31: Namerané hodnoty intenzity.

Na predchádzajúcom obrázku 4.31 sú na grafe vykreslené všetky hodnoty usku-
točneného rezu. No nie všetky tieto hodnoty boli použité pri hľadaní správnej funkcie,
ktorou boli v programe gnuplot za pomoci príkazu *fit* body preložené. Pri okraji je
vidieť, že intenzita prudko klesá, preto neboli tieto body pri fitovaní započítané, ako je
aj vidieť na obrázku 4.32. Na tomto obrázku sú už body preložené funkciou $f(x)$ (viz.
vzorec (2.13)), ktorá je definovaná ako

$$f(x) = a + b \cos(x). \quad (4.17)$$

Hodnoty x predstavujú uhlovú vzdialenosť od stredu slnečného kotúča v jednotkách
radiánov. Pričom $x = 0$ v strede disku a $x = \pi/2$ na okraji disku. Úhlová vzdialenosť
bola získaná pomocou znalosti veľkosti zorného poľa v minútach — $9,6' \times 12'$.

Namerané hodnoty jednotlivých pixelov, odpovedajúce intenzite vyžiarenej ener-
gie, boli prepočítané relatívne voči priemernej intenzite, ktorá bola položená rovno
jednej. Táto priemerná intenzita bola vypočítaná ako priemer intenzít z malého štvorca,
najbližšie k stredu slnečného kotúča.



Obr. 4.32: Závislosť intenzity na vzdialenosti od stredu preložená funkciou $f(x)$.

Na obrázku 4.32 je patrné, že intenzita je skutočne závislá na vzdialenosti od stredu slnečného disku podľa funkcie $f(x)$, ktorá má tvar (4.17). Výsledné hodnoty a a b po preložení bodov funkciou $f(x)$ sú:

$$a = 0,560 \pm 0,001$$

$$b = 0,378 \pm 0,002$$

Po porovnaní s tvarom výslednej intenzity (2.14), kde $a = 0,4$ a $b = 0,6$, je zrejmé, že sa líšia od vypočítaných hodnôt $a = 0,56$ a $b = 0,38$. No ako už bolo spomenuté, tieto hodnoty sú závislé na vlnovej dĺžke. Vybraný snímok v tejto práci bol ale naexponovaný vo filtri kontinuum, ktorý je veľmi úzky a neprepúšťa takú širokú škálu vlnových dĺžok, s ktorou bolo počítané pri získavaní hodnôt vo vzťahu (2.14), odvodených pre šedú atmosféru.

KAPITOLA 5

Záver

Táto práca bola zameraná na našu najbližšiu hviezdu — Slnko, na jeho atmosféru a prejavy slnečnej aktivity v atmosfére, ktorými sú slnečné škvrny a fakulové polia. Cieľom práce bolo obrazové štúdium slnečného povrchu a pomocou neho získanie teplotných máp a teplotných profilov. Cieľom bolo taktiež štúdium okrajového stemnenia pri slnečnom okraji.

Boli získané teplotné mapy dvoch skupín škvŕn NOAA 1158 a NOAA 1164. Skúmané boli najmä teplotné rozdiely medzi umbrou a penumbrou a medzi penumbrou a slnečným povrchom, kde sa potvrdilo, že jadro škvŕny má približne o 1500 kelvinov nižšiu teplotu ako okolie. Potvrdilo sa tiež, že penumbra má vlákňitú štruktúru, jej teplota je približne o 500 kelvinov vyššia ako jadro škvŕny a má približne o 500 kelvinov nižšiu teplotu ako najvyššie vrcholky konvektívnych prúdov. Pri zvyšovaní maximálnej teploty sa granulácia prejavila postupným objavovaním vyšších a vyšších miest na slnečnom povrchu, čo dosvedčuje, že je naše Slnko jednou veľkou žeravou a nekludnou plynnou guľou.

Pri získaní teplotných máp škvŕny NOAA 1164, ktorá sa nachádzala pri okraji, bolo ukázkovo rozpoznateľné okrajové stemnenie. Čo potvrdzuje, že na okraji Slnka je skutočne možné pozorovať vyššie a chladnejšie vrstvy atmosféry. Pri postupnom zvyšovaní maximálnej teploty sa totiž najprv začal objavovať okraj Slnka spolu s chladnejšími jadrami škvŕn.

Taktiež boli v tejto práci vypočítané teplotné profily tou istou cestou ako aj teplotné mapy. Vo výsledných grafoch sa neukázala hladká krivka teploty slnečného povrchu pre prítomnú granuláciu. Podobne sa prejavila aj vrámci umbri, kde taktiež nie je konštantná teplota. Každé jadro škvŕny má svoje najchladnejšie miesto a smerom k jeho okraju teplota stúpa. Pri teplotných profiloch fakulových polí sa ukázal teplotný rozdiel medzi nimi a okolím približne okolo 100 až 200 kelvinov.

Pri výpočte teploty rôznych bodov na študovanom povrchu Slnka sa vychádzalo z predpokladu, že Slnko vyžaruje energiu ako absolútne čierne teleso. Preto bol použitý Planckov zákon, ktorý popisuje rozloženie energie v spektre. Pri porovnaní z údajmi, ktoré uvádzajú knižné, či internetové zdroje, vyplynulo, že získané hodnoty sa od tých reálnych veľmi nelíšia. To znamená, že v prvom priblížení je teda možné Slnko považovať za absolútne čierne teleso.

Pre zistenie, či je aproximácia na dlhšie vlnové dĺžky funkčná, boli namerané hodnoty spracované aj pomocou Wienovho zákona. A ako sa ukázalo, aproximácia je pre vlnovú dĺžku okolo 540 nm validná.

No aproximácia absolútne čierneho telesa nie je celkom stopercentná. Je to možné vidieť už pri porovnaní spektra Slnka s planckovským rozložením energie pri teplote rovnej efektívnej teplote hviezdy. A túto skutočnosť potvrdila aj posledná úloha v tejto práci — štúdium okrajového stemnenia, ktoré paradoxne vyvracia fakt, že Slnko vyžaruje energiu ako absolútne čierne teleso. Naopak, potvrdzuje kosínovú závislosť intenzity na uhlovej vzdialenosti od stredu slnečného kotúča.

Obrazové štúdium okrajového stemnenia je veľmi zaujímavou úlohou a vždy je hodné rôznych vylepšení. Vylepšenie by určite spočívalo v naexponovaní celého slnečného kotúča, nie len častí kotúča, s ktorým sa pracovalo aj v tejto práci. Pri vhodnej expozícii, pri ktorej by stred nebol preexponovaný a okraj Slnka naopak podexponovaný, by bolo získaných viac informácií pri rovnakých podmienkach a tým aj presnejšie preloženie bodov správnou funkciou.

Chyby merania boli pri výpočte teploty určená len veľmi relatívne. Bolo možné určiť štatistickú chybu zo zákona šírenia chýb. Využitý bol pri tom Wienov zákon, pretože ako už bolo spomenuté, aproximácia na dlhšie vlnové dĺžky sa ukázala, že je validná. Táto chyba vyšla len okolo 10 kelvinov. Toto meranie je ale ešte zaťažené systematickou chybou, ktorá vyplýva z aproximácie na absolútne čierne teleso, ktorá nie je úplne presná. Preto bolo v tejto práci cieľom určenie teplotných rozdielov medzi rôznymi skúmanými miestami slnečného povrchu a jeho teplotné profily, a nie určenie presných hodnôt teploty.

Určenie teploty by bolo ešte presnejšie, keby by bola využitá spektroskopia. Pokiaľ by bolo možné získať spektrum každého bodu študovaného povrchu, intenzita vyžiarenej energie by bola určené oveľa presnejšie a tým samozrejme aj teplota. No pre tento spôsob získania teplotných máp by bol potrebný spektroskop s veľmi vysokým rozlíšením. No bohužiaľ taký spektroskop nie je zatiaľ dostupný. Aj tie najlepšie z nich nedokážu urobiť spektrá toľkých malých bodov. Preto bola v tejto práci využitá obrazová metóda, pri ktorej sa pracovalo s hodnotami pixelov odpovedajúcich počtu fotónov, ktoré zachytila daná CCD kamera.

Literatúra

- [1] <http://myweb.tiscali.co.uk/moonkmft/Articles/sunandstars.html>.
- [2] <http://spacescience.spaceref.com/ssl/pad/solar/chromos.htm>.
- [3] http://hvezdarna.plzen.eu/zatmeni/2006_uplne/Polak/korona/korona.html.
- [4] http://cosmicdiary.org/blogs/eso/heidi_korhonen/?p=16.
- [5] <http://users.telenet.be/j.janssens/SC24web/SC24.html>.
- [6] <http://www.webexhibits.org/causesofcolor/3.html>.
- [7] http://www.fujifilm.cz/cs/produkty/digitalni-fotografie/digitalni-fotoaparaty.ep/1_547-finepix-f100fd/.
- [8] http://cs.wikipedia.org/wiki/Rozsah_expozice#Dynamick.C3.BD_rozsah_CCD_sn.C3.ADma.C4.8De.
- [9] http://sk.wikipedia.org/wiki//Rastrova_grafika.
- [10] http://sk.wikipedia.org/wiki/Farebny_model.
- [11] <http://gnuplot.sourceforge.net/demo/pm3dcolors.html>.
- [12] <http://arnholm.org/astro/software/ImageTOOLsca/>.
- [13] <http://munipack.astronomy.cz/>.
- [14] <http://iraf.noao.edu/>.
- [15] <http://www.gnuplot.info/>.
- [16] Z. Mikulášek a J. Krtička. *Základy fyziky hvězd*. Masarykova Univerzita, Brno, 2005.

-
- [17] B. W. Carroll and D. A. Ostlie. *An introduction to modern astrophysics and cosmology*. July 2006.
- [18] J. Sochor a P. Felkel J. Žára, B. Beneš. *Moderní počítačová grafika (2. vydání)*. Computer Press, 2005.
- [19] Z. Mikulášek and J. Krtička. *Základy fyziky hvězd — obrázky*. Masarykova Univerzita, Brno, 2005.
- [20] V. Vanýsek. *Základy astronomie a astrofyziky*. Praha, 1980.
- [21] Filip Hroch: Súkromné zdelenie.