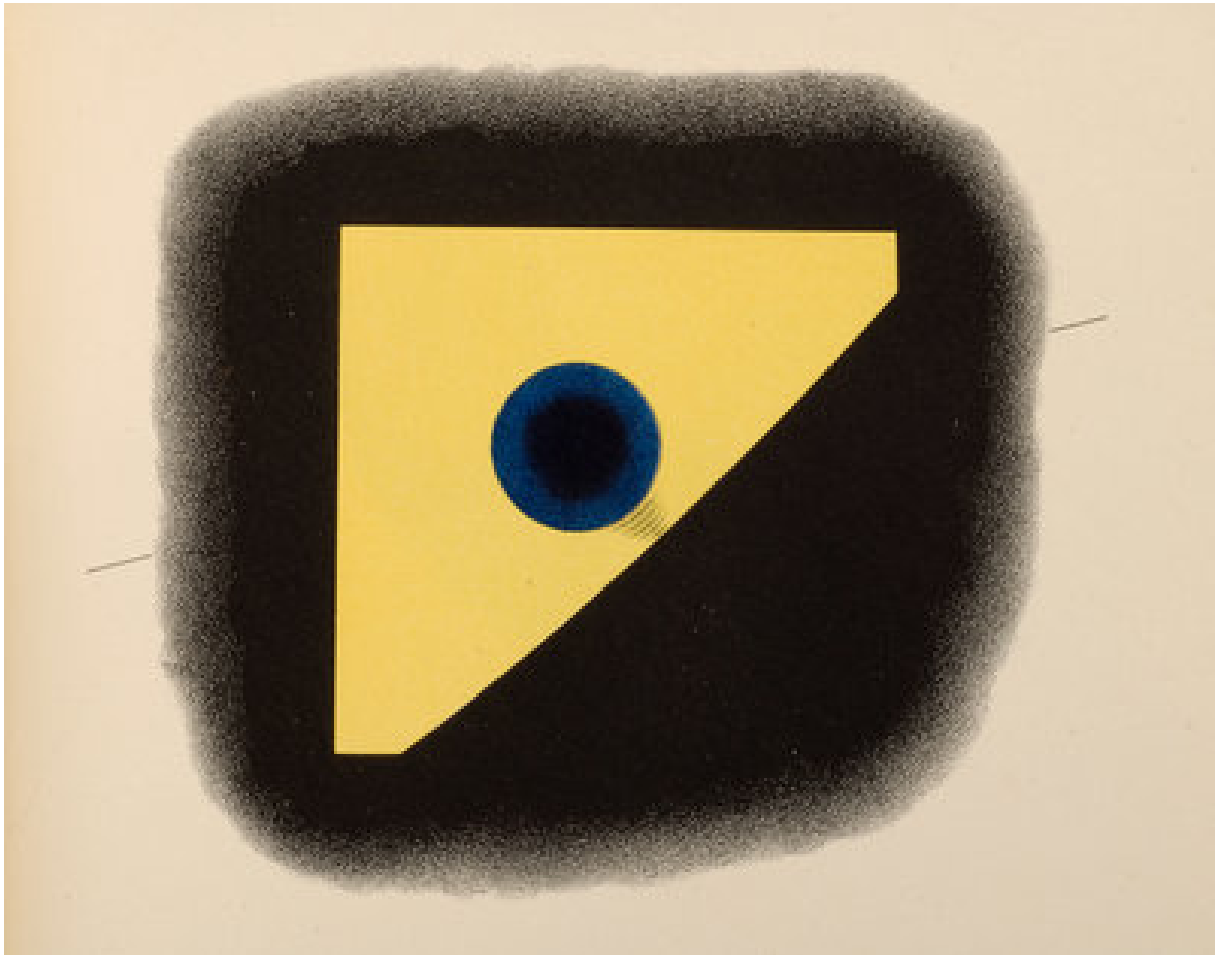


SLEZSKÁ UNIVERZITA V OPAVĚ

Metody pozorovací astronomie

Studijní text



Tomáš Gráf

Metody pozorovací astronomie

studijní text

autor: Tomáš Gráf

tgraf@volny.cz

sazba: Tomáš Gráf

© 2015 Slezská univerzita v Opavě obrázek na titulní straně: zdroj

verze z 8. června 2015



Obsah

1	Astronomická pozorování	3
1.1	Úvod	3
1.2	Radioastronomie	4
1.2.1	Historie	4
1.2.2	Princip detekce rádiových vln	4
1.2.3	Velké radioteleskopy a rádiové interferometry	5
1.3	Infračervená astronomie	10
1.3.1	Historie	10
1.3.2	Principy detekce, detektory	11
1.4	Optická astronomie	12
1.4.1	Historie	12
1.4.2	Principy detekce, detektory	13
1.5	Ultrafialová astronomie	17
1.5.1	Historie	17
1.5.2	Principy detekce, detektory	17
1.6	Rentgenová astronomie	18
1.6.1	Historie	18
1.6.2	Principy detekce, detektory	19
1.7	Gama astronomie	19
1.7.1	Historie	20
1.7.2	Principy detekce, detektory	20
2	Astronomická fotografie	23
2.1	Historie	23
2.2	Základy praktické astrofotografie	24
2.2.1	Fotografování „z ruky“	25
2.2.2	Ze stativu	25
2.2.3	Na montáži dalekohledu	25
2.2.4	Fotografování dalekohledem	25
2.2.5	Porovnání klasické a digitální astrofotografie	26
2.2.6	Webové inspirace	27
3	Základy počítačového zpracování obrazu	29
3.1	Úvod	29
3.2	Formáty	30
3.3	CCD snímek	30

3.4	Nástroje analýzy obrazu	31
4	Základy astronomické fotometrie	33
4.1	Základní pojmy	33
4.2	Fotometrické systémy	35
4.2.1	Přehled fotometrických systémů	35
4.2.2	CCD fotometrie	37
5	Astrometrická měření	39
5.1	Úvod	39
5.2	Určení polohy objektu	39
6	Základy astronomické spektroskopie	43
6.1	Historická poznámka	43
6.2	Záření absolutně černého tělesa	43
6.3	Spektra hvězd	44
6.4	Spektrální klasifikace	45
6.5	Praktická spektroskopie	49
6.5.1	Filtry	49
6.5.2	Hranolové spektrografy	50
6.5.3	Spektrografy s difrakční mřížkou	51

Předmluva

Obsah předmětu „Praktická astronomie“, který několik let vyučuji na Slezské univerzitě v Opavě, byl rozdělen do dvou částí studijního textu:

- Praktická astronomie
- Metody pozorovací astronomie

Metody pozorovací astronomie

Tento díl shrnuje hlavní metody pozorovací astronomie a obsahuje přehled pozorovacích metod používaných v rádiové, infračervené, optické, ultrafialové, rentgenové a gama astronomii. Samostatné kapitoly jsou věnovány základům astronomické fotografie, fotometrie, astrometrie, spektroskopie a počítačového zpracování obrazu.

Poděkování

Děkuji Slezské univerzitě a Ústavu fyziky za poskytnutí možnosti vypracování tohoto studijního textu. Zejména RNDr. Petru Slanému, Ph.D. za jeho podporu a trpělivost. V neposlední řadě patří můj dík také naší rodině za vytváření zázemí, na které se mohu spolehnout.

Tomáš Gráf

Kapitola 1

Astronomická pozorování

„Pro optické astronomy jsou rádiová data užitečná jako dobrý pes při lovu.“

– Fred Hoyle, *Galaxies, Nuclei and Quasars*, str. 43

1.1 Úvod

Výzkum vesmíru je možný jenom díky existenci různých typů „zprostředkovatelů“ astrofyzikálních informací. Většinu astronomických objektů můžeme pozorovat pouze na dálku a stále dominantní množství informací získáváme výzkumem *elektromagnetického záření*. Specifické aspekty výzkumu vesmíru v jednotlivých oborech elektromagnetického záření jsou rozebrány v několika následujících podkapitolách. Cenné informace se však dozvídáme i z výzkumu částic přicházejících z vesmíru, zejména neutronů, elektronů, jader atomů a dalších složek tzv. *kosmického záření*. Naděje se stále vkládají i do zatím neuskutečněné detekce gravitačních vln.

Z celého rozsáhlého spektra elektromagnetického záření byl od nepaměti vesmír zkoumán pouze ve vizuálním oboru, tedy v oblasti světla. Výzkum vesmíru v dalších oborech, který se rozvíjí prakticky posledních sto let, však v mnohých ohledech naše představy o vesmíru nejen doplnil, ale někdy také radikálně změnil. Teprve pozorování v maximálním rozsahu vlnových délek umožňuje komplexní pohled na mnohé astrofyzikální procesy. Vzhledem k vlastnostem zemské atmosféry je zřejmé, že rozvoj astronomických pozorování v některých spektrálních oborech začal být možný až po dosažení určitého stupně rozvoje aeronautiky a kosmonautiky, technických disciplín, které umožňují pozorování z vyšších vrstev atmosféry nebo přímo z kosmického prostoru.

Rozdělení elektromagnetického záření do jednotlivých oborů podle vlnové délky:

obor	rozsah vlnových délek
rádiový	1 m - 100 km
mikrovlnný	0,3 mm - 1 m
infračervený (IR)	760 nm - 0,3 mm
vizuální (světlo)	380 nm - 760 nm
ultrafialový (UV)	50 - 380 nm
rentgenový (RTG)	0,01 nm - 50 nm
gama	< 0,01 nm

1.2 Radioastronomie

V rádiovém oboru má své maximum záření absolutně černých těles s teplotou menší než 10 K, ale rádiová emise může vznikat také celou řadou netermických procesů.

Mezi hlavní zdroje rádiového záření patří:

1. chladná mezihvězdná látka, 2. oblasti poblíž neutronových hvězd, 3. okolí bílých trpaslíků, 4. pozůstatky po supernovách, 5. chladná molekulová oblaka, 6. rozptyl volných elektronů na mezihvězdném plazmatu, 7. reliktní záření.

1.2.1 Historie

Radioastronomie je snad druhým nejpodstatnějším oborem pozorovací astronomie po oboru optickém. U jejího zrodu stál americký fyzik českého původu Karl Guthe Jansky, který v roce 1931 při hledání zdrojů poruch rádiového spojení (pro firmu Bell) objevil zdroj rádiového záření, které přichází od středu naší Galaxie (dnes je zdroj označován jako Sgr A).

První parabolickou anténu však postavil v roce 1937 americký amatérský astronom Grote Reber. Druhá světová válka znamenala technický rozvoj vojenského využití rádiových vln, ale po jejím skončení se velmi rychle začaly rozvíjet také astronomické aplikace.

Stručný chronologický přehled milníků radioastronomie:

- 1930 - Karl Jansky sestrojil 30 metrový anténní systém, první radioteleskop
- 1937 - Grote Reber postavil první parabolický radioteleskop o průměru 9,4 m
- 1946 - Martin Ryle se avými kolegy provedl první pozorování s rádiovým interferometrem
- 1947 - tým Bernarda Lovella sestrojila v Jodrell Banku nepohyblivý radioteleskop (66 m)
- 1957 - skupina Bernarda Lovella dokončila tamtéž pohyblivý radioteleskop o průměru 75 m
- 1961 - první pozorování radioteleskopu s průměrem 64 metrů, Parkes, Austrálie
- 1962 - Green Bank, West Virginia, radioteleskop s průměrem 90 m
- 1963 - Arecibo, Portoriko, uveden do provozu nepohyblivý radioteleskop s průměrem 300 m
- 1964 - Martin Ryle uvedl do provozu rádiový interferometr se základnou 1,6 km, Cambridge
- 1967 - první pozorování VLBI, základna 183 km
- 1972 - do provozu uveden 100 m radioteleskop v Effelsbergu, Německo
- 1980 - dokončení stavby VLA, Socorro, Nové Mexiko, USA
- 1989 - družice Cosmic Background Explorer (COBE)
- 1993 - dokončení VLBA (Very Long Baseline Array), celkem 10 parabol
- 1997 - japonský satelit HALCA zapojen do VLBI pozorování, základna až 25 000 km

1.2.2 Princip detekce rádiových vln

Radioastronomie se odlišuje od optického oboru především velmi dlouhými vlnovými délkami ($\lambda_{rad}/\lambda_{opt} \approx 10^5 - 10^6$) a tak zařízení na detekci rádiových vln se od klasického dalekohledu značně liší. Pokud chceme dosáhnout rozlišovací schopnosti běžné pro optické dalekohledy, musí mít přijímací antény velmi velký rozměr nebo se musí rozmístit větší množství propojených antén na co největší vzdálenosti od sebe.

Pozorování v rádiovém oboru je prakticky nezávislé na denní době i na počasí. Kromě pasivního příjmu rádiového signálu od astronomických objektů (Jupiter, Slunce, hvězdy, vícenásobné

soustavy, mlhoviny, zbytky supernov, galaxie, kvazary atp.) je možné také pro blízké objekty využít tzv. aktivní radioastronomii, kdy se rádiový signál nejprve emituje radioteleskopem směrem ke zkoumanému objektu a pak se zkoumá jeho část odražená tělesem zpět k Zemi (meteory, ionosféra, Slunce, Měsíc, Merkur a Venuše).

Samotná detekce signálu je obdobná jako v běžném rozhlasovém přijímači a je možné měřit jak amplitudu, tak fázi elektromagnetického vlnění. Měřenou veličinou bývá elektrické napětí. Na obrázku 1.1 naleznete blokové schéma jednoho z možných uspořádání radioteleskopu.

Anténa je analogickým prvkem radioteleskopu jako čočka nebo zrcadlo objektivu v optickém oboru, je to vlastně „sběrač“ rádiových vln, jež soustředí a mění na elektrický proud, který lze po poměrně složitém zpracování měřit a vyhodnotit. Rozlišovací schopnost je vyjádřena stejným vztahem jako u optického dalekohledu:

$$\sin \delta = \frac{1,22\lambda}{D}, \quad (1.1)$$

kde δ je v radiánech. Rozměry radioteleskopu musí tedy být obrovské, pokud chceme dosáhnout rozlišení srovnatelného s optickým. Určitým řešením je interferometrie – rozsáhlé soustavy spojených radioteleskopů (např. VLA, VLBI, atd.). A nemusí se jednat jen o parabolické antény, ale i soustavy dipólových antén.

Předzesilovač je prvním zařízením k úpravě přijatého signálu. Rádiové záření z vesmíru je nesmírně slabé, abychom jej byli schopni měřit, je nutné jej zesílit řádově 10^6 krát. To je technická role předzesilovače – maximálně zesílit signál, ale s minimálním vloženým šumem. K tomu účelu byly vyvinuty speciální tranzistory, jež jsou chlazeny na velmi nízkou teplotu.

Směšovač (mixer) sníží frekvenci signálu z předzesilovače. To je velmi nutný krok zejména proto, že nižší frekvence se jednodušeji zesilují a navíc se tak zamezí možnosti vzniku nepatřičné zpětné vazby. Směšovač mísí signál z oscilátoru se signálem z předzesilovače a vytváří dva výstupy: vstupní signál mínus frekvence oscilátoru a signál součtu frekvencí. Při dalším zpracování se však pracuje se signálem na nižší frekvenci.

Oscilátor vytváří signál, který vstupuje do směšovače, mnohé radioteleskopy používají křemíkové oscilátory – jsou stabilní a dochází jen k malému posunu frekvence. Tento posun se musí velmi pečlivě hlídat, aby se frekvence nedostala do oblasti frekvencí signálu před směšovačem.

IF zesilovače ještě znovu zesilují výstup ze směšovače (zkratka IF znamená intermediate frequency).

Detektor - používají se různé druhy polovodičových diod a přídatné elektronické zařízení upraví signál do rozsahu vhodnějšího pro **záznamové zařízení**.

1.2.3 Velké radioteleskopy a rádiové interferometry

Arecibo (Portoriko)

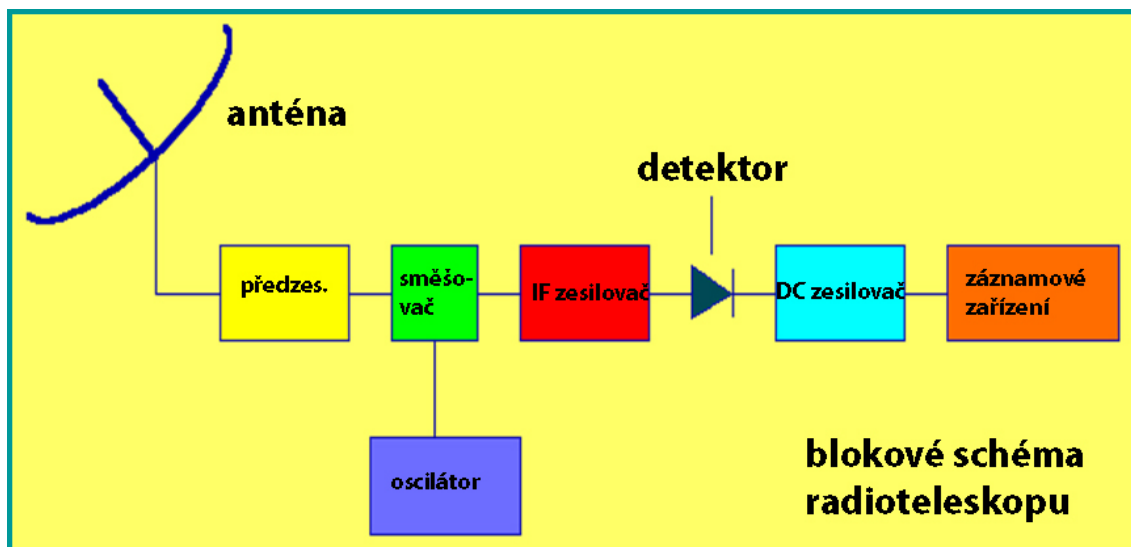
S průměrem 305 metrů je největší nepohyblivou parabolickou anténou na světě. Je umístěna v přirozené terénní prohlubni a i když nemá žádnou montáž, lze směr jejího příjmu měnit změnou polohy „sběrače“, který je umístěn v ohnisku paraboly.

GBT (USA)

Radioteleskop v Green Banku, který nese jméno Roberta C. Byrda má parabolickou anténu o průměru 100 metrů s asymetrickým ohniskem. Observatoř je vybavena také dalšími radioteleskopy s průměrem několika desítek metrů (viz 1.3 a také <https://science.nrao.edu/>).

Effelsberg (Německo)

Je vybaven parabolickou anténou o průměru 100 metrů a je to jeden z největších radioteleskopů



Obrázek 1.1: Blokové schéma příjmu rádiového signálu z vesmíru.

na světě. Váží 3 200 tun a jeho konstrukce umožňuje otočení o 360° za 12 minut.

Sardinia Radio Telescope (Itálie)

Radioteleskop je umístěn na Sardinii a jeho průměr je 64 metrů, velmi přesná úprava povrchu paraboly umožňuje pozorování i v pásmu nad 100 GHz viz 1.4 .

Lovellův radioteleskop (Velká Británie)

Jeho pohyblivá anténa se nachází v Jodrell Banku, má průměr 76 metrů a je součástí britského radiointerferometru MERLIN.

Parkes (Austrálie)

Parabolická anténa této observatoře má průměr 64 metrů a kromě klasických radioastronomických pozorování byla využita k zajištění komunikace s misí Apollo 11 při návratu z Měsíce.

Interferometry

Very Large Array - VLA (USA)

Soustava 27 antén (uspořádání Cassegrain) o průměru 25 metrů, které se mohou pohybovat po kolejové dráze ve tvaru velkého „ypsilon“ viz 1.2.

Acatama Large Millimeter/submillimeter Array - ALMA (Chile)

Soustavu radioteleskopů ALMA tvoří desítky parabolických antén o průměru 7 nebo 12 metrů, které jsou umístěny v poušti Acatama v Chile v nadmořské výšce asi 5 000 metrů. V této lokalitě je možné přijímat i frekvence, které jsou níže zcela pohlceny zemskou atmosférou 1.5 .

Ve výstavbě je gigantický radioteleskop **FAST (Five-hundred-meter Aperture Spherical Telescope)** v Číně, který bude po svém dokončení největším nepohyblivým radioteleskopem na světě s průměrem 500 metrů 1.6.

Teprve ve fázi projektu je rádiový interferometr **Square Kilometer Array - SKA**, který bude tvořen tisíci antén umístěných v Austrálii a na jihu Afriky. Jeho rozlišovací schopnost a citlivost by měla odpovídat parabolické anténě s plochou jednoho kilometru čtverečního.

Podrobnější přehled všech velkých radioteleskopů naleznete například zde: http://en.wikipedia.org/wiki/List_of_radio_telescopes .



Obrázek 1.2: Soustava antén VLA, zdroj zde



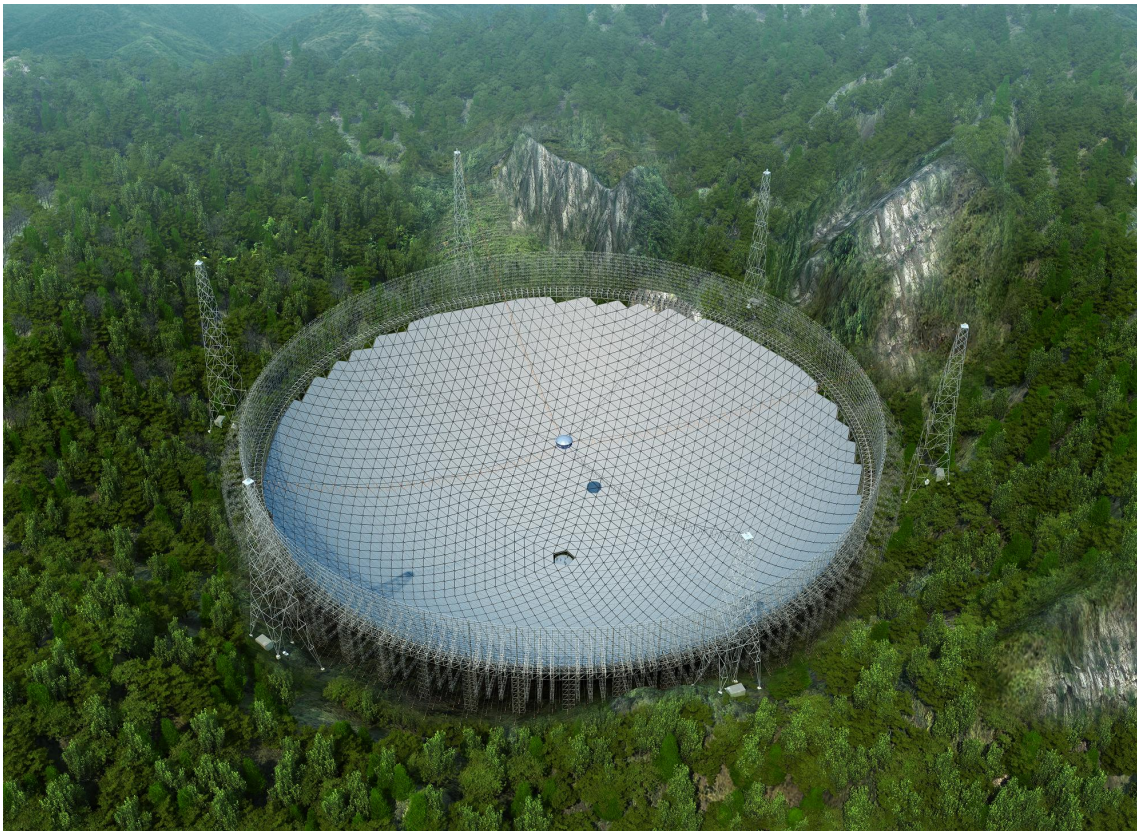
Obrázek 1.3: Radioteleskop v Green Banku v USA, zdroj zde



Obrázek 1.4: Radioteleskop na Sardínii, zdroj zde



Obrázek 1.5: Pohled na radioteleskopy ALMA, zdroj zde



Obrázek 1.6: Nepohyblivý radioteleskop FAST, zatím ve výstavbě, zdroj zde

1.3 Infračervená astronomie

V infračerveném oboru má své maximum záření absolutně černých těles s teplotou od 10 K do 1 000 K. Mezi hlavní zdroje infračerveného záření přicházejícího z vesmíru patří:

1. *chladné hvězdy*, 2. *oblasti, ve kterých vznikají hvězdy*, 3. *mezihvězdný prach zahřátý interakcí s krátkovlnným zářením*, 4. *planety a trpasličí planety*, 5. *komety*, 6. *planetky*.

Obory infračerveného záření (zejména oblast tzv. blízkého IR záření), světla a ultrafialového záření (jeho části blízké světelnému) mohou často využívat klasických optických dalekohledů a detektorů pracujících na stejném fyzikálním principu detekce přicházejícího záření. Někdy se právě tyto tři obory shrnují pod pojem *UVOIR astronomie* (pozorovací metody pak jsou označovány jako *UVOIR fotometrie* nebo *UVOIR spektroskopie*).

1.3.1 Historie

Infračervené záření je ve velké míře pohlcováno zemskou atmosférou, zejména vodními parami. Část infračerveného oboru je tak dostupná z vysokohorských observatoří, ale podrobné celoblohové přehledky byly pořízeny až s rozvojem pozorovací techniky umístěné na oběžné dráze kolem Země.

Stručný chronologický přehled milníků IR astronomie:

1800 - astronom William Herschel objevil infračervené záření měřením teploty podél slunečního spektra, když nejvyšší teplotu ukazoval teploměr až za červeným koncem spektra, poprvé tak byl podán důkaz o existenci záření, které je očima neviditelné

1856 - termočlánekem zachyceno IR záření Měsíce, pozorování provedl astronom Charles Piazzi Smyth na Tenerife

1880 - Samuel Pierpoint Langley sestrojil bolometer

1900 - zjištěno IR záření Jupiteru a Saturnu

1915 - William Coblentz změřil IR záření 110 hvězd a některých mlhovin

1920 - první systematická pozorování astronomických objektů v IR oboru, astronomové Edison Pettit a Seth B. Nicholson na observatoři Mt. Wilson, použili vakuový termočlánek, z IR měření hvězd Antara, Arktura a Betelgeuze určili jejich průměr

1948 - na základě IR pozorování Měsíce (Pettit a Nicholson) vytvořil A. J. Wesselink model měsíčního povrchu, 20 let před přistáním na Měsíci z měření určil, že povrch je pokrytý vrstvou jemného prachu

1959 - Harold Johnson postupně zavádí první IR fotometrický systém (pásma R, I, J, K, a L)

1960 - v 60. letech začaly být využívány IR dalekohledy umístěné na speciálních balónech, které operovaly až ve výškách 40 km, byl vyvinut nový germaniový bolometer pracující na velmi nízkých teplotách (4 K)

1967 - vznik observatoří na Mauna (4 205 m n.m.), vynikající základny pro pozemní IR astronomii

1967 - chlazený IR dalekohled umístěn na raketu, pozorování omezeno jen na několik minut, touto přehlídkou objeveno 2 363 IR zdrojů

1968 - letadlo s IR dalekohledem o průměru 30 cm, posádku tvořili 2 piloti a 1 astronom, pobývali ve skafandrech po celou dobu 2,5 hodinových letů ve výškách cca 15 km

1968 - Two-Micron Sky Survey (TMSS), první přehlídka oblohy v blízké IR oblasti, observatoř Mt. Wilson, tým Gerryho Neugebauera, 75 % oblohy, celkem identifikováno cca 20 000 IR zdrojů, 5 500 nejjasnějších katalogizováno v prvním IR katalogu

1974 - zahájení provozu Kuiper Airborne Observatory (KAO), což byl IR dalekohled na palubě letadla C-141A, pracovala ve výšce 12 500 m po dobu dalších 20 let, objeveny prstence Uranu (1977) a přítomnost vody v atmosférách Jupiteru a Saturnu

1979 - založení Infrared Telescope Facility (IRTF), 3 m IR teleskop na Mauna Kea

1983 - vypuštěn Infrared Astronomical Satellite (IRAS), mise ESA, během 10 měsíců zmapovala 60 cm IR dalekohledem více než 96 % (opakovaně 4x) oblohy, byla vytvořena celooblohová mapa (ve vlnových délkách 12, 25, 60 a 100 μm), celkem 500 000 IR zdrojů

1985 - IR dalekohled součástí modulu Spacelab 2, který byl do kosmu vynesena raketoplánem, pořízena velmi přesná mapa 60 % oblasti kolem rovníku Galaxie

1989 - vypuštění Cosmic Background Explorer (COBE), studium reliktního záření, nalezeny jeho první očekávané anizotropie

1993 - zahájena pozorování South Pole Infrared Explorer (SPIREX) v Antarktidě

1995 - vypuštěna Infrared Space Observatory (ISO), mise ESA, měření byla několik tisíckrát přesnější než u observatoře IRAS, byla vybavena 60 cm dalekohledem a prováděla pozorování v pásmu od 2,5 μm do 240 μm , byla funkční do roku 1998

1997 - zahájen projekt Two Micron All-Sky Survey (2 MASS), IR přehlídka oblohy pozemními dalekohledy ve vlnových délkách 1,25 μm , 1,65 μm a 2,17 μm

1997 - montáž Near Infra-Red Camera and Multi-Object Spectrometer (NICMOS) do HST, zařízení obsahuje 3 kamery a 3 spektrometry v IR oblasti od 0,8 μm do 2,5 μm

2003 - start Spitzerova kosmického dalekohledu, poslední ze čtyř velkých kosmických observatoří (NASA)

2009 - start Herschel Space Observatory (HSO), projekt ESA/NASA, průměr hlavního zrcadla 3,5 m, IR pozorování v oboru od 55 μm do 672 μm , umístěn ve 2. Lagrangeově bodě (1,5 milionů km od Země)

2009 - start observatoře Planck, vynesena spolu s HSO, projekt ESA/NASA zaměřený na studium reliktního záření

2010 - zahájení provozu Stratospheric Observatory For Infrared Astronomy (SOFIA), NASA/GSA, observatoř SOFIA má na palubě letadla Boeing 747 umístěn 2,5 m dalekohled umožňující pozorování v optickém, IR a submilimetrovém oboru

~ 2018 - James Webb Space Telescope (JWST), NASA, 6,5 m IR dalekohled, umístěn v L2

~ 2020 - Euclid, mise ESA, 1,2 m dalekohled umístěný v L2

1.3.2 Principy detekce, detektory

Obecné informace o principech detekce a detektorech v pásmu UVOIR jsou uvedeny v následující kapitole. Rozsah vlnových délek IR oboru je od 1 μm až po 1000 μm , což je poměrně velký interval, který není možné pokrýt jediným typem detektorů. V krátkovlnné oblasti je možné používat křemíkové CCD detektory, které reagují na jednotlivé fotony a pro dlouhovlnný konec IR oboru je možné využít heterodynové detektory, jinak používané v radioastronomii. Pozemská astronomická pozorování v IR oboru jsou prováděna na observatořích Mauna Kea na Havajských ostrovech, ALMA v chilské poušti Atacama a také v Antarktidě. Patrně nejrozsáhlejší IR přehlídkou oblohy je projekt 2MASS (viz www.ipac.caltech.edu/2mass/).



Obrázek 1.7: Snímek galaxie M 31 v optickém a IR oboru, zdroj zde

1.4 Optická astronomie

V optickém (světelném, vizuálním) oboru má své maximum záření absolutně černých těles s teplotou od 1 000 K do 10 000 K. Mezi hlavní zdroje světla přicházejícího z vesmíru patří:

1. planety a další tělesa Sluneční soustavy, 2. hvězdy, 3. galaxie, 4. reflexní mlhoviny, 5. emisní mlhoviny

1.4.1 Historie

Zemská atmosféra velmi dobře propouští elektromagnetické záření, kterému říkáme světlo. Lidský zrak je poměrně citlivý právě na tento rozsah vlnových délek, protože je mu evolučně přizpůsoben. Odnepaměti tedy člověk vnímal a poznával vesmír především v tomto oboru záření. Po vynálezu dalekohledu se této oblasti pozorovací astronomie říká také *optická astronomie*, protože se při pozorování ve světelném oboru využívá především klasické optiky. Oblasti neoptické astronomie se začaly rozvíjet až na konci 19. století.

Stručný chronologický přehled milníků optické astronomie:

1600 - Tycho Brahe a jeho pozorování v Benátkách nad Jizerou, snad nejpřesnější astronomická pozorování před použitím dalekohledu

1609 - Galileo Galilei sestavil svůj první refraktor

1641 - vybudování observatoře v Gdaňsku, Jan Hevelius

1661 - James Gregory vyrobil zrcadlový dalekohled

1668 - Isaac Newton zkonstruoval praktičtější zrcadlový dalekohled, tzv. Newtonův reflektor

1672 - Laurent Cassegrain navrhuje optické uspořádání dalekohledu „typu Cassegrain“

1675 - založena Royal Greenwich Observatory, Anglie

1733 - Chester Moor Hall sestrojil achromatický refraktor

1789 - William Herschel dokončil 1,2 m reflektor, Slough, Anglie

1845 - Lord Rosse dokončil 1,8 m reflektor, Parsonstown, Irsko

1890 - Albert A. Michelson navrhuje stelární interferometr
 1897 - Alvan Clark dokončil refraktor o průměru 40 palců
 1917 - zahájení provozu 100 palcového (2,5 m) reflektoru, Mount Wilson, Kalifornie
 1930 - Bernard-Ferdinand Lyot sestrojil koronograf
 1934 - Bernhard Schmidt dokončuje první „Schmidtovu komoru“, průměr 14 palců (360 mm)
 1949 - zahájení provozu 48 palcové (1,2 m) Schmidtovy komory, Mt. Palomar, Kalifornie
 1949 - zahájení provozu 200 palcového (5,1 m) Halova reflektoru, Mt. Palomar, Kalifornie
 1975 - Smith, Landauer a Janesick - první astronomické CCD pozorování (planeta Uran)
 1975 - Antoine Labeyrie dokončil první optický interferometr využívající dva dalekohledy
 1976 - zahájení provozu 6 m dalekohledu BTA-6, Kavkaz, Rusko
 1990 - Hubbleův kosmický dalekohled (HST) vynesena na oběžnou dráhu, průměr 2,4 m
 1993 - zahájení provozu 1. Keckova dalekohledu (10 m, optický/IR) , Mauna Kea
 1996 - zahájení provozu 2. Keckova dalekohledu (10 m, optický/IR) , Mauna Kea
 1998 - první světlo pro VLT1, první ze čtyř dalekohledů s průměrem 8,2 m, ESO, Chile
 2001 - zahájení pozorování VLTI interferometrem, základna má 103 m, pracuje také v IR oboru
 2005 - zahájení provozu dalekohledu SALT, největšího samostatného optického dalekohledu na jižní polokouli (segmentové primární zrcadlo, ekvivalent průměru 11 m)
 2008 - první světlo pro GTC (Gran Telescopio Canarias) s průměrem 10,4 m, La Palma, Kanárské ostrovy
 ~ 2020 - Evropský extrémně velký dalekohled (E-ELT), průměr hlavního zrcadla 39,3 m, Cerro Armazones, Chile

1.4.2 Principy detekce, detektory

Pro detekci záření v optické, ultrafialové a infračervené oblasti elektromagnetického záření se používají dvě skupiny detektorů:

- kvantové (fotonové) – reagují na přímou interakci fotonů
- tepelné – reagují na vzestup teploty vlivem absorpce energie záření

V obou případech se jedná o nekoherentní detektory, které nám neumožňují zaznamenávat informace o fázi registrovaného záření. V následující tabulce je uveden přehled základních typů detektorů:

detektor	princip	spektrální oblast
fotočlánek, fotonásobič	interakce s elektronem	UVOIR
fotografická emulze	chemická reakce	UVOIR
CCD	elektrický náboj	UVOIR
fotovoltaický článek, termočlánek	elektrické napětí	UVOIR
bolometr, fotovodivostní dioda	rezistance	IR
Golayova buňka	tlak plynu	IR
lidské oko	chemická reakce	O

Vlastnosti detektorů jsou kvantifikovatelné jejich charakteristikami. Mezi základní charakteristiky detektorů patří:

- kvantová účinnost (počet registrovaných fotonů/počet skutečně dopadajících fotonů)

- linearita detektoru
- dynamický rozsah
- závislost citlivosti na vlnové délce
- šum
- integrační schopnost
- rozlišovací schopnost (prostorová)
- digitální výstup

Kvantová účinnost

Tato charakteristika nám podává informaci, jaký podíl fotonů z jejich celkového dopadajícího počtu je detektor schopen zaznamenat. Například krystaly běžné fotografické emulze mají kvantovou účinnost přibližně 1 % až 2 % a i po speciálních úpravách složitými procesy hypersenzibilizace dosahují maximálně 5 %.

Ve fotonásobičích jsou fotony úspěšné při uvolňování elektronů (fotoelektrický jev) v rozsahu 5 % až 40 %.

Zatím nejvyšší kvantové účinnosti dosahují CCD detektory (vznik páru elektron-díra) a je to asi 50 % pro běžná zařízení, ale až 90 % v případě CCD detektorů chlazených na velmi nízké teploty kapalnými plyny (např. N nebo He).

Linearita detektoru

Tato charakteristika popisuje míru splnění požadavku na lineární „odezvu“ detektoru, tedy aby měřená veličina na výstupu detektoru byla přímo úměrná množství absorbovaných fotonů za dobu expozice. Fotografická emulze není lineárním detektorem, zejména pro slabé a silné toky záření (podrobněji viz kapitola o astronomické fotografii), naopak CCD detektory a fotonásobiče jsou lineární ve velkém rozsahu intenzit záření.

Dynamický rozsah a závislost citlivosti na vlnové délce

Dynamický rozsah detektoru by měl být co největší, ale v každém případě bychom jej měli znát, abychom jej mohli při pozorování respektovat. Závislost citlivosti na vlnové délce je také parametr, který pro daný detektor musíme znát, optimální je situace, kdy se citlivost detektoru s vlnovou délkou nemění.

Integrační schopnost

Kromě lidského zraku má většina jiných astronomických detektorů integrační schopnost. Pokud je nějakým způsobem omezena, měli bychom znát hraniční expoziční čas pro daný detektor.

Šum

Každé pozorování je zatíženo šumem, který bychom měli maximálně potlačit přímo při pozorování nebo bychom jej měli být schopni redukovat při dalším zpracování. Rozlišujeme několik základních typů, které mají jiný původ:

- šum způsobený kvantovou podstatou záření (Poissonovo rozdělení)
- šum pozadí (oblohy), způsoben změnou průzračnosti, seeingem a scintilací
- Johnsonův šum – elektrony v detektoru vlivem tepelných pohybů, minimalizace chlazením

- „vyčítací“ šum
- elektronický šum
- digitalizace

Přehled základních detektorů záření používaných v oboru UVOIR

Oko

Lidské oko je v mnoha ohledech, zejména pro světlo, velmi dokonalým detektorem. Jeho struktura je přizpůsobena potřebě zaostřit paprsek světla na sítnici a tedy části oka, kterými světlo prochází, jsou průhledné. Právě rohovka a čočka pomáhají paprsek světla zaostřit na zadní stěnu oka – sítnici. Dopadající světlo pak způsobuje chemické přeměny ve světločivných buňkách, které vysílají nervové impulsy zrakovým nervem do mozku.

Světlo přichází do oka přes rohovku, do části vyplněné komorovou vodou, a dopadá na čočku přes panenku. Ta funguje jako clona, protože se díky svalům dokáže roztáhnout nebo smrštit a tak regulovat množství procházejícího světla. Jiné svaly zajišťují regulaci tvaru čočky, která zaostřuje paprsky na sítnici, kde vzniká převrácený obraz. Oční čočka je optický prvek jehož přední plocha je zakřivena méně než zadní, má průměr 9 až 10 mm. Její optická mohutnost je 17 až 20 dioptrií.

Na sítnici jsou dva typy receptorů: čípky (cca 130 milionů, tři druhy) pro vnímání barvy a tyčinky (7 milionů, jeden druh) registrující pouze jas. Nejedná se ovšem jen o pouhé detektory. Tyčinky i čípky jsou napojeny na nervové buňky a dohromady vytvářejí unikátní biologickou jednotku na zpracování obrazu. Takto předzpracované informace odcházejí do mozku. Oko samotné totiž nevidí, protože zrakový vjem vzniká až v mozku, který oko celkově řídí.

Při dostatečném osvětlení vidíme barevně (*fotopické vidění*). Citlivost očí je závislá na vlnové délce světla a maximum je přibližně pro vlnovou délku 555 nm (žlutá barva). Pokud se světelné podmínky zhorší (např. se již začne stmívat), převezmou funkci receptorů světla tyčinky, jež reagují i na velmi slabé osvětlení. Jejich maximum citlivosti leží u 510 nm (modrá barva). Až nastane tma, budou naše zrakové vjemy pouze černobílé a nebudeme schopni dokonale zaostřit (*skotopické vidění*), protože se zorničky docela otevřely a světlo do oka vstupuje i okrajovými částmi čočky. Ty totiž mají jinou ohniskovou vzdálenost než střed čočky.

Plná adaptace na noční vidění trvá přibližně 40 minut. V první fázi se během pár sekund zvětší zornička a asi deset minut roste citlivost čípků. Ve druhé fázi se pak během půl hodiny regeneruje rhodopsin v tyčinkách, protože ten se přes den rozložil. Při pozorování je pak vhodné si tuto adaptaci zachovat, tedy používat jen tlumené červené světlo (baterku).

Fotografická emulze

Různé druhy fotografických emulzí byly v astronomii dominantně využívány zhruba od roku 1900 do roku 1990. V současnosti se už pro vědecké účely nepoužívají. Fotografický proces je založen na fyzikálním principu interakce záření (fotonů) s pevnou látkou, na tzv. *fotoelektrickém jevu*, při kterém dochází k emisi elektronů dopadajícími fotony. Fotografická emulze bývá nanášena na skleněné desce nebo plastickém pásu a elektrony vyražné po dopadu fotonů jsou v ní zachyceny malými krystalky bromidu stříbrného (například). Po skončení expozice je tzv. latentní obraz chemickým procesem zesílen (tzv. vyvolání a ustálení snímku) do podoby stříbrných zrněk vytvářejících již trvalý záznam.

Nevýhodou fotografické emulze je její nelineární reakce při malých nebo naopak velkých světelných tocích, obtížná kalibrace, její nízká účinnost (1 % až 3 %) a nejasný proces stárnutí fotografického záznamu. Samotný fotografický proces je velmi složitý komplex chemických reakcí, který také není do detailů zcela prozkoumán.

Fotonásobič

Zejména nelineární odezva na dopadající proud fotonů byla pro fotografickou emulzi omezující při jejím využití k přesnému měření jasnosti hvězd (fotografická fotometrie). Astronomové hledali detektor, který by na počet dopadajících fotonů reagoval lineárně. Tento jejich požadavek splnily až *fotonásobiče*, které se staly hlavními detektory tzv. *fotoelektrické fotometrie*. Tato metoda dominovala přesnému měření jasnosti astronomických objektů od 50. do 80. let minulého století. Fyzikálním principem detekce je *fotoelektrický jev*, při kterém fotony po svém dopadu uvolňují na fotokatodě elektrony, jejichž proud je kaskádou dynod mnohonásobně zesílen a je dobře měřitelný. Fotonásobiče umožňují měření jasnosti s přesností na milimagnitudy s časovým rozlišením v řádu milisekund. Při měření a jeho zpracování je však nutné brát v potaz tzv. *temný proud*, který vzniká ve fotonásobiči jako důsledek tepelného pohybu elektronů na anodě a dynodách, a od naměřeného signálu jej musíme odečíst. Registrace je rušena také detekcí částic kosmického záření, závisí na úhlu dopadu světla, jeho polarizaci i orientaci fotonásobiče v magnetickém poli Země. Redukce měření fotonásobičem je možná, pokud během pozorovací noci provádíme kalibrační měření.

Mezi výhody fotonásobičů patří velmi rychlá odezva (až ns), schopnost měřit i velmi slabé signály a také to, že signál na výstupu umožňuje použít „pulzní čítače“. Nevýhodou je poměrně malá kvantová účinnost a omezený spektrální rozsah.

Technické realizace fotonásobiče jsou různé, obal zpravidla tvoří skleněná „lampa“, která je vakuovaná. V ní je umístěna fotokatoda, zesilovací dynody a také anoda. Pokud má být fotonásobič citlivý také v UV oboru, musí být vstupní stěna z křemíku, protože sklo UV záření pohlcuje. Mezi hlavní charakteristiky patří citlivost, zesílení, drift (změny v čase), temný proud a tzv. mrtvý čas.

CCD (Charge Coupled Device)

Polovodičové detektory CCD byly sice vyvinuty již v 70. letech minulého století, ale jejich širší použití pro astronomická pozorování nastalo až v 90. letech 20. století. Také zde je fyzikálním principem detekce *fotoelektrický jev*, který nastává po dopadu světla na křemíkovou destičku, jež je členěna na menší části (pixely) a tvoří vlastně obrazovou matici. Během expozice se uvolněné elektrony na každém obrazovém prvku kumulují, teprve po ukončení exponování se postupně adresně načtou do počítače a jsou rovněž změřeny hodnoty na jednotlivých pixelech. Pro astronomická pozorování mají CCD detektory hned několik velkých výhod:

- jsou velmi citlivé, kvantová účinnost může být přes 80 %, expozice mohou být mnohem kratší než pro fotografickou emulzi,
- mají přesně lineární odezvu a mohou být kalibrovány,
- jejich výstup je možné ihned digitalizovat a dále analyzovat počítačovými programy pro zpracování obrazu.

Není tedy divu, že v současné době tento typ detektorů v profesionální astronomii téměř úplně nahradil fotografickou emulzi. S klesající cenou CCD detektorů a výpočetní techniky je tato technologie v posledních letech dostupná i pro astronomy amatéry (např. pro pozorování proměnných hvězd). Pro profesionální využití je snad jedinou technickou komplikací nutnost potlačení teplotního šumu, takže špičkové CCD detektory musí být chlazeny na velmi nízké teploty. Aby se také velikostí detekční plochy vyrovnaly fotografickým deskám, sestavují se z jednotlivých CCD chipů větší snímací mozaiky.

Jiné detektory

Existuje celá řada dalších detektorů záření v oblasti UVOIR. Jejich použití je však většinou velmi specifické nebo se používaly v minulosti. Jsou to např. detektory STJ (Superconducting tunnel junction detectors), fotovoltaiický článek, termočlánek, fototranzistor, CID, TV trubice, fotovodivostní detektor nebo různé typy bolometrů.

1.5 Ultrafialová astronomie

V ultrafialovém oboru má své maximum záření absolutně černých těles s teplotou od 10 000 K do 1 000 000 K. Mezi hlavní zdroje ultrafialového záření přicházejícího z vesmíru patří:

1. pozůstatky po supernovách, 2. velmi horké hvězdy, 3. kvazary

1.5.1 Historie

Stručný chronologický přehled milníků UV astronomie:

1801 - německý fyzik Johann Wilhelm Ritter objevil neviditelné záření za modrým koncem viditelného spektra, pojmenoval jej jako *oxidující paprsky*

1893 - německý fyzik Victor Schumann objevil UV záření s vlnovou délkou kratší než 200 nm
od 1960 - měření z raket a balónů (např. SCAP/FOCA), při misích (Apollo, Skylab)

1978 - International Ultraviolet Explorer (IUE), UV spektroskopie v oblasti 120 nm - 320 nm

1990 - Hubble Space Telescope (HST), 120 nm - 400 nm

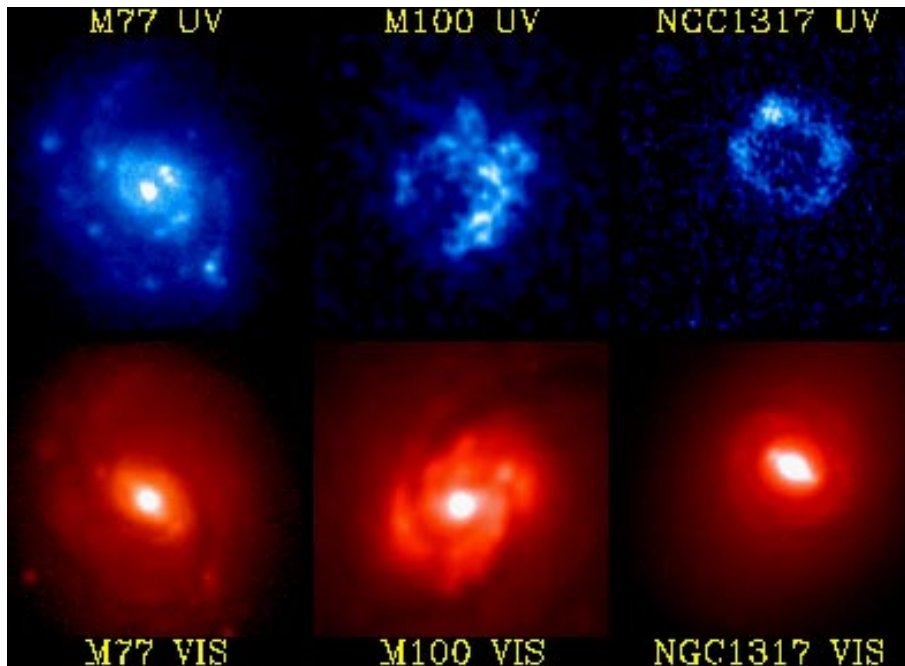
1992 - Extreme Ultraviolet Explorer (EUVE), UV spektroskopie 7 nm - 76 nm

1999 - Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer (FUSE), vysokodispersní spektroskopie v oboru 90 nm - 120 nm

2003 - GALEX (Galaxy Evolution Explorer Mission), 50 cm teleskop, oblast 150 nm a 230 nm

1.5.2 Principy detekce, detektory

Obecné informace o principech detekce a detektorech v pásmu UVOIR jsou uvedeny v předchozí kapitole. Zemská atmosféra je neprůhledná pro kratší vlnové délky než 320 nm a mezihvězdné prostředí pohlcuje záření s kratšími vlnovými délkami než 91,2 nm (Lymanova hrana H I). Ultrafialový obor je možné rozdělit na blízkou UV oblast (320 nm - 400 nm), střední UV (200 nm - 320 nm) a vzdálenou UV oblast (91,2 nm - 200 nm). Jako extrémní UV záření pak označujeme oblast vlnových délek od 7 nm do 91,2 nm.



Obrázek 1.8: Snímky tří galaxií v optickém a UV oboru, zdroj zde

1.6 Rentgenová astronomie

V rentgenovém oboru má své maximum záření absolutně černých těles s teplotou od 10^6 K do 10^8 K. To jsou ale natolik vysoké teploty, že většina rentgenového záření vzniká netepelnými procesy a nemá charakter kontinua. Mezi hlavní zdroje rentgenového záření přicházejícího z vesmíru patří:

1. oblasti horkého a stlačeného plynu, 2. plyn v galaktických kupách, 3. neutronové hvězdy, 4. pozůstatky po supernovách, 5. hvězdné koróny

1.6.1 Historie

Stručný chronologický přehled milníků rentgenové astronomie:

1895 - objev tohoto záření v laboratoři, Wilhelm Conrad Röntgen

zemská atmosféra je pro rentgenové záření zcela neprůhledná, takže první pozorování astronomických rentgenových zdrojů bylo možné až s rozvojem raketové techniky

1949 - raketa V-2 s Geigerovým detektorem, objev rentgenového záření sluneční korony

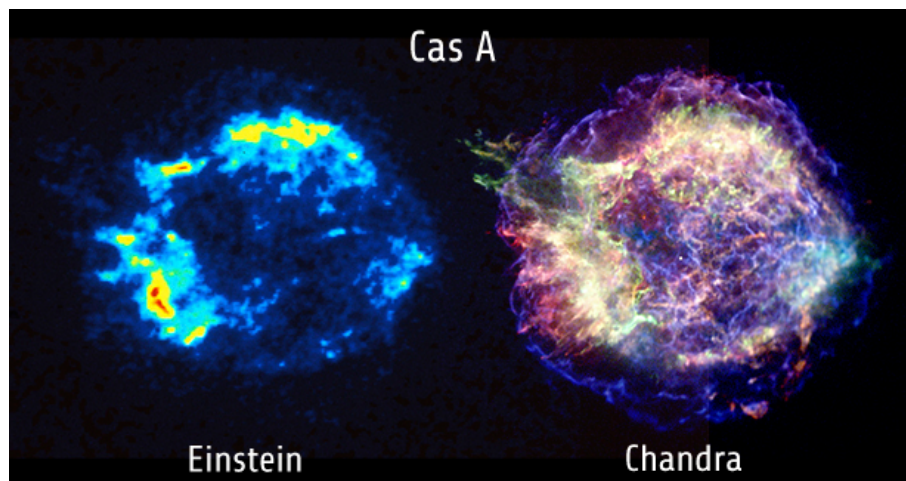
1962 - raketa Aerobee, proporcionální čítač (2 -10 keV), objev zdroje Scorpius X-1 a rentgenového záření pozadí

1969 - družice Vela, objev rtg a gama záblesků

1970 - družice Uhuru, první systematický výzkum, 400 nových zdrojů

1977 - HEAO-1, spektra AGN

1981 - Einstein X-ray Observatory, první velká observatoř s rtg dalekohledem, první rtg snímek rázové vlny SNR, 7000 rtg zdrojů atd.



Obrázek 1.9: Pozůstatek po SN Cas A - porovnání snímků v rentgenovém oboru, které pořídily kosmické observatoře Einstein a Chandra, zdroj zde

1983 - EXOSAT, objev kvaziperiodických oscilací NH a ČD, řada extragalaktických zdrojů

1990 - ROSAT, tato mise rozšířila počet zdrojů rtg záření na 125 000

1996 - BeppoSAX, první mise pokrývající interval energií od 0,1 keV po 300 keV, výzkum AGN

1999 - Chandra, evoluce hvězd, formování galaxií, NH, ČD atp.

1999 - XMM-Newton, SNR, akreční disky, vzplanutí gama, AGN atd.

2000 - HETE-2, detekce a lokalizace záblesků gama a nového typu rtg záblesků

1.6.2 Principy detekce, detektory

Docela první měření rentgenového záření přicházejícího z vesmíru byla prováděna jen po dobu několika minut během letu balistických raket Geigerovými-Müllerovými počítači. Tak se dařilo měřit pouze intenzitu záření.

Konstrukce skutečného rentgenového dalekohledu je obtížná, protože rentgenové paprsky se lámou jen velmi málo a odrážejí se pouze pod úhlem dopadu nad 85° . Do ohniska takového dalekohledu je umístěna luminiscenční destička a jednotlivé záblesky jsou snímány CCD kamerou.

1.7 Gama astronomie

V oboru záření gama by mělo své maximum záření absolutně černých těles s teplotou vyšší než 10^8 K. To jsou ale natolik vysoké teploty, že většina gama záření vzniká netepelnými procesy a nemá charakter kontinua. Patrně neznáme všechny fyzikální procesy, které vedou k emisi gama záření, zejména těch nejvyšších energií.

Mezi hlavní zdroje gama záření přicházejícího z vesmíru patří:

1. mezihvězdná oblaka, ve kterých se kosmické záření sráží s jádru vodíku, 2. akreční disky kolem černých děr, 3. neutronové hvězdy a pulzary

1.7.1 Historie

Stručný chronologický přehled milníků gama astronomie:

1961 - satelit Explorer 11 zaznamenal prvních 100 fotonů gama, astrofyzikové předpokládali existenci gama záření již mnoho let před tímto pozorováním

1967 - satelit OSO-3, 621 detekcí

70. léta - série družic VELA, objev gama záblesků

1972 - satelit SAS-2

1975 - satelit COS-B, spolu s předchozí misí potvrdily existenci gama záření pozadí a uskutečnily první detainější gama přehlídku oblohy

1991 - Compton Gamma-Ray Observatory (CGRO), systematická gama přehlídka oblohy

2000 - High Energy Transient Explorer 2 (HETE-2)

2002 - INTEGRAL, spolupráce vědců z ČR

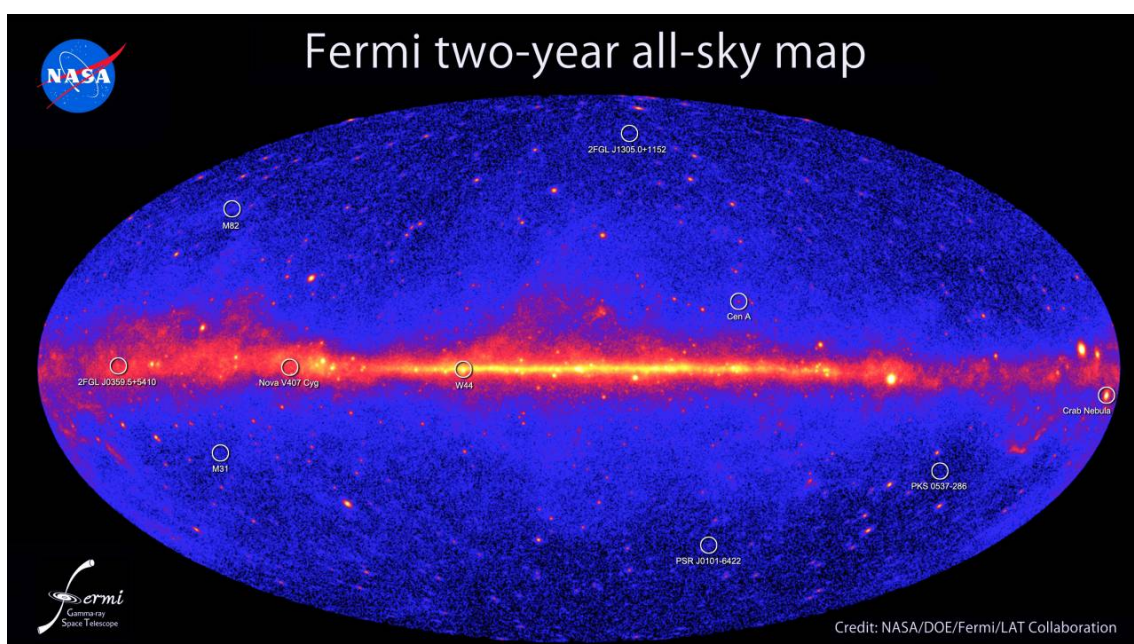
2004 - Swift, nese zařízení BAT pro pozorování gama záblesků, registroval jich celou řadu, mnohé i s optickými „dosvity“

2007 - AGILE, italský projekt

2008 - Fermi, projekt NASA, přístroje LAT (the Large Area Telescope), GBM (GLAST Burst Monitor) ke sledování gama záblesků

1.7.2 Principy detekce, detektory

Detekce fotonů záření gama není jednoduchá, protože mají velmi vysokou energii. Nejvhodnější metodou se ukázala detekce jejich interakce s nějakou látkou. Gama foton může způsobit svou interakcí s elektronem fotoelektrický jev, fotoionizaci nebo také Comptonův rozptyl. Výsledný záblesk světla je snímán scintilačním detektorem. Při vyšších energiích fotonu pak může docházet ke vzniku páru elektron-pozitron, které opět můžeme registrovat tzv. jiskrovou komorou.



Obrázek 1.10: Vesmír v barvě gama, výsledek dvou let měření gama záření observatoří Fermi, zdroj zde

Kapitola 2

Astronomická fotografie

„A co tak třeba sundat krytku?“

– anonym, *hvězdárna ve Slezsku*

2.1 Historie

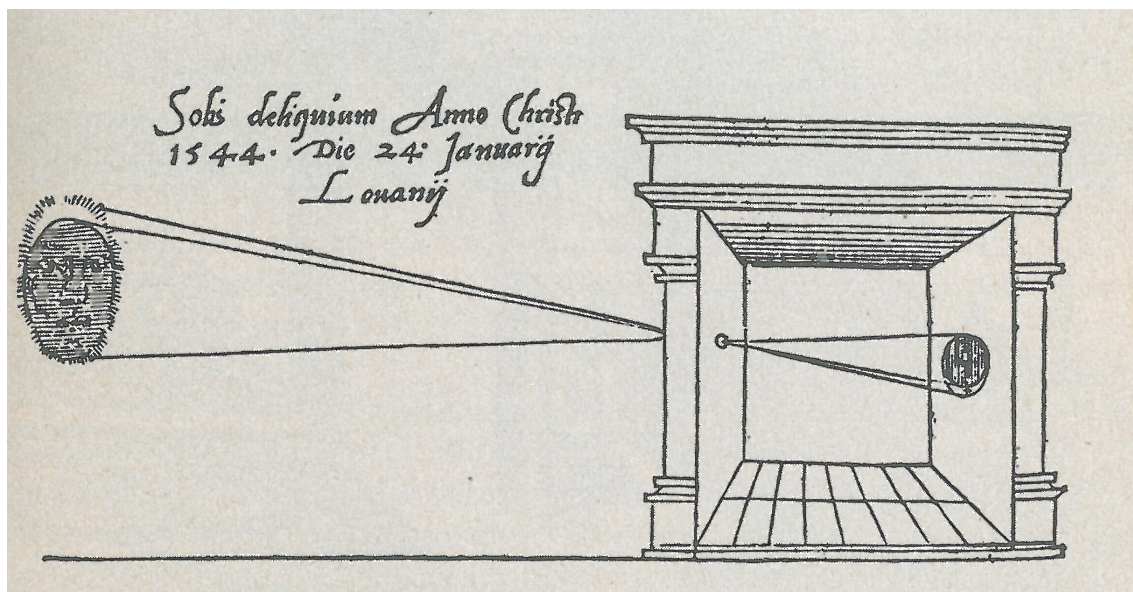
Samotné slovo „kamera“ pochází z latinského sousloví „camera obscura“ (temná komora), jejíž popis a znázornění nalezneme již v knize *De Radio Astronomica et Geometrica* (autor Gemma Frisius) z roku 1545. Je rovněž doloženo, že Thomas Wedgwood a Humphry Davis prováděli už na konci 18. století první pokusy s fotocitlivostí sloučenin stříbra.

Skutečně první použitelnou technologii však představil až v roce 1839 Louis Daguerre. Postup výroby každé daguerrotypie byl velmi složitý a znamenal vznik jediného originálního snímku. Shodou okolností byla mezi prvními pořízenými snímky také daguerrotypie Měsíce a tak velmi záhy Francois Arago (astronom a politik) předvídal použitelnost k astronomickým účelům.

Stručný chronologický přehled počátků astrofotografie:

- 1842 - první daguerrotypie Slunce
- 1843 - J. W. Draper v USA, záznam slunečního spektra
- 1842 - Rakušan Majocchi, částečné zatmění Slunce
- 1850 - hvězdy Vega – daguerrotypie
- 1857 - daguerrotypie hvězd Alcor a Mizar
- 1872 - Vega, spektrum, H. Draper
- 1874 - Francouz Janssen, přechod Venuše přes sluneční kotouč
- 1880 - mlhovina M 42, H. Draper, 1. snímek mlhoviny
- 1882 - mlhovina M 42, W. Huggins, 1. spektrum mlhoviny
- 1884 - 1. snímek galaxie M 31
- 1885 - objev 1. mlhoviny fotografickou metodou, „závoj“ Plejád

Technologie daguerrotypie byla posléze nahrazena fotografickými technologiemi, které dnes označujeme za klasické. Pořízení fotografie je poměrně složitý chemický proces, který není dodnes detailně probádaný. Celá procedura fotografování je z chemického hlediska velmi složitá



Obrázek 2.1: Jedno z prvních vyobrazení dírkové komory, zdroj zde

a tedy i náchylná na chyby. Často je velmi těžké zachovat shodné fyzikální a chemické podmínky při expozici i při zpracování. Nejasný je také proces stárnutí fotografického záznamu.

2.2 Základy praktické astrofotografie

Klasická fotografie využívá jako světlocitlivý materiál suspenze zrn bromidu stříbrného (AgBr) o velikosti řádově μm a želatiny. Pro tuto suspenzi se používá rozšířené (ale vlastně nesprávné) označení *fotografická emulze*. Bývá nanášena na skleněné nebo plastové podložce. Pro astronomické účely se více využívaly fotografické desky, tedy fotografická emulze nanášená na skleněné destičce normovaných rozměrů.

Vlastní fotografický proces má několik fází. Nejprve dojde po interakci světlocitlivých zrn s dopadajícími fotony ke vzniku „latentního“ obrazu. Ten není viditelný a musí být nejprve zesílen chemickým procesem, tzv. vyvoláním. Poslední fáze, která je nutná k získání stabilního obrazového záznamu, je ukončení zesilování a tzv. ustálení obrazu, při kterém se také odstraní všechny chemikálie, které byly v kontaktu s fotografickou emulzí během jejího vyvolávání.

Mezi hlavní nevýhody využití klasické fotografie pro astronomické účely patří malá účinnost (max. 4 % až 10 %), nelineární „odezva“ a vnitřní rozptyl na skleněných fotografických deskách. Velkou výhodou je pak velká obrazová plocha ve srovnání s polovodičovými detektory světla.

Fotografická emulze byla v astronomii používána mnoho desetiletí, éra její dominance končí někdy v 80. letech minulého století. Byla využívána zejména k sestavování fotografických atlasů, pořizování podkladů pro atlasy, k astrometrickým měřením, pořizování spekter, dokumentaci astronomických jevů a také k pořizování astronomických fotografií, jejichž hlavní hodnota byla estetická.

Klasická astronomická fotografie je již minulostí, ale i s využitím digitálních fotoaparátů se používají prakticky shodné postupy. Některé z nich si můžeme popsat podrobněji.

Fotografovat můžeme aparátem „z ruky“, ze stativu, fotoaparátem umístěným na montáži dalekohledu, v ohnisku dalekohledu, mimo ohnisko teleskopu a nebo také metodou projekce.

2.2.1 Fotografování „z ruky“

Můžeme použít libovolný fotoaparát. Je to metoda použitelná pro astronomickou fotografii jen omezeně. Dokážeme pořídit scenerie s krajinou za dostatečného osvětlení, instruktážní fotografie nebo fotografie východů a západů Slunce či Měsíce.

2.2.2 Ze stativu

Stativ by měl být dostatečně pevný a stabilní. Potřebujeme fotoaparát vybavený závitem potřebným k upevnění na stativ a také je vhodné mít spoušť na dálkové ovládání. Expoziční časy již mohou být delší, je tedy vhodné mít fotoaparát s možností samostatného ovládání závěrky (tzv. nekonečný čas). Ze stativu můžeme fotografovat „dráhy“ hvězd, meteorické roje, polární záře, družice, zatmění.

Pro každý objekt můžeme vypočítat maximální expoziční čas, při kterém ještě nebude znatelný denní pohyb objektů a obrazy hvězd na snímku budou ještě bodové. Platí totiž

$$E = \frac{550}{f \cos \delta}, \quad (2.1)$$

kde E je expoziční čas v sekundách, f je ohnisková vzdálenost objektivu v mm a δ je deklinace objektu v úhlových stupních. V tabulce jsou expoziční časy pro objektiv s ohniskovou vzdáleností 58 mm.

deklinace [°]	max. expozice [sec]
10	9
30	11
50	14
70	27
90	∞

2.2.3 Na montáži dalekohledu

Pokud máme k dispozici kvalitní paralaktickou montáž s hodinovým pohonem, můžeme ji využít k fotografování astronomických objektů delšími expozicemi. Potřebujeme mít také fotoaparát s upevňovacím závitem, objektivem a možností dálkového ovládání spouště. Fotoaparát můžeme umístit na montáž samostatně nebo připevnit na tubus dalekohledu. Pokud pracujeme s komerčními výrobky, je takové vybavení nabízeno jako příslušenství montáže nebo dalekohledu.

Je také možné si zakoupit nebo vyrobit tzv. *paralaktický stůl*, který umožňuje připevnění libovolného typu fotoaparátu s vlastním objektivem. Při delších expozicích nebo při expozicích objektů s vlastním pohybem vůči hvězdné obloze musíme řešit pointaci. Ta může být tzv. *ruční* s využitím vláknového kříže v okuláru nebo automatická, pokud máme k dispozici technologicky pokročilejší dalekohled s montáží.

Takovou metodou jsme schopni pořídit například snímky jednotlivých souhvězdí nebo komet.

2.2.4 Fotografování dalekohledem

Jestliže využijeme dalekohled jako objektiv fotoaparátu, máme několik technických možností:

V ohnisku dalekohledu

Jestliže chceme pořídit snímky přímo v ohnisku klasického dalekohledu, potřebujeme fotoaparát s odnímatelným objektivem, redukcí k jeho spojení s okulárovým výtahem, vhodné distanční mezikroužky a také dálkové ovládání spouště. S takovým vybavením je možné fotografovat například detaily povrchu Měsíce, planety nebo objekty vzdáleného vesmíru.

Mimo ohnisko

Tato metoda využívá dalekohled včetně jeho okuláru a fotoaparát nebo kamera se umístí před okulár. Je tedy nutné mít k dispozici fotoaparát s objektivem a také adaptér nebo vhodný stativ k upevnění před okulár. Lze tak fotografovat povrch Měsíce nebo planety. Vzhledem ke složitosti takto sestaveného optického systému se jedná spíše o improvizaci, pokud nemůžeme použít některý z jiných postupů.

Projekční metoda

Metoda fotografování objektu promítaného dalekohledem na stínítko je prakticky použitelná pouze pro Slunce. Jinou verzí projekční metody je využití vhodného okuláru k projekci objektu za ohniskovou rovinu. Promítaný (zvětšený) obraz je pak fotografován aparátem s vlastním objektivem. Abychom zamezili vniknutí parazitního světla, je možné využít uzavřenou projekční redukcí, která je nabízena jako příslušenství některých dalekohledů nebo si ji sami zhotovíme. Pak můžeme touto metodou fotografovat nejen planety, ale také objekty vzdáleného vesmíru.

2.2.5 Porovnání klasické a digitální astrofotografie

Přestože klasická fotografie se v astronomii již téměř nepoužívá, některé její vlastnosti nejsou digitální astrofotografií zatím překonány.

Klasická astrofotografie:

- + větší rozlišení
- + odolnější, aparáty mohou být zcela mechanické bez nároků na energii
- + snímek je možné naskenovat k dalšímu digitálnímu zpracování
- + větší odolnost vůči povětrnostním vlivům
- delší expozice
- složité zpracování
- není možná okamžitá korekce

Digitální astrofotografie:

- + krátké expoziční časy
- + malé rozměry a hmotnost
- + okamžitý výsledek, možnost korekce
- + digitální výstup

- menší rozlišení
- závislost na zdroji energie (kritické v zimě)

Jestliže budeme chtít pořizovat barevné astronomické snímky nikoliv digitálním fotoaparátem, ale astronomickou CCD kamerou, pak je nutné používat k několikanásobným expozicím filtry RGB a snímky skládat. Je to náročné zejména na velmi přesné zaostření a často je nutné další digitální zpracování. Existuje celá řada PC programů, které nám v tom pomohou, například software IRIS nebo AIP4WIN.

2.2.6 Webové inspirace

Podrobnější návody pro digitální astrofotografii poskytnou například texty Martina Myslivce (<http://foto.astronomy.cz/>), Davida Malina (<http://www.davidmalin.com/>) nebo tento Průvodce CCD astrofotografií (<http://starizona.com/acb/ccd/ccd.aspx>).

Digitální astrofotografie umožňuje také jednodušší publikaci snímků. A tak se můžeme nechat inspirovat celou řadou níže uvedených elektronických galerií astronomických snímků:

Greg Piepol www.sungazer.net/

Guy Brandenburg home.earthlink.net/~gfbranden/GFB_Home_Page.html

Elizabeth Warner www.astro.umd.edu/~warnerem/

Tom Kennedy www.tomkenedy.org/Astronomy.htm

Jerry Lodriguss www.astropix.com/

Jason Ware www.galaxyphoto.com/

Russel Croman www.rc-astro.com/

Robert Gendler www.robgendlerastropics.com/

Michael Covington www.covingtoninnovations.com/astro/

Camera obscura <http://www.pinhole.cz/>

Kapitola 3

Základy počítačového zpracování obrazu

„Jáchyme, hoď ho do stroje!“

– Smoljak, Svěrák, Lipský, *filmový scénář*

3.1 Úvod

Každé astronomické pozorování je možné schematicky popsat tímto řetězcem:

1. vzdálený zdroj záření (astronomický objekt), 2. cesta záření prostorem, 3. fokusace dalekohledem, 4. záznam detektorem, 5. zpracování, 6. zobrazení, 7. analýza, 8. archivace

Závěrečná část řetězce (od bodu 5) je dnes realizována především s využitím výpočetní techniky. To se týká také zpracování obrazu, které se dříve odehrávalo v temné komoře. Mezi základní operace používané při digitálním zpracování obrazu patří zvýšení kontrastu, vyšší ostrost, kalibrace a také úprava barev.

Pro každý digitální snímek je nutná jednoznačná struktura záznamu hodnot jednotlivých obrazových elementů. Jako obrazový element neboli pixel označujeme nejmenší obrazovou jednotku snímku. Nemusí se vždy jednat o jeden fyzický polovodičový element na CCD chipu, pokud pracujeme v tzv. vázaném režimu (2x2, 3x3 atp.).

Každý pixel je jednoznačně popsán trojicí čísel:

- poloha sloupce
- poloha řádku
- číselná hodnota „obsahu“

Hodnota pixelu může být v různých jednotkách, většinou se používá tzv. ADU (Analog-to-Digital Units).

Ke zobrazení snímku se používá jedna ze dvou existujících konvencí. Buď se jedná o tzv. *kartézský systém*, kdy je poloha (0,0) v levém spodním rohu, nebo tzv. *video systém*, ve kterém je poloha (0,0) umístěna v levém horním rohu. Mezi základní charakteristiky každého digitálního snímku patří jeho poměr stran (šířka/výška) a poměr stran každého obrazového elementu (šířka/výška). Počet obrazových bodů v obou osách chipu je pak M (šířka snímku/šířka pixelu) krát N (výška snímku/výška pixelu).

3.2 Formáty

Existuje nepřeberné množství způsobů, jak do datového souboru zapsat údaje o digitálním obraze. Různé způsoby zápisu označujeme jako různé tzv. *formáty* daného snímku. Astronomické snímky jsou většinou ve formátu FITS (Flexible Image Transport System), který sice není technicky nejdokonalejší, ale používá se velmi dlouho a je tedy považován za určitý standard. Pokud se jedná o astronomické snímky, které jsou pořízeny zejména kvůli jejich estetické hodnotě a nepočítá se s jejich vědeckým využitím, používají se i jiné běžně využívané formáty jako je TIFF (Tagged Image File Format), BMP (bitmap, MS Windows) nebo JPEG (Joint Photographic Experts Group).

Formát FITS je zcela nezávislý na operačním systému a má 3 části: hlavičku, data a konec („ocásek“). Hlavička může obsahovat řadu identifikačních informací (popis dat, čas, expozici, souřadnice, údaje o observatoři atp.). Velikost FITS souboru je násobkem 2880 bytů, což umožňuje kontrolu případného poškození souboru při datovém přenosu. Existují i nestandardní FITS soubory, které se liší v jednotlivých částech souboru.

3.3 CCD snímek

Každý neupravený CCD snímek neobsahuje pouze informace o toku fotonů od nasnímaných objektů, ale tato informace je deformována celou řadou dalších vlivů. Mezi ty nejvýraznější patří vliv nejednotné citlivosti pixelů, temný proud, nulový signál (tzv. bias) a vlivy digitalizace.

Většinu těchto vlivů můžeme korigovat při procesu tzv. *kalibrace*, který odstraní vliv procesu integrace toků fotonů, různé citlivosti pixelů, vinětace zorného pole, temného proudu, nulového proudu i digitalizace.

Podle rozsahu korekcí rozdělujeme kalibraci do tří stupňů:

- **základní** – po této kalibraci bude hodnota pixelu úměrná počtu vzniklých fotoelektronů (využijeme tzv. *master dark* se shodným integračním časem)
- **standardní** – hodnota pixelu bude úměrná počtu fotonů přicházejících od objektu (využijeme tzv. *master dark* se shodným integračním časem a tzv. *master flat*)
- **pokročilá** – hodnota pixelu je úměrná počtu fotonů přicházejících od objektu (využijeme tzv. *master dark* se shodným integračním časem, tzv. *master flat* a tzv. *master bias*)

Ke kalibraci používáme několik typů kalibračních snímků:

Bias frame - snímek s téměř nulovým integračním časem, jeho odečtením redukuje vliv nulového proudu, většina moderních CCD kamer má tuto redukci zabudovanou a provádí ji automaticky, takže se jí nemusíme zabývat, jestliže redukci provádíme samostatně, můžeme použít jednotlivý snímek nebo si vytvořit „master“, tedy průměrný bias frame z více expozic.

Dark frame - kalibrační snímek, který umožňuje redukovat temný proud odpovídající délce expozice, používáme buď samostatný dark, jehož integrační čas je delší nebo shodný s integračním časem kalibrovaného snímku, případně „master dark“, který získáme zpracováním několika samostatných dark snímků. Tuto kalibraci provedeme odečtením hodnot příslušných pixelů dark snímku od hodnot pixelů kalibrovaného snímku.

Flat field (frame) - kalibrační snímek umožňující redukcí rozdílné citlivosti jednotlivých pixelů. Pořídíme jej nasnímáním rovnoměrně osvětlené plochy (např. oblohy za soumraku) nebo si můžeme k tomu účelu vyrobit speciální box (viz např. http://koca.astronomie.cz/pages/clanky/jak_vyrobim_flat_field/flat-field.html). Hodnoty pixelů kalibrovaného snímku pak dělíme hodnotami příslušných pixelů flat snímku. Také zde můžeme vytvořit master flat z několika samostatných flat snímků.

3.4 Nástroje analýzy obrazu

Informace, které nás zajímají, se týkají buď jednotlivých pixelů (souřadnice, hodnota) nebo celého snímku, případně nějaké vybrané části. Ze statistiky celého snímku nás většinou zajímá minimální a maximální hodnota (pixelu), průměrná hodnota nebo medián hodnot pixelů. Tyto informace získáme využitím různých výpočetních programů. Jedním z nich je program AIP4WIN.

Mezi základní operace se snímky patří vytvoření průměrného snímku z několika jednotlivých expozií, „vyhlazení“ snímku, jeho převrácení, transpozice, posun, rotace nebo také výběr části snímku či vytvoření mozaiky z několika snímků.

Kapitola 4

Základy astronomické fotometrie

„Rychlost světla je už známá, ale jakou rychlostí se šíří tma?“

– anonym, *Astronomically Speaking*, str. 176

4.1 Základní pojmy

Zářivý výkon

Hvězdy můžeme považovat za téměř izotropní zdroje elektromagnetického záření. Jejich celkový zářivý výkon L , který je dán energií vyzářenou ve všech vlnových délkách za jednotku času, se vyjadřuje ve wattech nebo zářivých tocích tzv. nominálního Slunce L_S , jehož výkon je definován jako $L_S = 3,846 \cdot 10^{26}$ W.

Zářivost (označujeme I) je bolometrická intenzita záření, tedy zářivý tok vysílaný do prostoroového úhlu o velikosti 1 steradiánu (jednotkou je Wsr^{-1}). Pro izotropně zářící zdroj platí mezi zářivým výkonem a zářivostí vztah $L = 4\pi I$.

Bolometrická jasnost (označujeme F) je hustota zářivého toku, tedy tok záření, který za sekundu projde $1m^2$ plochy kolmo nastavené ke směru přicházejícího záření (jednotkou je Wm^{-2}). Pokud označíme vzdálenost od zdroje záření jako r , pak platí jednoduchý vztah $I = r^2 F$ a dále pro izotropní zářiče také vztah $L = 4\pi r^2 F$.

Právě měření hustoty zářivého toku přicházejícího od astronomických objektů (např. hvězd) je jednou z obtížných astrofyzikálních úloh. Většinou se totiž jedná o velmi nízké toky, které bychom navíc měli registrovat v celém rozsahu elektromagnetického spektra.

K těmto přístrojovým omezením navíc přistupují omezení při pozorování ze zemského povrchu, která způsobuje atmosféra. Ta je pro velkou část elektromagnetického spektra částečně nebo zcela nepropustná. Výsledky svých měření tak musíme o vliv atmosféry opravit.

Navíc je záření také ovlivněno průchodem mezihvězdným prostředím, které není dokonalým vakuem a dochází v něm k interakci záření s mezihvězdnou látkou. Tyto vlivy se korigují velmi obtížně a jsou prakticky neodstranitelné.

Měření hustoty zářivého toku se provádějí tzv. *bolometry*, ale technická realizace bolometrických měření je velmi obtížná. Proto se při astronomických pozorováních používají veličiny vztahující se jen na určitý interval elektromagnetického záření vymezený optickým filtrem s přesně definovanou propustností.

Mezi takovými intervaly záření má zvláštní postavení tzv. *vizuální obor*, který je definován filtrem V s propustností odpovídající spektrální citlivosti lidského oka. Jeho maximum

propustnosti je na vlnové délce 550 nm a tzv. *efektivní šířka* filtru má hodnotu 89 nm.

V praxi se pak používá dalšího zjednodušení, když se hustota zářivého toku v barvě V ztotožňuje hustotou světelného toku, tedy tzv. *jasností* (j). Jednotkou je sice vlastně W m^{-2} , ale jasnost lze vyjadřovat ve speciálních jednotkách zavedených pro světlo, tedy 1 lumen m^{-2} . Docela stejným způsobem je možné zavádět i další „nevizuální“ hustoty zářivého toku, které budou definovány jako hustoty zářivého toku po průchodu specifickým filtrem.

Hvězdná velikost (m) je veličina, kterou astronomové z tradičních i praktických důvodů vyjadřují jasnost zdroje záření a její jednotkou je tzv. *magnituda* (zkratka *mag*).

Hvězdná velikost m je logaritmická veličina svázaná s příslušnou jasností j tzv. Pogsonovou rovnicí:

$$m = -2,5 \log\left(\frac{j}{j_0}\right), \quad (4.1)$$

kde j_0 je tzv. referenční jasnost, kterou má zdroj s hvězdnou velikostí $m = 0$ magnitud. Podle spektrálního oboru, ke kterému je hvězdná velikost vztažena, rozeznáváme např. vizuální hvězdnou velikost m_V nebo bolometrickou hvězdnou velikost m_{bol} atp.

Převodní vztahy mezi bolometrickou jasností F a bolometrickou hvězdnou velikostí m_{bol} jsou definovány tak, že hvězda s bolometrickou hvězdnou velikostí $m_{bol} = 0$ mag má mimo zemskou atmosféru hustotu zářivého toku $F_0 = 2,553 \cdot 10^{-8} \text{ W m}^{-2}$. Pro vizuální hvězdnou velikost m_V je stanovena referenční jasnost $j_0 = 2,54 \cdot 10^{-6} \text{ lm m}^{-2}$, tedy $2,54 \cdot 10^{-6}$ luxů, což odpovídá hustotě zářivého toku přibližně $3,2 \cdot 10^{-9} \text{ W m}^{-2}$.

Mezi bolometrickou hvězdnou velikostí a vizuální hvězdnou velikostí platí vztah:

$$m_{bol} = m_V + BC, \quad (4.2)$$

kde BC je tzv. *bolometrická korekce*, která odpovídá rozložení energie ve spektru zdroje záření, jež je v případě hvězd určováno především teplotou. Bolometrická korekce byla definována tak, aby měla nulovou hodnotu pro hvězdy s povrchovou teplotou kolem 7000 K (hvězdy spektrálního typu F) a pro vyšší i nižší teploty pak její hodnota klesá a může dosáhnout i několika magnitud.

Jak jsme si v předchozím textu ukázali, můžeme ve stelární astrofyzice zaměnit bolometrické veličiny za jednodušejší měřitelné veličiny (např. vizuální atp.). Tohle fyzikální zjednodušení však musíme mít stále na paměti a při všech pozorováních a výpočtech, které se týkají celkového množství energie, je nutné používat veličiny bolometrické.

Je zřejmé, že bolometrická jasnost F určitého zdroje o zářivosti I (a výkonu L) je nepřímo úměrná kvadrátu vzdálenosti od zdroje r , ve které jasnost měříme. Pokud porovnáme jasnosti F_1 a F_2 téhož zdroje, které byly změřeny ve vzdálenostech r_1 a r_2 , dostaneme pro jejich poměr vztah:

$$\frac{F_2}{F_1} = \frac{I r_1^2}{r_2^2 I} = \left(\frac{r_1}{r_2}\right)^2. \quad (4.3)$$

Pokud dosadíme z Pogsonovy rovnice bolometrické hvězdné velikosti m_1 a m_2 , dostaneme vztah pro jejich rozdíl ve tvaru:

$$m_2 - m_1 = -2,5 \log\left(\frac{F_2}{F_1}\right) = 5 \log\left(\frac{r_2}{r_1}\right). \quad (4.4)$$

Takový vztah však neplatí pouze pro bolometrické hvězdné velikosti, ale obecně pro libovolné hvězdné velikosti.

Protože hodnota hvězdné velikosti závisí na vzdálenosti i na zářivém výkonu zdroje záření, je vhodné definovat veličinu, která na vzdálenosti nezávisí. Tou je tzv. *absolutní hvězdná velikost*

M , což je hvězdná velikost zdroje pozorovaného ze standardní vzdálenosti, která je pro stelární astrofyziku definována jako $r_0 = 10$ parseků, tedy $3,08568 \cdot 10^{17}$ m. Pro tzv. *modul vzdálenosti* ($m - M$) pak plyne vztah:

$$m - M = 5 \log r - 5 = -5 \log \pi - 5, \quad (4.5)$$

kde r je vzdálenost v parsecích a π je roční paralaxa v úhlových vteřinách. Například pro Slunce je modul vzdálenosti $(m - M)_S = -31,57$ mag.

4.2 Fotometrické systémy

Z praktických důvodů se pro fotometrická měření začaly používat sady filtrů s přesně definovanými propustnostmi. Propouštěné intervaly elektromagnetického záření se označují jako tzv. *barvy* a každý fotometrický systém jich má několik. Výběr vhodných pásem sice vyplývá z astrofyzikální podstaty registrovaného záření, ale často je ovlivněn také technickými a finančními nároky při jejich výrobě. Podle šířky pásma propustnosti je možné rozdělit systémy a jejich jednotlivé filtry do tří skupin:

- širokopásmové systémy pokrývající nejméně 30 nm v každém z filtrů,
- středněpásmové systémy, s pásmy od 10 do 30 nm,
- úzkopásmové systémy s křivkou propustnosti několika málo nm.

Pro každý systém je používán specifický postup, kterým se pozorované hvězdné velikosti převádějí na standardní. V dobách fotometrického pravěku měla každá observatoř svůj systém. Některé však byly natolik vhodně zvoleny, že se postupně staly celosvětovými.

Jaké vlastnosti by měl mít ideální fotometrický systém? Takový systém pro potřeby stelární astronomie by měl mít tyto parametry:

- „monochromatickou hvězdnou velikost“ ve vizuální vlnové délce (nejčastěji V),
- „fotometrický gradient“ rozložení energie ve spektru (nejčastěji v okolí V),
- alespoň jeden parametr postihující odchylku rozložení energie od záření absolutně černého tělesa příslušné efektivní teploty (nejčastěji kolem Balmerova skoku),
- parametr popisující velikost mezihvězdné extinkce.

Je zřejmé, že takový ideální fotometrický systém neexistuje, níže uvedené systémy jsou kompromisem.

4.2.1 Přehled fotometrických systémů

Vizuální hvězdná velikost m_{viz}

Naše oko má maximum citlivosti kolem 550 nm pro vidění fotopické a 480 nm pro vidění skotopické, které se uplatní jen při tzv. nočním vidění. První vizuální odhady jsou uvedeny v Hipparchově katalogu. Vizuální odhady jsou však obsahem i novějších hvězdných katalogů z 19. století, např. HD katalogu. Přesnost těchto odhadů je pouze v řádu desetin magnitudy.

Fotografická hvězdná velikost m_{pg}

První objektivní stanovení jasností hvězd bylo spojeno až s rozvojem astronomické fotografie, která také umožnila stanovit jasnost mnohem slabších objektů než jsou viditelné očima. Pou-

žívané fotografické desky byly více citlivé na krátkovlnné záření a tak se fotografické hvězdné velikosti liší od vizuálních hvězdných velikostí v závislosti na barvě hvězd a ta je funkcí jejich efektivní teploty. Bylo zjištěno, že existuje závislost mezi spektrálním typem hvězd a tzv. *barevným indexem* ($m_{pg} - m_{viz}$). U méně jasných hvězd zastupoval barevný index parametr vyjadřující teplotu hvězdy.

Fotonásobič a barevné filtry

Vyšší citlivost fotonásobičů umožnila využít různé barevné filtry. První měření pořízená touto metodou však nebyla nikdy důsledně standardizována a dnes se prakticky nedají použít.

Johnsonův systém *UBV*

Patrně nejrozšířenějším fotometrickým systémem ve stelární astronomii je systém širokopásmových filtrů *UBV* zavedený Johnsonem (a dalšími) v polovině 20. století.

Jeho původní verze je definována třemi filtry:

filtr *U* – propustnost od 300 nm do 420 nm s maximem propustnosti u 365 nm,

filtr *B* – propustnost od 360 nm do 500 nm s maximem u 440 nm,

filtr *V* – propustnost od 460 nm do 740 nm s maximem u 545 nm.

K jeho rozšíření a oblíbenosti přispělo i to, že Johnson a jeho kolegové proměřili mnoho tisíc hvězd (a výsledky publikovali) a také skutečnost, že systém má dobře definován vztah mezi určitými fyzikálními vlastnostmi hvězd a barvami určenými barevnými indexy (*U-B*) a (*B-V*). Původní systém byl později rozšířen do červené a IR oblasti spektra - filtry *R* (700 nm), *I* (900 nm), *J* (1 250 nm), *K* (2 200 nm) a *L* (3 400 nm).

Infračervený systém *JHKLM*

Jedná se o širokopásmový fotometrický systém, který je vlastně rozšířením Johnsonova systému do vzdálenější IR oblasti spektra. Barvy *JHKLM* jsou zvoleny v oblastech s minimální atmosférickou extinkcí. Definice pásem: *J* – 1,25 μm , *H* – 1,65 μm , *K* – 2,2 μm , *L* – 3,5 μm , *M* – 4,8 μm .

Strömgrenův systém *uvby*

Pokud se podíváme na zásady, které by měl splňovat ideální fotometrický filtr, pak největší nevýhodou Johnsonova systému je to, že filtr *U* zasahuje i do oblastí za Balmerovým skokem, takže se nedá požit k určení výšky Balmerova skoku a navíc se překrývá s filtrem *B*. Také z těchto důvodů byl vyvinut středněpásmový systém *uvby*, který navrhl Strömgren.

Je tvořen čtyřmi filtry:

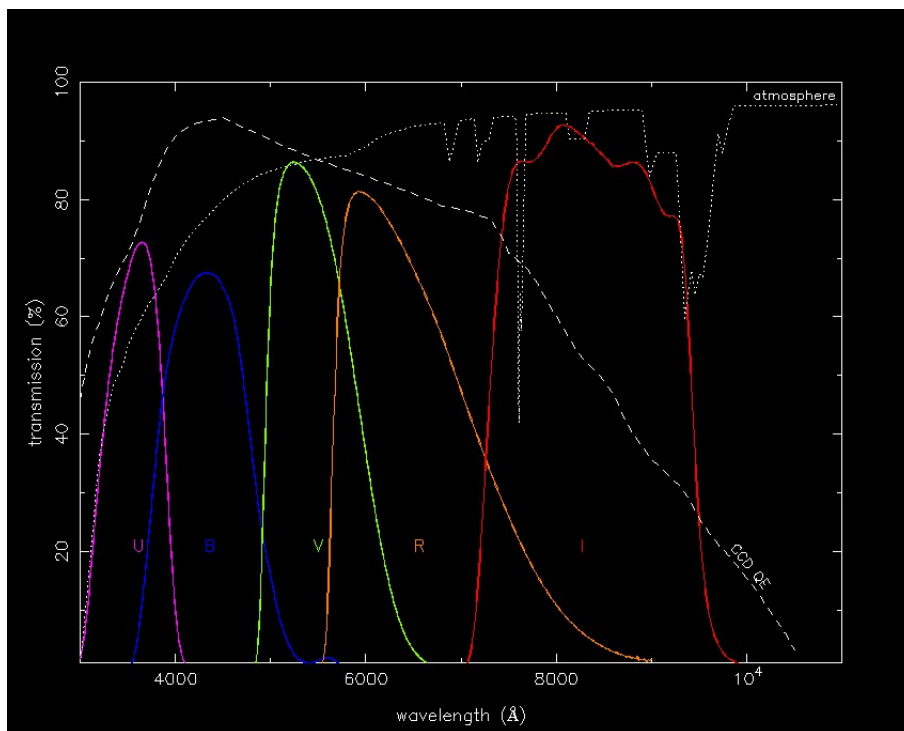
u – pološířka 34 nm, maximum 350 nm,

v – pološířka 20 nm, maximum 410 nm,

b – pološířka 16 nm, maximum 465 nm,

y – pološířka 24 nm, maximum 545 nm.

Strömgrenův fotometrický systém je možné rozšířit o dva filtry centrované na střed vodíkové čáry $H\beta$ (486 nm): středněpásmový filtr (pološířka 15 nm) a úzkopásmový filtr (pološířka 3 nm). Rozdíl hvězdných velikostí v těchto dvou filtrech určuje tzv. index β , který je úměrný ekvivalentní šířce čáry $H\beta$.



Obrázek 4.1: Propustnosti filtrů *UBVRI*, v horní části diagramu je znázorněna propustnost zemské atmosféry, zdroj zde

Ženevský systém

Sedmibarevný ženevský systém představuje kombinaci širokopásmového a středněpásmového fotometrického systému. Jeho barvy *UBV* jsou obdobou johnsonovských *UBV*, navíc však obsahuje užší filtry (B_1 , B_2 , V_1 a G), které se nacházejí v oblastech barev *B* a *V*.

Systém International Halley Watch (IHW)

Středněpásmový systém zachycující zajímavé oblasti ve spektru komet (387 nm až 700 nm).

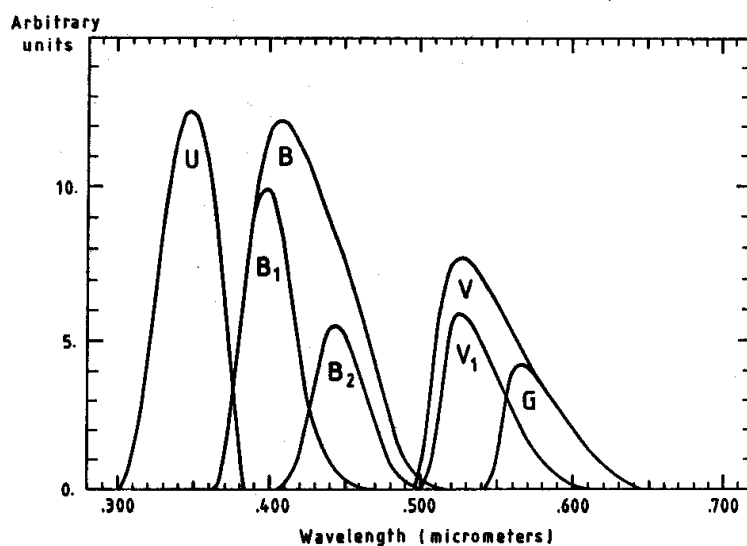
Systém družice Hipparcos

Na astrometrické družici Hipparcos se u jednotlivých hvězd prováděla přesná fotometrie jednak ve velice širokém pásmu H_P a dvou systémech Tycho: B_T a V_T zhruba odpovídajících svým johnsonovským předlohám.

4.2.2 CCD fotometrie

Pokud se podíváme na vývoj astronomické fotometrie, pak fotoelektrické fotometry přinesly velkou přesnost měření, ale teprve CCD detektory způsobily, že se fotometrická měření stala dostupná prakticky pro každého a důvodů je hned několik. CCD kamery mají mnohem vyšší účinnost, takže se dají používat i na menších dalekohledech, je možné měřit slabší hvězdy a používat mnohem kratší expoziční časy. Další velkou výhodou je současná expozice pozadí a hvězd nebo to, že při fotometrii proměnných hvězd jsou zároveň exponovány srovnávací hvězdy i hvězda proměnná, atp.

Kromě fotometrických pozorování proměnných hvězd, zejména zákrytových proměnných



Obrázek 4.2: Ženevský systém - propustnosti filtrů, zdroj zde

hvězd, je možné se zaměřit také na dlouhoperiodické proměnné hvězdy, novy nebo supernovy. Se středním dalekohledem vybaveným běžnou astronomickou CCD kamerou je možné provádět i fotometrii tranzitů exoplanet nebo planetek.

Ke zpracování CCD snímků pořízených pro účely fotometrie je možné použít řadu výpočetních programů (např. IRAF nebo z něj odvozený MUNIPACK viz <http://munipack.physics.muni.cz/>).

Jestliže pořizujeme CCD snímky kvůli fotometrickému zpracování, musíme se snažit splnit některé podmínky. Jedná se především o volbu správné doby expozice a dostatečný poměr signál/šum. Dále bychom se měli snažit o snížení vlivu „vzdušné hmoty“ a pořizovat snímky, když je objekt co nejvýš nad obzorem. Doporučené rozlišení je přibližně 2/pixel a před fotometrickým zpracováním musíme udělat kalibraci všech snímků. Při vícebarevné fotometrii je nutné používat skutečné standardní filtry (s certifikací).

Fotometrie těles s vlastním pohybem

Jestliže potřebujeme měřit jasnost těles, která mají výrazný vlastní pohyb (planetky, komety atp.), můžeme zvolit některou ze tří metod:

1. ponechat běžný pohyb dalekohledu, hvězdy jsou zobrazeny jako „kotoučky“, obraz objektu bude protáhlý,
 2. dalekohled sleduje pohyb objektu, pak vzhled obrazu objektu je realistický a hvězdy jsou zobrazeny jako křivky,
 3. dalekohled se pohybuje poloviční rychlostí jako objekt, pak jsou obrazy všech objektů křivky.
- Druhá a třetí metoda klade velké technické nároky na vybavení montáže dalekohledu. Pro první metodu, která je nejjednodušší vzhledem k technickému vybavení, nemůžeme použít běžnou metodu aperturní korekce. Nejprve vypočteme z efemerid, vlastností dalekohledu a CCD kamery posun objektu v obou směrech. Pak běžným postupem určíme jasnosti hvězd. Poté hvězdy uměle posuneme stejně jako se posunul objekt a opět určíme opět jejich jasnost. Z rozdílu jasností získáme korekci, kterou pak aplikujeme i při určení jasnosti pohybujícího se objektu.

Kapitola 5

Astrometrická měření

„*The stars are the land-marks of the universe.*“

– Sir John Frederick William Herschel, *Essays from the Edinburgh ...*, 1857

5.1 Úvod

Astrometrická pozorování jsou závislá mimo jiné také na definici přesného systému souřadnic. Podrobněji je toto téma obsahem první kapitoly studijního textu Praktická astronomie. Základní astrometrické katalogy:

- FK4 obsahuje jen 1536 hvězd
- SAO obsahuje 259 000 hvězd (to je jen 6 hvězd na úhlový stupeň čtverečný!)
- GSC polohy jsou vztaženy k FK3, SAO, chyba asi 0,5”
- katalog Hipparcos – 118 000 hvězd s přesností 0,002”
- katalog Tycho – 1 058 000 hvězd s přesností 0,05”

Dnes je nejpřesnějším systémem International Celestial Reference System (ICRS) založený na polohách velmi vzdálených zdrojů (bez vlastního pohybu) a nejrozsáhlejšími astrometrickými katalogy jsou USNO-A2.0 a USNO-SA2.0. Obsahuje 526 000 000 hvězd, tedy asi 12 000 na úhlový stupeň čtverečný, respektive verze USNO-SA2.0 (55 000 000 hvězd) je ke stažení zde: <http://tdc-www.harvard.edu/catalogs/usnosa2.html> .

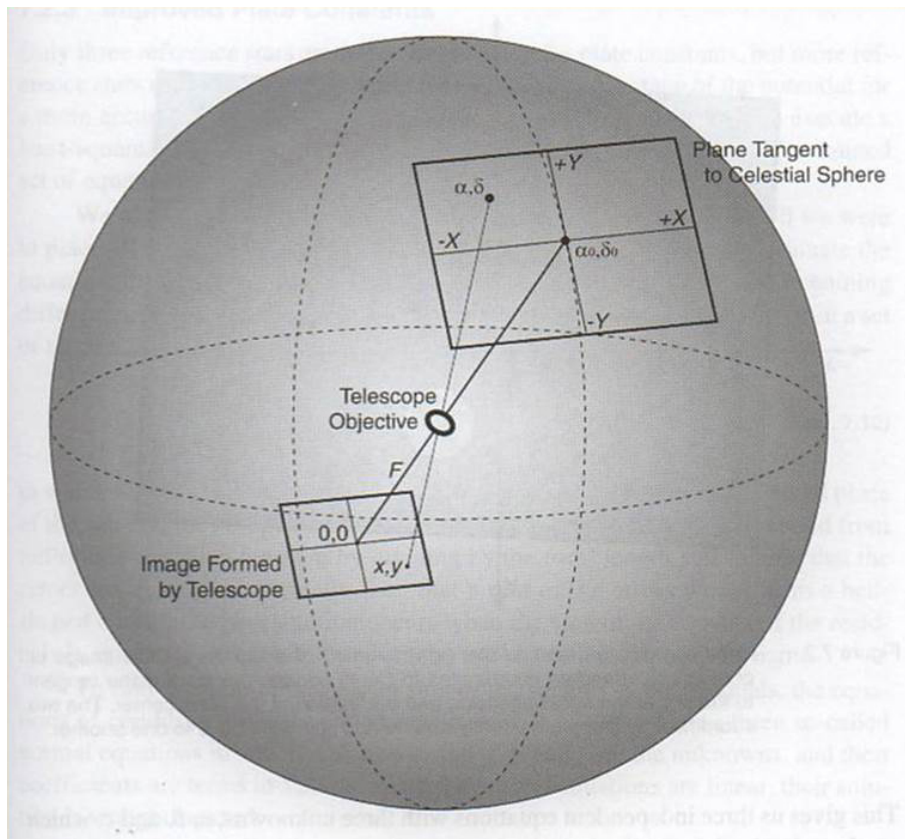
5.2 Určení polohy objektu

Vyjdeme ze zjednodušení, že malou plochu oblohy je možné popsat dostatečně přesně geometrií tečné roviny. Pro souřadnice objektu v této rovině pak platí:

$$X = \frac{\cos \delta \sin(\alpha - \alpha_0)}{\cos \delta_0 \cos \delta \cos(\alpha - \alpha_0) + \sin \delta_0 \sin \delta} \quad (5.1)$$

$$Y = \frac{\sin \delta_0 \cos \delta \cos(\alpha - \alpha_0) - \cos \delta_0 \sin \delta}{\cos \delta_0 \cos \delta \cos(\alpha - \alpha_0) + \sin \delta_0 \sin \delta} \quad (5.2)$$

Jedná se o gnomonickou projekci, kdy se tečná rovina dotýká hvězdné oblohy v bodě o souřadnicích (α_0, δ_0) . Vztah pro opačnou transformaci má pak podobu:



Obrázek 5.1: Znázornění roviny tečné k hvězdné obloze a veličin použitých ve vztazích, zdroj zde

$$\alpha = \alpha_0 + \arctan \left(\frac{X}{\cos \delta_0 - Y \sin \delta_0} \right) \quad (5.3)$$

$$\delta = \arcsin \left(\frac{\sin \delta_0 + Y \cos \delta_0}{\sqrt{1 + X^2 + Y^2}} \right). \quad (5.4)$$

Obraz hvězdy vzdálené od optické osy dalekohledu o úhel θ je od ní lineárně vzdálen $r = F \tan \theta$, kde F je ohnisková vzdálenost dalekohledu. Pro malé úhly je pak možné vztah zjednodušit do podoby $r = F\theta$, kde úhel θ je v radiánech.

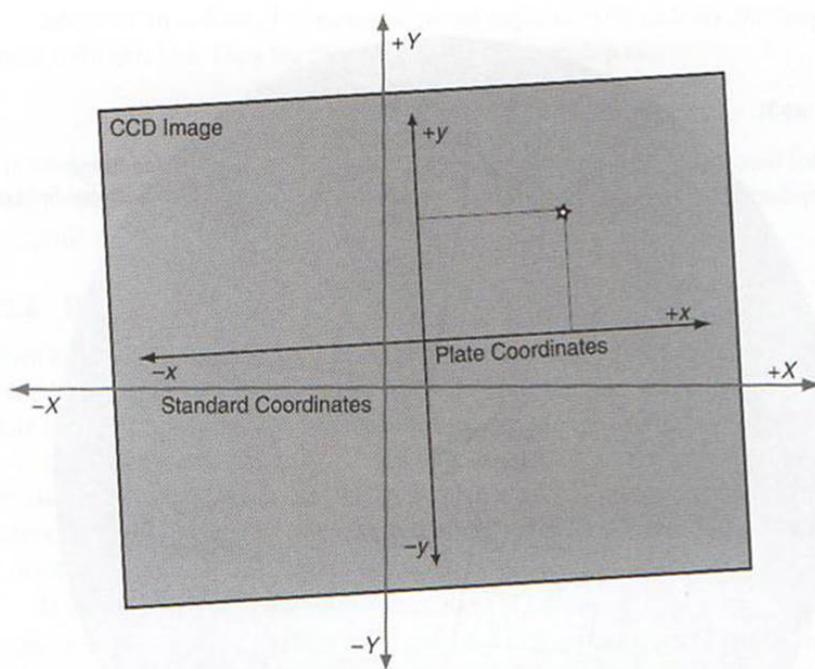
Jak je to však se souřadnicemi na snímku? V ideálním případě jsou osy snímku rovnoběžné se souřadnicemi a ve středu snímku je bod odpovídající (α_0, δ_0) a potom platí $X = x/F$ a $Y = y/F$. Ve skutečnosti většinou musíme do výpočtu zahrnout potřebnou rotaci a translaci. Obecně se pak jedná o lineární transformaci:

$$X = ax + by + c, \quad (5.5)$$

$$Y = dx + ey + f, \quad (5.6)$$

kde konstanty a, b, c, d, e, f jsou konstantami snímku a lze je určit empiricky z polohy tří nebo více referenčních hvězd na snímku. Jestliže použijeme větší počet referenčních hvězd, můžeme využít při hledání konstant metodu nejmenších čtverců a dostaneme přesnější výsledky. Po určení konstant snímku pak vypočteme také souřadnice neznámého objektu.

K požadovanému cíli astrometrického měření se tedy dostaneme čtyřmi postupnými kroky:



Obrázek 5.2: Souřadnice snímku a projekce astronomických souřadnic do CCD snímku, zdroj zde

1. stanovení polohy každé referenční hvězdy (na snímku)
2. výpočet konstant snímku
3. stanovení polohy objektu našeho zájmu (na snímku)
4. výpočet souřadnic objektu

V praxi je nutné, aby CCD snímek k astrometrickým měřením obsahoval informaci o přesném čase, byl správně exponován ve vhodném rozlišení a kalibrován. V době pořízení snímku by měl být objekt výše než 45° nad obzorem. Na snímku by měl být sever vždy nahoře a dostatečný počet referenčních hvězd. Žádné jiné úpravy než standardní kalibrace snímku nejsou dovoleny.

Pokud se chceme věnovat astrometrickým měřením, můžeme se zaměřit na astrometrii nově objevených objektů (planetek, komet atp.) nebo identifikaci objektů. Pro studijní účely je vhodné měření vlastního pohybu hvězd, roční paralaxy nebo určení parametrů dráhy tělesa z více astrometrických pozorování.

Kapitola 6

Základy astronomické spektroskopie

„Whisky Od Babičky Aničky - Fantasticky Geniální Koupě! Moderní Léčivo Traumat.“
– spektrální třídy, Prof. Petr Kulhánek

6.1 Historická poznámka

Spektroskopie bývá nazývána „srdcem astrofyziky“ a je to dodnes jeden z hlavních nástrojů pozorovací astrofyziky, protože právě spektroskopická pozorování umožňují porovnávat teoretické modely s realitou. Zkoumáním spekter můžeme získat informace o energetické rovnováze, zastoupení molekul, atomů a iontů, makroskopických i mikroskopických rychlostních polích, teplotě nebo hustotě prostředí, ve kterém spektrum vzniklo.

Jeden z prvních fyziků, kteří se zabývali podstatou světla, byl Issac Newton. Použil skleněný hranol k rozložení slunečního světla na jednotlivé barvy a také k dalším pokusům. V roce 1802 pak anglický fyzik Wollaton zaznamenal tmavé čáry ve slunečním spektru. Fraunhofer o 15 let později zjistil, že některé z čar u jiných hvězd nejsou, ale spektra mnohých hvězd mají více jiných čar.

První obecnější zákony spektrální analýzy formulovali Kirchhoff a Bunsen v roce 1859:

1. pokud látku zahřejeme na vysokou teplotu, bude zářit a spektrum takového záření je *spojité*,
2. zahřátý plyn září jen v určitých čarách, jejichž poloha je pro něj zcela charakteristická, tzv. *emisní spektrum*,
3. pokud mezi zdroj spojitého záření a pozorovatele vložíme chladnější plyn, pak ten bude absorbovat záření v určitých čarách, vznikne tzv. *absorpční spektrum*.

6.2 Záření absolutně černého tělesa

Tělesa s nenulovou teplotou září tím víc, čím mají vyšší teplotu. Vysílají spojité záření, jehož spektrální složení se s teplotou rovněž mění a přináší informaci o teplotě vyzařujícího tělesa. Fyzikální idealizací tohoto jevu je tzv. *záření absolutně černého tělesa*. Popsat spektrum záření absolutně černého tělesa (dále AČT) nebylo jednoduché. Byl formulován tzv. *Stefanův vztah* pro celkový zářivý výkon: zářivý výkon hvězdy je přímo úměrný 4. mocnině absolutní (termodynamické) teploty. Celkové rozdělení energie ve spektru popsal správným vztahem až v roce 1900 Max Planck. Přišel s myšlenkou, že zářivá energie není vysílána spojitě, ale po kvantech,

jejichž energie je dána frekvencí záření (tedy jeho vlnovou délkou): $E = h\nu = \frac{hc}{\lambda}$, kde h je tzv. *Planckova konstanta*.

Rovnovážné tepelné záření je izotropní a homogenní, koncentrace jeho fotonů a jejich rozdělení podle energií závisí pouze na teplotě záření (nezávisí ani na mechanismu vzniku záření, ani na absorpčních vlastnostech stěn) a jeho spektrum popisuje tzv. *Planckův zákon* záření AČT. Jedná se o tzv. kosinový zářič, takže těleso sférického tvaru, které vyzařuje jako AČT nemá okrajové ztemnění. Pokud zvýšíme teplotu, vzroste tzv. *monochromatický jas* B_ν ve všech vlnových délkách, takže závislosti B_ν na frekvenci ν pro různé teploty se neprotínají. Jestliže zvyšujeme teplotu zářícího tělesa, vlnová délka maxima (λ_{max}) vyzařované energie klesá. Kvantitativně tuto závislost popisuje tzv. *Wienův zákon posuvu*, který byl znám už před formulací Planckova zákona: $\lambda_{max}T = 2,898 \cdot 10^{-3}$ [K m]. Barva AČT se tedy mění v závislosti na jeho teplotě.

Plocha AČT o velikosti S a teplotě T vysílá do poloprostoru zářivý výkon Φ_e , pro který platí $\Phi_e = \sigma T^4 S$, kde σ je Stefanova konstanta, $\sigma = 5,670 \cdot 10^{-8}$ [W m⁻² K⁻⁴]. Stefanův zákon popisuje souvislost celkového množství vyzářené energie a hodnoty povrchové teploty vyzařujícího tělesa. Tak můžeme určovat povrchové teploty zářících astronomických objektů.

Planckův zákon vyjadřuje závislost monochromatického jasu absolutně černého tělesa $B_\nu(T)$, resp. $B_\lambda(T)$ na teplotě a frekvenci, případně vlnové délce:

$$B_\nu(\nu, T) = 2 \frac{h\nu^3}{c^2} \left[e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1 \right]^{-1}; B_\lambda(\lambda, T) = 2 \frac{hc^2}{\lambda^5} \left[e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1 \right]^{-1}, \quad (6.1)$$

kde k je Boltzmannova konstanta, $k = 1,381 \cdot 10^{-23}$ [J K⁻¹].

V dlouhovlnné oblasti spektra platí $h\nu \ll kT$ a pak je argument exponenciály blízký nule, lze tedy využít rozvoje: $e^{\frac{h\nu}{kT}} \cong 1 + \frac{h\nu}{kT}$ a Planckův zákon se změní v zákon Rayleighův-Jeansův: $B_\nu(T) = 2 \frac{\nu^2}{c^2} kT$. Ve vztahu nefiguruje Planckova konstanta h a tak v dlouhovlnné oblasti má elektromagnetické záření povahu vlnění.

Pro krátkovlnnou oblast ($h\nu \gg kT$), kde je $\frac{h\nu}{kT}$ mnohem větší než 1, je možné 1 ve jmenovateli v Planckově zákonu zanedbat a pak přechází tento vztah do podoby tzv. Wienova zákona: $B_\nu(T) = 2h\nu e^{\frac{h\nu}{kT}}$.

Záření naprosté většiny hvězd je možné v prvním přiblížení považovat za záření AČT. Velikost a tvar tzv. *planckovské křivky* udává informaci o teplotě zářícího tělesa.

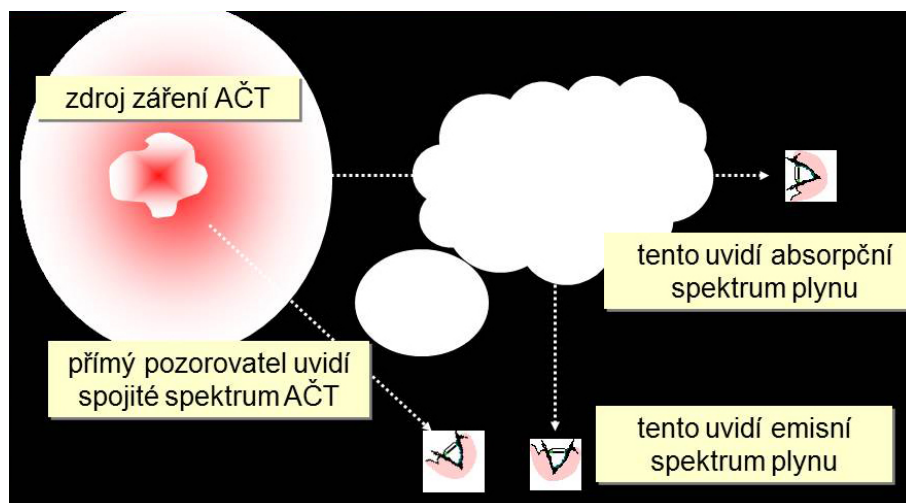
6.3 Spektra hvězd

Rozlišujeme tři typy spekter:

1. spojité spektrum – odpovídá záření AČT,
2. absorpční spektrum – je to vlastně spojité spektrum, jehož některé části jsou „zeslabeny“ oproti hodnotě odpovídající záření AČT důsledkem absorpce prostředím mezi zdrojem a pozorovatelem,
3. emisní spektrum – jedná se o diskrétní oblasti nebo v obecné podobě pak o „nadbytky“ oproti záření AČT v určitých částech spojitého spektra vznik emisních čar, emisní spektrum vyzařuje např. oblast plynu, jež absorbovala záření jiného zdroje.

Velmi často záleží typ spektra, které pozorujeme, na geometrickém uspořádání zdroje, oblaku plynu a pozorovatele.

Záření hvězd k nám přichází z relativně velmi tenké vrstvy obalující hvězdné nitro, kterou označujeme jako tzv. *hvězdnou atmosféru*. Hvězdy jako tělesa nemají přesně ohraničený tvar,



Obrázek 6.1: Vliv geometrického uspořádání polohy zdroje, prostředí a pozorovatele na druh pozorovaného spektra, zdroj zde

plynule přecházejí do okolního kosmického prostředí. Zatímco vnitřní části hvězd není možné pozorovat přímo, protože jsou skryty za opticky hustými, neprůhlednými vrstvami a nacházejí se ve stavu tzv. *lokální termodynamické rovnováhy* (LTE), část procházejících fotonů uniká do kosmického prostoru a odnáší s sebou energii. Hvězdná atmosféra je právě ta vnější oblast hvězdy, ze které k nám přichází její záření. V ní už je narušen stav termodynamické rovnováhy a 99 % záření v optické oblasti spektra pochází z tzv. *fotosféry*. Svrchní a opticky řídké vrstvy atmosféry, které se nacházejí nad fotosférou, označujeme jako *chromosféru* a *korónu*.

Přehled fyzikálních veličin, které můžeme zjistit ze spektra hvězdy shrnuje následující tabulka:

fyzikální veličina	spektroskopický parametr
prvek	poloha spektrální čáry
množství látky	intenzita nebo ekvivalentní šířka čáry
makroskopické rychlosti	poloha a profil čáry
teplota, tlak, gravitační zrychlení	intenzita čáry
mikroskopické rychlosti, turbulence	profil čáry
magnetické pole	polarizace, Zeemanovy komponenty čáry

6.4 Spektrální klasifikace

Prvním rozsáhlejším pokusem o spektrální klasifikaci hvězd je práce Angela Secchiho, který v roce 1868 publikoval katalog se 4000 spektry a rozdělil hvězdná spektra do těchto čtyř skupin:

- I – bílé hvězdy pouze s čarami H (Sirius, Vega, Altair, Regulus),
- II – nažloutlé hvězdy slunečního typu (Arcturus, Capella) se spoustou čar tzv. kovů,
- III – oranžové hvězdy s absorpčními pásy (Betelgeuze, Mira), zpravidla proměnné,
- IV – červené hvězdy s absorpčními pásy, ostrými u červeného a neostrými u modrého křídla.

Harvardská klasifikace

V roce 1890 Pickering a Flemingová rozšířili posloupnost spektrálních tříd od bílých hvězd třídy A s nejsilnějšími čarami vodíku až po nejhladnější červené označované jako třída Q. Později bylo zjištěno, že některé třídy jsou nadbytečné a jiné je nutno v klasifikaci přesunout jinam a tak vznikla proslulá harvardská spektrální posloupnost: **O B A F G K M**. Každá z těchto tříd je rozdělena do 10 podtříd označovaných čísly 0 až 9.

Pozorovaná hvězdná spektra lze sestavit v plynulou řadu podle klesající teploty. Kritériem pro zařazení jednotlivé hvězdy jsou relativní intenzity některých vybraných spektrálních čar, které jsou závislé právě na teplotě. Harvardská klasifikace je jednoparametrická, jako rozhodující jsou brány ty rysy spektra, které závisí především na efektivní teplotě hvězdy.

spektrální třída	charakteristiky spektrální třídy
O	čáry He II, He I, H I, O III, N III, C III, Si IV
B	čáry He I, H I, C II, O II, N II, Fe III, Mg III
A	čáry H I (Balmerova série), ionizované kovy
F	čáry H I, Ca II, Ti II, Fe II
G	čáry Ca II, neutrální kovy, molekuly
K	čáry Ca I, neutrální kovy, molekuly
M	pásky molekul TiO, čáry Ca I

V posledních desetiletích byla spektrální posloupnost rozšířena do oblasti nižších teplot, za spektrálním typem M8 následuje typ L0 až L8 a spektrální třídy T a Y.

V roce 1925 publikovala Payne-Gaposhkinová zásadní vědeckou práci, která ukazuje, že chemické složení fotosféry naprosté většiny hvězd je velice podobné: 70 % H, 28 % He a zbytek připadne na všechny ostatní prvky. Na každých 10 000 atomů H připadá zhruba 1000 atomů He, 8 atomů C, 15 atomů O, 12 atomů N, 0,2 atomů Si a ostatních ještě méně. Skutečnost, že zejména ve spektrech chladnějších hvězd převládají právě málo četné prvky, je způsobena tím, že jejich atomy lze mnohem jednodušeji vybudit k záření, než atomy těch nejčetnějších prvků.

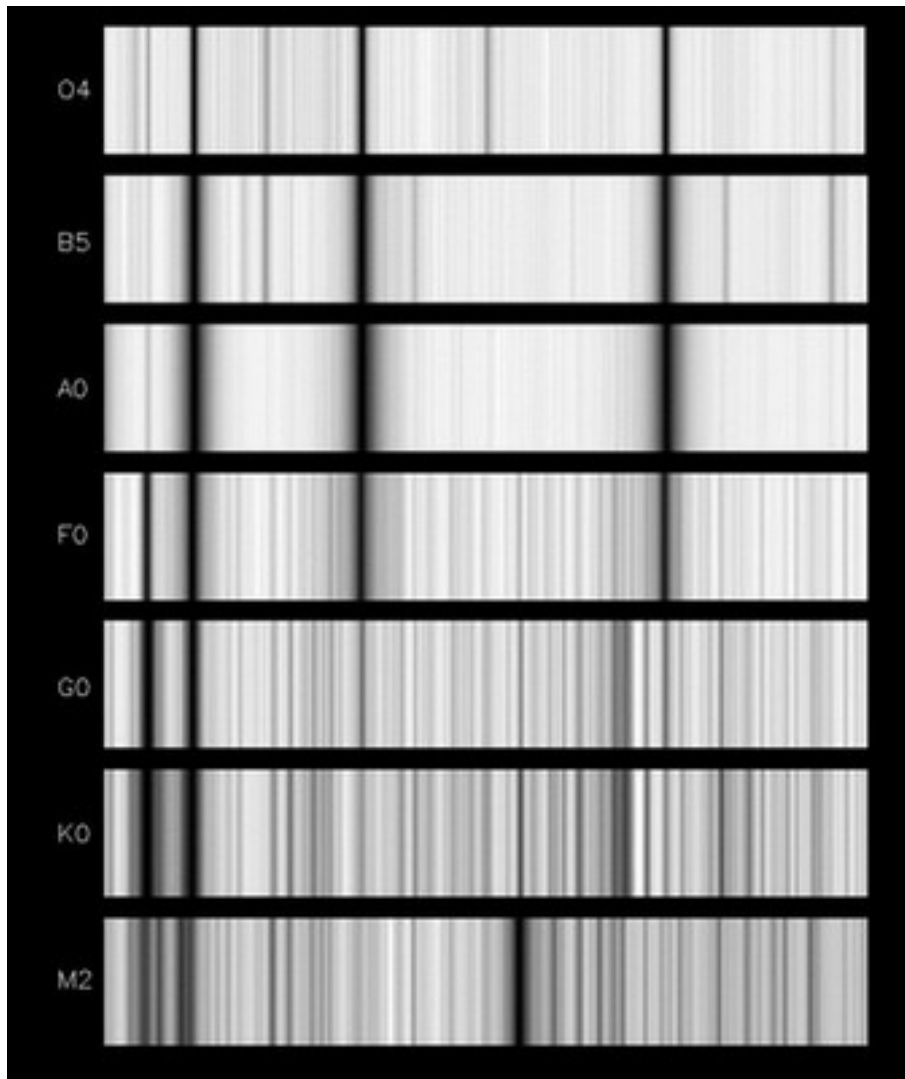
Morganova-Keenanova klasifikace

Každé spektrum nás informuje nejen o efektivní teplotě, ale i o povrchovém gravitačním zrychlení g . Hmotnosti hvězd se mění v relativně malém rozmezí a tak odvozená hodnota gravitačního zrychlení je dobrou informací o poloměru hvězdy. Například pro hvězdu spektrálního typu K0 se můžeme setkat s některou z těchto variant:

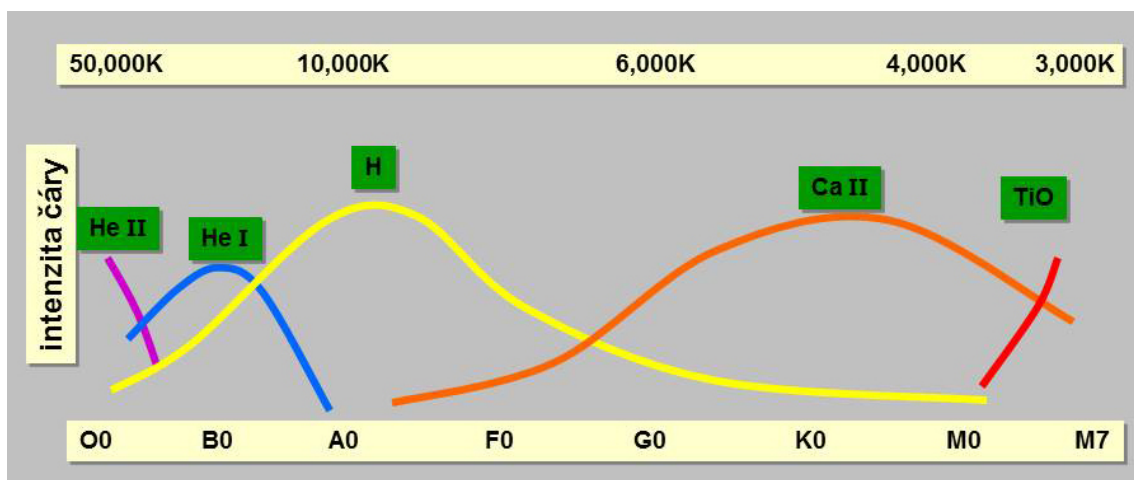
- hvězda hlavní posloupnosti, kde $g = 1,1g_S$,
- běžný obr, pak je $g = 1,4 \cdot 10^{-2}g_S$,
- hmotný veleobr, s hodnotou $g = 3,3 \cdot 10^{-4}g_S$.

Protože rozdíly v hodnotě povrchového gravitačního zrychlení jsou řádové, musí být podmínky pro vznik spektra v atmosférách těchto typů hvězd velmi rozdílné. Pokud je gravitační zrychlení g vysoké, pak je atmosféra hvězdy tenká a relativně hustá, dochází k častým srážkám a spektrální čáry hvězdy jsou rozšířené tlakem. Spektrální čáry hvězd s malým povrchovým zrychlením, zejména veleobrů jsou ostré a hluboké. Ze spektra tedy lze zjistit hodnotu gravitačního zrychlení a tím i přibližný poloměr hvězdy.

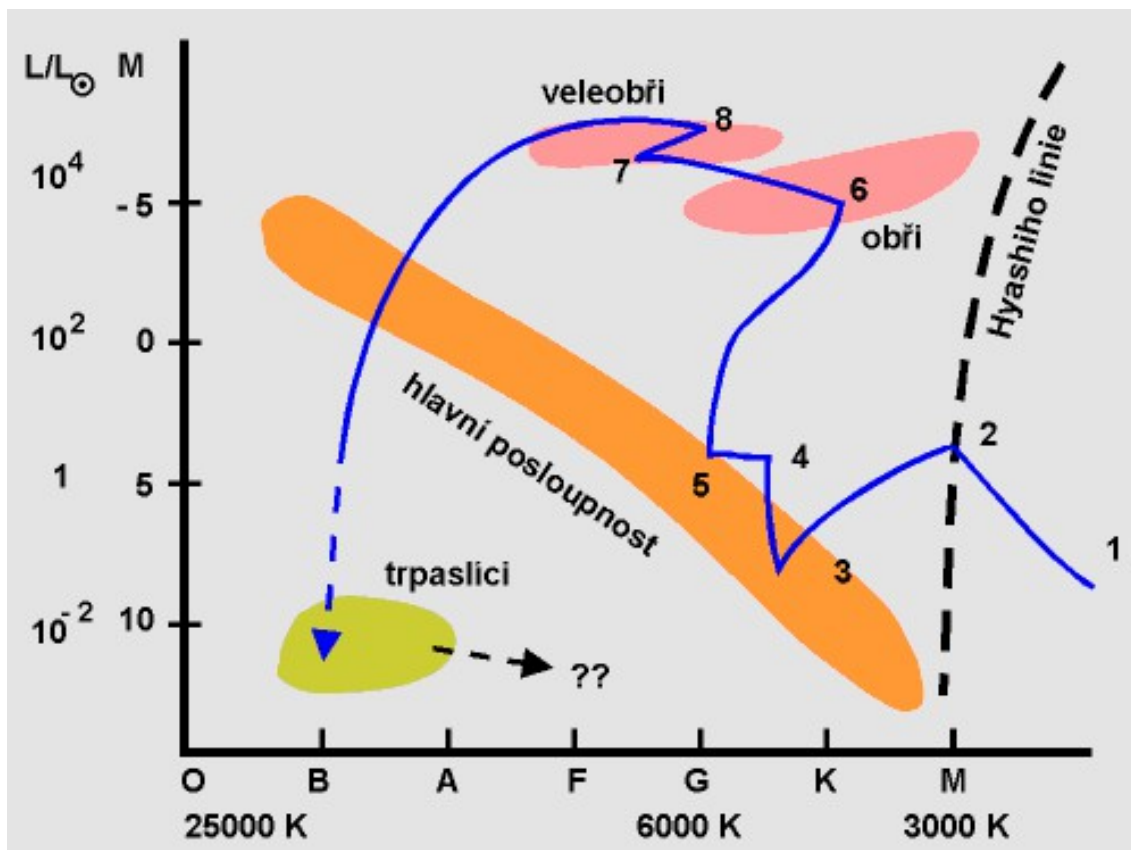
Od druhé poloviny 20. století se tedy používá dvouparametrická Morganova-Keenanova klasifikace, ve které se spektrální typ harvardské spektrální klasifikace na základě rozboru vzhledu



Obrázek 6.2: Harvardská spektrální klasifikace, zdroj zde



Obrázek 6.3: Intenzita spektrálních čar některých látek v závislosti na teplotě atmosféry hvězdy, zdroj zde



Obrázek 6.4: Schematický HR diagram, modrá linie znázorňuje evoluční dráhu hvězdy o hmotnosti Slunce, zdroj zde

spektra hvězdy doplňuje o tzv. *luminozitní třídu*:

- Ia – jasní veleobří
- Ib – veleobří
- II – nadobří
- III – obří
- IV – podobří
- V – hvězdy hlavní posloupnosti
- VI – podtrpaslíci
- VII – bílí trpaslíci

Jestliže známe spektrální klasifikaci hvězdy v MK klasifikaci, pak můžeme podle dostupných tabulek zhruba stanovit efektivní teplotu hvězdy, její absolutní hvězdnou velikost, tedy i vzdálenost a její poloměr. To jsou charakteristiky, které určují i její vývojové stadium.

Hertzsprungův-Russellův diagram

Jestliže vyneseme do grafu závislost základních charakteristik hvězd (M, L, T_e, R), zjistíme, že obrazy jednotlivých hvězd v těchto diagramech nepokrývají jejich plochu rovnoměrně. Na počátku 20. století byl sestaven diagram zachycující závislost zářivého výkonu na efektivní teplotě hvězd, tzv. Hertzsprungův-Russellův diagram, zkráceně též HR diagram. Na diagramu jsou zře-

telně odlišitelné skupiny hvězd stejné luminozitivní třídy a tedy většinou i shodného evolučního stadia.

Atlasy hvězdných spekter

Na internetu jsou dostupné databáze spekter například na těchto portálech:

A Library of High-Resolution Spectra

<http://www.sc.eso.org/santiago/uvespop/>

A Digital Spectral Classification Atlas

<http://nedwww.ipac.caltech.edu/level5/Gray/frames.html>

Spektrální atlas

<http://cfa-www.harvard.edu/~pberlind/atlas/atframes.html>

6.5 Praktická spektroskopie

Množství informací, které můžeme ze spekter zjistit je dáno především jeho kvalitou a rozlišením. Spektrální rozlišení je pro každé astrofyzikální spektrum možné definovat vztahem:

$$R = \frac{\lambda}{\delta\lambda}, \quad (6.2)$$

kde λ je pozorovaná vlnová délka a $\delta\lambda$ nejmenší rozlišitelný interval vlnových délek v jejím okolí. Pojmem „disperse“ bývá označována veličina $d\lambda/dx$ v ohniskové rovině spektrografu (jednotkou je [nm/mm]), nízká disperse je cca 200 A/mm, vysoká 10 A/mm a méně.

Samotné UVOIR detektory jsou velmi širokopásmové, mají tedy velmi špatné spektrální rozlišení. Ke zlepšení rozlišení je nutné použít další optické prvky, pro oblast UVOIR to jsou:

- filtry,
- hranoly,
- difrakční mřížky.

6.5.1 Filtry

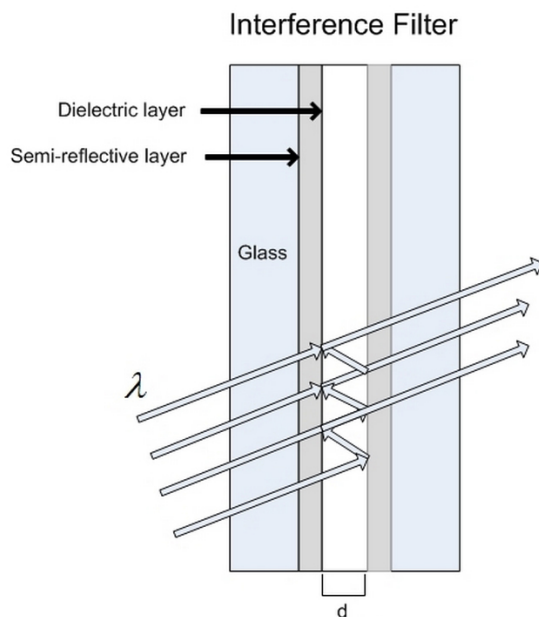
Pokud zvolíme jako technické řešení filtrů klasické skleněné filtry, pak je možné jejich propustnost definovat volbou vhodných materiálů. Vyrábějí se jich desítky typů, nejznámější je UBVRIJHK systém. Podrobněji viz kapitola věnovaná fotometrii.

Jinou možností jsou interferenční filtry, které jsou řešeny napařením tenké vrstvy (cca 10 nm) kovu na skleněnou desku. Konstruktivní interference pak vytvoří úzké, ostře definované pásmo propustnosti. Příkladem může být Fabry-Perotův dvouvrstvý filtr. Pro procházející záření platí vztah:

$$\frac{I}{I_0} = \frac{1}{1 + \frac{4R_e \sin^2(\delta/2)}{(1+R_e)^2}} \quad (6.3)$$

kde $\delta = \frac{2\pi}{\lambda} 2d \cos \theta$, R_e je koeficient odrazivosti vrstvy, d mezera mezi vrstvami a θ úhel paprsku k normále. Vrstvy se pokládají za neabsorbující.

Pro rozlišení (pološířku filtru) pak platí:



Obrázek 6.5: Schéma interferenčního filtru, zdroj zde

$$R = \frac{2\pi d \sqrt{R_e}}{\lambda(1 - R_e)}. \quad (6.4)$$

Tyto filtry je možné „ladit“ volbou d a R_e , dokonalejší interferenční filtry mají více vrstev. Interferenční filtry s pevným pásmem mají nepotřebné řády potlačeny dalšími vrstvami nebo použitím barevného skla. Šířka pásma bývá 1 nm až 50 nm a rozlišení je od 10 do 500.

Poměrně často se používají tyto filtry:

- izolace emisních čar: např. $H\alpha$, [S II] nebo [O III]
- důležité absorpční čáry: např. Mg I, Ca II, CN

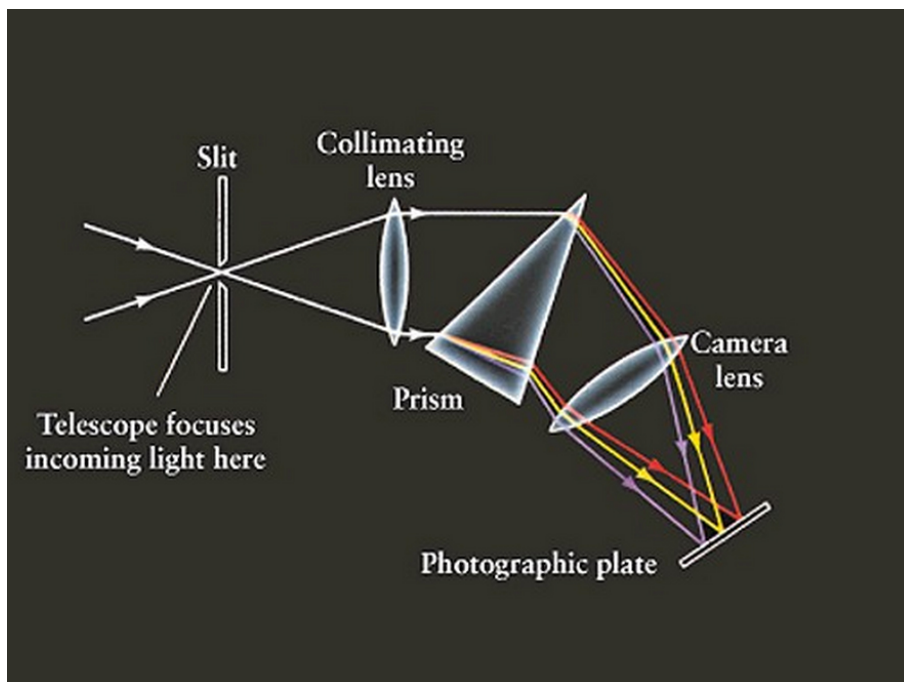
6.5.2 Hranolové spektrografy

Tyto spektrografy využívají k rozkladu světla závislosti indexu lomu prostředí na vlnové délce. Pro jejich spektrální rozlišení platí vztah

$$R = B \frac{dn}{d\lambda}, \quad (6.5)$$

kde B je délka základny hranolu.

Výhodou hranolových spektrografů je jejich velká světelnost (pořídí i spektra slabých zdrojů), mají široké zorné pole a poskytují možnost porovnání spekter více objektů najednou. Navíc jsou relativně levné a jednoduché. To všechno jsou důvody, proč byly dominantní při rozvoji astronomické spektroskopie. K nevýhodám pak patří to, že rozlišovací schopnost je silně závislá na vlnové délce (natěsnání dlouhých vln), obtížné pokrytí širšího spektrálního oboru a absorpce omezuje použití v UV oboru. Navíc také proměnná disperze vyžaduje komplikovanější zpracování.



Obrázek 6.6: Schéma hranolového spektrografu, zdroj zde

6.5.3 Spektrografy s difrakční mřížkou

Na jiném fyzikálním principu jsou založeny mřížkové spektrografy. Difrakční mřížka je série stejných vrypů, které propouštějí nebo odrážejí záření. Mezera mezi nimi je srovnatelná s vlnovou délkou světla. Mřížka může být rovinná nebo konkávní.

Z Fraunhoferovy teorie difrakce plyne rozdělení intenzity záření dopadajícího na stínítko $I(\theta) = I_0 f_1 f_2$, kde I je intenzita záření ve směru θ (vzhledem k normále), I_0 pak intenzita na mřížce, f_1 difrakční funkce jednoho otvoru a f_2 popisuje příspěvek N identických otvorů. Difrakční funkce mají tvar:

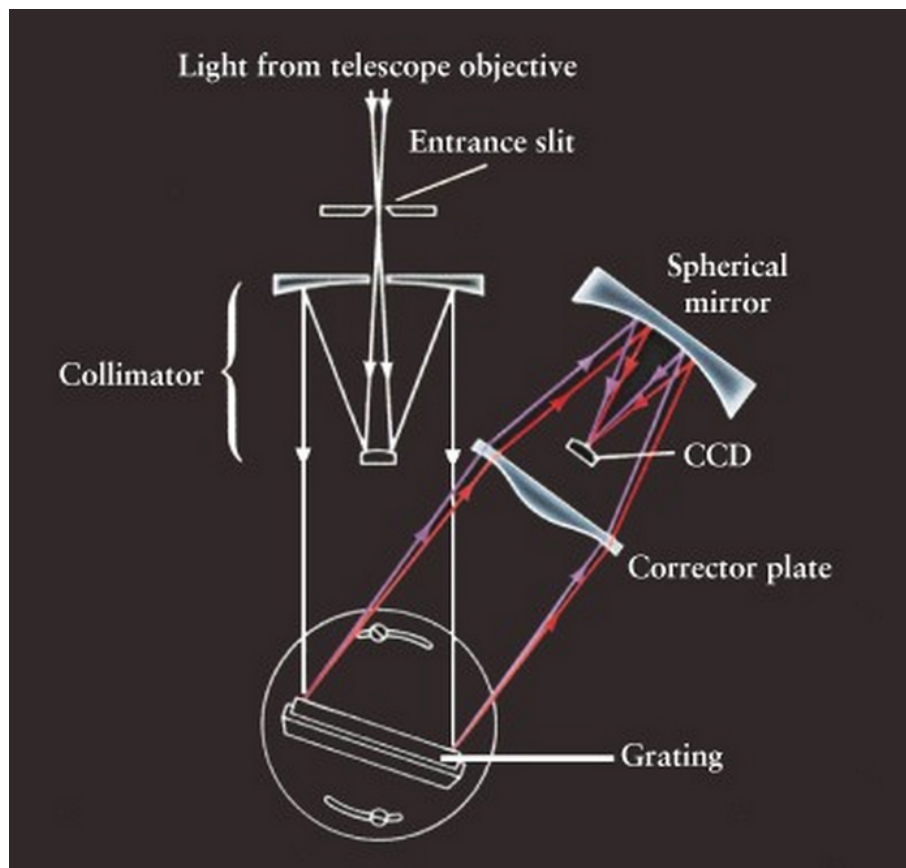
$$f_1 = \frac{\sin^2(\pi\alpha)}{(\pi\alpha)^2}, \alpha = \frac{a \sin \theta}{\lambda} \quad (6.6)$$

$$f_2 = \frac{\sin^2(N\pi\delta)}{\sin^2(\pi\delta)}, \delta = \frac{d \sin \theta}{\lambda} \quad (6.7)$$

kde a je šířka vrypu (předpokládáme pravoúhlého) a d je vzdálenost mezi nimi, dále předpokládáme kolmý dopad.

Technicky náročnější, ale velmi účinným řešením jsou tzv. „echelle“ mřížky, které dosahují velkého rozlišení tím, že zobrazují řády 50 – 100 a rozlišení je pak až 10^5 !

Za výhody mřížkových spektrografů je možné považovat shodnou dispersi pro všechny vlnové délky v daném řádu, možnost dosažení vysokého rozlišení volbou n , jejich variabilita (rovinné, zakřivené) a použitelnost pro UV obor. Mezi nevýhody pak patří omezená velikost, překrývání řádů (řešitelné) a nízká účinnost (řešitelné).



Obrázek 6.7: Schéma mřížkového spektrografu, zdroj zde

Přílohy

Prostředí a programy IRAF

IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) je jednak balík programů umožňující zpracování výsledků astronomických pozorování, ale také zároveň prostředí pro jejich úpravu nebo k tvorbě nových programů přesně podle potřeb uživatele. IRAF byl vyvinut v National Optical Astronomy Observatories (NOAO) a jeho distribuce pro různé typy operačních systémů (UNIX, Linux atp.) jsou volně k dispozici ke stažení z oficiálních stránek projektu:

<http://iraf.net/> nebo <http://iraf.noao.edu/iraf/web/> .

Na těchto stránkách je také dostupná veškerá literatura, základní manuály, manuály k jednotlivým aplikacím a také tzv. on-line help. Po instalaci je možné IRAF spustit v režimu příkazového řádku zadáním příkazu *cl* a dále pak pracovat v řádkovém režimu. Jinou možností je spuštění některé grafické nádstavby, kterých bylo vytvořeno hned několik.

Programy IRAF vhodné ke zpracování spekter

V řádkovém režimu slouží ke zpracování jednorozměrných spekter balík *onedspec*, který je umístěn ve skupině programů *noao* a je dostupný příkazem *noao.onedspec*. Balík obsahuje tyto programy:

- *aidpars* - parametry a algoritmus automatické identifikace spektrálních čar
- *autoidentify* - provádí automatickou identifikaci spektrálních čar
- *bplot* - zobrazení souboru spekter
- *calibrate* - provede úpravu spektra o extinkci a kalibraci toku záření
- *continuum* - proloží spektrem kontinuum
- *deredden* - oprava na mezihvězdnou extinkci
- *dispcor* - oprava disperze a přepočtení spektra s novou hodnotou
- *disptrans* - převod jednotek disperze a použití atmosférické korekce
- *dopcor* - oprava o Dopplerův posuv
- *fitprofs* - proložení Gaussovými profily
- *identify* - identifikace útvarů ve spektru pro výpočet disperze

- *lcalib* - seznam kalibračních souborů
- *mkspec* - výpočet umělého spektra (zastaralá procedura)
- *names* - vytvoření seznamu názvů obrázků z řetězce
- *ndprep* - vytvoření kalibračního filtru s neutrální hustotou
- *refspectra* - označení určité vlnové délky ve spektru jako odkaz
- *reidentify* - automatická identifikace čar ve spektru
- *rspectext* - převede spektrum z ASCII na formát používaný v prostředí IRAF (*.imh)
- *sapectures* - nastaví nebo změní informaci v hlavičce
- *sarith* - aritmetické vlastnosti spektra
- *sbands* - pásmová spektrofotometrie
- *scombine* - skládání spekter různých vlnových rozsahů
- *scoords* - nastaví spektrální souřadnice jako matici pixelů (jen pro 1D spektra)
- *scopy* - výběr a kopírování spekter nebo jejich částí
- *sensfunc* - zadání funkce citlivosti
- *setairmass* - počítá efektivní vzdušnou hmotu a střed expozice v UT
- *setjd* - výpočet a zápis JD do obrázků spekter
- *sfit* - fitování spekter
- *sflip* - kopírování dat nebo souřadnic do jiného souboru
- *sinterp* - interpoluje data zadaná tabulkou dvojic x,y tak, aby vznikl spektrální soubor
- *skytweak* - odečtení spektra oblohy od 1D spektra
- *slist* - vypíše parametry z hlavičky spektra
- *specplot* - vykreslí více spekter najednou
- *specshift* - posune souřadnicový systém spektra
- *splot* - předběžné zobrazení spektra a jeho analýza
- *standard* - identifikace standardních hvězd k použití při výpočtu citlivosti
- *telluric* - vymazání tellurických čar z 1D spektra
- *wspectext* - převádí 1D obrázek spektra do formátu ASCII spektra

Dalším užitečným souborem programů v balíku *noao*, který se používá k měření radiálních rychlostí je *noao.rv*, který obsahuje tyto procedury:

- *continpars* - editování parametrů kontinua pro odečtení od spektra
- *filtpars* - editace parametrů filtrů
- *fxcor* - měření *RV* metodou Fourierovy kros-korelační metody
- *keywpars* - vypíše údaje potřebné pro procedury *RV* balíku z hlavičky souboru
- *rvcorrect* - spočítá potřebné korekce *RV*
- *rvidlines* - měření *RV* z poloh jednotlivých spektrálních čar
- *rvreidlines* - identifikace spektrálních čar a měření *RV*

Každý program vyžaduje při spuštění zadání několika povinných, případně i nepovinných parametrů. Je možné je zadat řádkovým příkazem nebo nastavit trvale příkazem *epar*, který spustí nainstalovaný textový editor (standardně to je v *IRAFu* editor **vi**), jež zobrazí aktuální hodnoty parametrů a umožní jejich změnu. Pokud nevíme, jaké parametry program ke svému spuštění požaduje, spustíme si velmi dobře propracovaný "help" příkazem *help jmenoprocedury*, kde kromě popisu syntaxe nalezneme i řadu praktických příkladů použití příkazu. Některé programy tohoto balíku vyžadují ke svému spuštění grafické prostředí, například procedura *splot* (na to je nutné pamatovat a spouštět *IRAF* např. v shellu "xgterm"). Právě procedura *splot* byla použita k měření ekvivalentních šířek uvedených v této práci.

Grafická nástavba *spectool*

Velice příjemnou nástavbou ke zpracování spekter je program *spectool*, který lze spustit posloupností příkazů *guiapps*, *spt* a *spectool*. *Spectool* je interaktivní prostředí umožňující uživateli ovládnutí kurzorovými klávesami, myší, přes menu a grafickými tlačítky. Umožňuje volbu libovolného grafického formátu, výběr libovolného detailu, označení spekter i spektrálních čar nápisy a vykreslení několika spekter zároveň do jednoho okna přes sebe nebo nad sebe. Dále je možné programem editovat hodnoty libovolných pixelů, provádět s nimi aritmetické operace nebo různé operace fitování nebo vyhlazování. Analytické funkce programu umožňují měření jednotlivých spektrálních čar, stanovení ekvivalentní šířky, radiální rychlosti, tvaru profilu čáry atd. Zvolená spektra se z pracovního adresáře nejprve načtou do registrů a pak je možné s nimi pracovat. Nejvíce se osvědčilo ovládnutí přes menu. V případě potíží je možné použít celkovou nápovědu nebo nápovědu u jednotlivých "rolet" ovládacího menu. Samotné menu je umístěno na horní "lišť" okna, ve kterém jsme spustili *spectool* a je členěno na položky *File*, *View*, *Edit*, *Analyze* a segment označený *?* se zmíněnou hypertextovou nápovědou.

Stučný přehled jednotlivých příkazů a funkcí tak, jak jsou rozčleněny v ovládacím menu:

File **About file menu** - nápověda pro tuto ovládací roletu

Read - panel k načtení souborů do pracovních registrů

Write - panel k zápisu spekter do nových souborů

Print - panel k tisku spekter

Log - panel ke zobrazení výsledků ze souboru *log* a nastavení souboru *log* k zápisu výsledků

Quit - ukončení práce s programem *Spectool*

View About View Menu - nápověda pro tuto ovládací roletu

Control Panel - panel k volbě vlastností zobrazovacího režimu

Registers - panel k volbě požadovaného registru

Graph Spectra - panel parametrů vykreslení grafu spektra

Graph Labels - panel parametrů popisů grafu spektra

Graph Axes - panel parametrů souřadných os

Graph Ticks - panel nastavení značek v grafu

Spectrum labels - panel popisů spektra v daném grafu

Line labels - panel nastavení popisů jednotlivých spektrálních čar

Overplot/Stack - panel ke zobrazení více spekter do jednoho grafu (přes sebe nebo nad sebe)

Dispersion Units - vnořené menu k výběru jednotek disperze

Flux Units - vnořené menu k výběru jednotek toku

Edit About Edit Menu - nápověda pro tuto roletu

Interpolate spectrum (klávesa *x*) - nápověda editace spektra interpolací

Draw spectrum (klávesa *y*) - nápověda editace spektra kurzorem

Draw continuum (klávesa *c*) - nápověda editace kontinua kurzorem

Zap bad pixels (klávesa *z*) - nápověda k odstranění špatných pixelů

Sigma clipping - nahrazení určitého intervalu hodnot pixelů kolem kontinua právě hodnotami pro kontinuum

Spectrum arithmetic - panel aritmetických operací se spektry

Filter/smooth spectrum - menu vlastností filtrace a vyhlazení spektra

Edt/apply continuum - menu vlastností kontinua

Deredden spectrum - panel odčervenání spektra

Edit dispersion - menu nastavení vlastností disperze

Save spectrum - uložení spektra

Restore saved spectrum - obnoví stav odpovídající poslednímu uloženému spektru nebo zcela původní stav

Undo last change - smaže poslední změnu, kterou jsme upravovali spektrum

Analyze About Analyze Menu - nápověda pro tuto roletu

Line List - panel k editaci seznamu spektrálních čar

Reference Lines - panel referenčních spektrálních čar

Line centering - panel k nastavení parametrů centrování profilů čar

Equivalent Widths - panel k nastavení parametrů, výpočtu a zobrazení měření ekvivalentní šířky, měří se i tok v čáře a průměrná hodnota kontinua

Profile Fitting - panel k nastavení parametrů, výpočtu, zobrazení výsledku a grafické podoby výsledného proložení profilu čáry, tato procedura umožňuje i měření blendovaných čar

Radial Velocities - panel k měření *RV*

Heliocentric Velocity Calculation - výpočet heliocentrické korekce *RV*

Spectrum Statistics - panel ke stanovení statistických údajů měřeného spektra

Error Computations - panel pro nastavení parametrů výpočtů chyb

grafické tlačítko ? hypertextová nápověda

Na závěr této kratičké zmínky o procedurách *IRAFu*, které slouží ke zpracování spekter, jen poznámka, že své výhody má jak grafické prostředí, tak "řádková" verze *IRAFu*. Při zpracování velkého množství spekter je výhodnější práce v řádkovém režimu včetně využití možností vytvoření "maker" nebo změny parametrů nastavení jednotlivých procedur. Ale například pro konečnou úpravu částí spekter k publikaci (sestavení atlasu emisních čar $H\alpha$) je výhodnější pracovat v grafickém prostředí *spectool*.

Literatura

- [1] R. Berry, J. Burnell, *The Handbook of Astronomical Image Processing*. Willmann-Bell, Inc., ISBN 0943396670, 2000.
- [2] D. S. Birney, *Observational Astronomy*. Cambridge University Press, ISBN 0521381991, 1991.
- [3] H. Bradt, *Astronomy Methods: A Physical Approach to Astronomical Observations*. Cambridge University Press, ISBN 0521535514, 2004.
- [4] J. Janík, Z. Mikulášek, *Obecná astronomie*. MU Brno, <http://astro.physics.muni.cz/download/documents/skripta/F3170.pdf>, 2013.
- [5] C. R. Kitchin, *Astrophysical Techniques*. Institute of Physics Publishing London, ISBN 0750309466, 2003.
- [6] P. Lena, F. Lebrun, F. Mignard, S. Lyle, *Observational Astrophysics*. Springer, ISBN 3540634827, 1998.
- [7] M.G. Minnaert, *Praktická astronómia*. Obzor, ISBN neuvedeno, 1979.
- [8] Z. Mikulášek, *Proměnné hvězdy*. MU Brno, <http://astro.physics.muni.cz/download/documents/skripta/F5540.pdf>, 2002.
- [9] P. Moore (Ed.), *The Observational Amateur Astronomer*. Springer, ISBN 3540198997, 1995.
- [10] P. Moore (Ed.), *The Modern Amateur Astronomer*. Springer, ISBN 3540199004, 1995.
- [11] A. J. Norton, *Observing the Universe*. Cambridge University Press, ISBN 0521603935, 2004.
- [12] W. Romanishin, *An Introduction to Astronomical Photometry Using CCDs*. na adrese http://www.physics.csbsju.edu/370/photometry/manuals/OU.edu_CCD_photometry_wrccd06.pdf, 2006.
- [13] Z. Řehoř, *Základy optiky*. portál ČAS, <http://posec.astro.cz/index.php/clanky/teorie>, 2013.
- [14] R. C. Smith, *Observational Astrophysics*. Cambridge University Press, ISBN 0521278341, 1995.
- [15] Chr. Sterken, J. Manfroid, *Astronomical Photometry: A Guide*. Kluwer Academic Publishers, ISBN 0792316533, 1992.

- [16] G. Walker, *Astronomical Observations*. Cambridge University Press, ISBN 0521339073, 1987.
- [17] M. Wolf a kol., *Astronomická příručka*. Academia, ISBN 802000467X, 1992.
- [18] M. Zejda, *Základy astronomie 1*. MU Brno, <http://astro.physics.muni.cz/download/documents/skripta/F1251.pdf>, 2013.