



EVROPSKÁ UNIE
Evropské strukturální a investiční fondy
Operační program Výzkum, vývoj a vzdělávání



Název projektu	Rozvoj vzdělávání na Slezské univerzitě v Opavě
Registrační číslo projektu	CZ.02.2.69/0.0./0.0/16_015/0002400

Metody praktické astronomie

Distanční studijní text

Tomáš Gráf

Opava 2019



**SLEZSKÁ
UNIVERZITA**
FILOZOFICKO-
PŘÍRODOVĚDECKÁ
FAKULTA V OPAVĚ

Obor: 053 Vědy o neživé přírodě, astronomie, astrofyzika

Klíčová slova: Radioastronomie, IR astronomie, UV astronomie, rtg a gama astronomie, astrofotografie, CCD, fotometrie, astrometrie, spektroskopie.

Anotace: Studijní opora obsahuje základní informace o metodách výzkumu, které se používaly a používají při astronomických pozorováních. Je zaměřena na získání základních informací a kompetencí, které jsou potřebné pro vlastní systematická astronomická pozorování, jejich zpracování a interpretaci. Volně navazuje na studijní text Praktická astronomie, který autor publikoval před několika lety.

Autor: **RNDr. Tomáš Gráf, Ph.D.**

Obsah

ÚVODEM.....	6
RYCHLÝ NÁHLED STUDIJNÍ OPORY.....	7
1 ASTRONOMICKÁ POZOROVÁNÍ	8
1.1 Úvod.....	9
1.2 Radioastronomie.....	10
1.3 Historie	10
1.3.1 Princip detekce rádiových vln.....	11
1.3.2 Velké radioteleskopy a rádiové interferometry.....	13
1.4 Infračervená astronomie	18
1.4.1 Historie.....	18
1.4.2 principy detekce, detektory	20
1.5 Optická astronomie	21
1.5.1 Historie.....	21
1.5.2 Principy detekce, detektory.....	22
1.5.3 Přehled detektorů záření používaných v oboru uvoir	24
1.6 Ultrafialová astronomie.....	29
1.6.1 Historie.....	29
1.6.2 Principy detekce, detektory.....	30
1.7 Rentgenová astronomie	30
1.7.1 Historie.....	30
1.7.2 Principy detekce, detektory.....	31
1.8 Gama astronomie.....	31
1.8.1 Historie.....	32
1.8.2 Principy detekce, detektory.....	32
2 ASTRONOMICKÁ FOTOGRAFIE	34
2.1 Historie	34
2.2 Základy praktické astrofotografie	35
2.3 Porovnání klasické a digitální astrofotografie.....	40
2.4 Inspirace na WWW	41
3 ZÁKLADY POČÍTAČOVÉHO ZPRACOVÁNÍ OBRAZU	43
3.1 Úvod.....	43

3.2	Formáty	44
3.3	CCD snímek	45
3.4	Nástroje analýzy obrazu	46
3.4.1	program AIP4WIN.....	46
4	ZÁKLADY ASTRONOMICKÉ FOTOMETRIE	54
4.1	Základní pojmy	54
4.2	Fotometrické systémy	57
4.2.1	Přehled fotometrických systémů.....	58
4.3	CCD fotometrie	61
5	ASTROMETRICKÁ MĚŘENÍ	64
5.1	Úvod.....	64
5.2	Určení polohy objektu	65
6	ZÁKLADY ASTRONOMICKÉ SPEKTROSKOPIE.....	68
6.1	Historická poznámka.....	68
6.2	Záření absolutně černého tělesa	69
6.3	Spektra hvězd	70
6.4	Spektrální klasifikace	72
6.4.1	Harvardská klasifikace.....	72
6.4.2	Morganova-Keenanova klasifikace	73
6.4.3	Hertzsprungův-Russellův diagram.....	75
6.4.4	Atlasy hvězdných spekter	76
6.4.5	Praktická spektroskopie	77
6.4.6	Prostředí a programy IRAF.....	81
7	POZOROVACÍ PRAKTIKUM	88
7.1	První: Analýza CCD snímku.....	88
7.2	Druhé: CCD fotometrie	88
7.3	Třetí: Barva v astronomii	89
7.4	Čtvrté: HR diagram otevřené hvězdokupy.....	89
7.5	Páté:Hvězdná spektra – klasifikace.....	90
7.6	Šesté: Hvězdná spektra – teplota.....	91
8	PŘÍLOHY	92
8.1	Periodická tabulka prvků.....	92
8.2	Sluneční soustava	93

8.3	Hvězdy	95
8.4	Galaxie	97
8.5	Přehled důležitých konstant	98
8.6	Orientace na noční obloze	100
8.6.1	Poloha Slunce, Měsíce a planet sluneční soustavy	100
8.6.2	Tabulka českých a latinských názvů souhvězdí.....	103
8.6.3	Časy začátků a konců občanského, nautického a astronomického soumraku v průběhu roku	107
8.6.4	Mapky noční oblohy v průběhu roku.....	110
8.7	Spektrograf Baader DADOS	116
LITERATURA		117
SHRNUTÍ STUDIJNÍ OPORY		119
PŘEHLED IKON.....		120

ÚVODEM

Studijní text „Metody praktické astronomie“ je určen především studentům, kteří se rozhodli v rámci svého bakalářského studia absolvovat předmět Praktická astronomie. Členění textu a řazení kapitol tedy zhruba odpovídá pořadí a rozsahu látky, jak je v průběhu semestru přednášena. Text volně navazuje a doplňuje studijní materiály, které byly již před časem publikovány pod titulem „Praktická astronomie“.

Stejně jako při zápisu zmíněného předmětu, také při studiu tohoto textu se předpokládá absolvování předmětu Astronomický proseminář nebo Základy astronomie a astrofyziky.

Studijní text má formu textu pro distanční vzdělávání, je tedy členěn a vybaven prvky, jak obsahovými, tak grafickými, které jsou pro tento typ studijních textů typické. Pokud to bude z nějakého důvodu nutné, je možné jednotlivé kapitoly nastudovat i samostatně, nemají totiž v sobě žádnou záměrnou návaznost, která by omezovala pochopení jejich obsahu.

Distanční studijní text je rozšířen také o LMS nádstavbu, která je vytvořena v prostředí Moodle a v níž je možné realizovat aktivity vyžadující komunikaci nebo interakci. Je dostupná na e-learningových portálech fakulty a univerzity.

V textu jsou použity prvky typické pro distanční studijní texty, jejich přehled je na konci textu a jejich význam je zřejmý z názvosloví i použitého grafického prvku.

Jestliže při studiu naleznete nějakou chybu, budu rád, pokud mě na ni upozorníte zasláním na adresu tomas.graf@fpf.slu.cz, odměnou Vám bude 100 gramů dobré čokolády.

Děkuji kolegům z Ústavu fyziky FPF SU v Opavě a také Evropským strukturálním a investičním fondům za poskytnutí možnosti vypracovat tento studijní text.

V neposlední řadě děkuji své ženě Hance a našim synům Lukášovi a Davidovi, že mi pomáhali v mém vytrvalém boji s pokročilou prokrastinací (česky – leností).

V Opavě 10. dubna 2019, Tomáš Gráf

RYCHLÝ NÁHLED STUDIJNÍ OPORY

Studijní text je rozdělen do osmi různě rozsáhlých kapitol, které jsou většinou koncipovány jako úvod do dané problematiky s řadou odkazů na další studijní literaturu či jiné informační zdroje.

Kapitola **ASTRONOMICKÁ POZOROVÁNÍ** rekapituluje přehled „oken do vesmíru“, tedy všech oblastí elektromagnetického záření, které jsme schopni využívat k získávání informací o vesmíru. U každého oboru vlnových délek je uvedena stručná historie vývoje pozorování vesmíru právě v tomto oboru a základní způsoby detekce a zpracování záření.

Kapitola **ASTRONOMICKÁ FOTOGRAFIE** se kromě historie zabývá základními principy astronomické fotografie a doporučenými pracovními postupy při jejím pořizování. Zvláštní pozornost je věnována digitální fotografii a jejímu porovnání s astrofotografií analogovou. V závěru kapitoly je uvedena řada odkazů na elektronické galerie astronomických snímků.

Kapitola **ZÁKLADY POČÍTAČOVÉHO ZPRACOVÁNÍ OBRAZU** shrnuje základní formáty digitálních snímků, které se v astronomii používají. Dále je vysvětlen postup základní kalibrace astronomických CCD snímků a stručně popsán jeden z programů, které umožňují efektivní počítačové zpracování astronomických snímků

Kapitola **ZÁKLADY ASTRONOMICKÉ FOTOMETRIE** obsahuje kromě vysvětlení základních používaných veličin a pojmů také přehled fotometrických systémů používaných pro astrofyzikální měření (pozorování) a stručný úvod do CCD fotometrie.

Stručná kapitola **ASTROMETRICKÁ MĚŘENÍ** shrnuje přehled astrometrických katalogů a popisuje postup astrometrického měření CCD snímku oblohy.

Kapitola **ZÁKLADY ASTRONOMICKÉ SPEKTROSKOPIE** začíná velmi krátkým historickým úvodem, je vysvětlena fyzikální koncepce záření absolutně černého tělesa a popsány základy jednoparametrické i dvouparametrické spektrální klasifikace hvězdných spekter. V části věnované praktické spektroskopii jsou popsány filtry a základní druhy spektrografů. Pro zpracování spekter je podrobněji popsán balík programů IRAF.

Kapitola **POZOROVACÍ PRAKTIKUM** obsahuje náměty na některé praktické úkoly, které je možné realizovat na ústavní observatoři WHOO!

Na konci studijního textu jsou uvedeny praktické přílohy, jako je přehled důležitých konstant, periodická tabulka prvků, vybraná data o tělesech sluneční soustavy, tabulka českých a latinských názvů souhvězdí, časy začátků a konců občanského, nautického a astronomického soumraku v průběhu roku, mapky noční oblohy v průběhu roku a v neposlední řadě také přehled použité a doporučené literatury.

1 Astronomická pozorování



RYCHLÝ NÁHLED KAPITOLY

Role astronomických pozorování je pro astrofyziku stejně důležitá jako laboratorní experimenty pro jiné oblasti fyziky. V této kapitole je představen přehled „oken do vesmíru“, tedy všech oblastí elektromagnetického záření, které jsme schopni využívat k získávání informací o vesmíru.

U každého oboru vlnových délek je uvedena stručná historie vývoje pozorování vesmíru právě v tomto oboru a základní způsoby detekce a zpracování záření. V závěru kapitoly jsou uvedeny kontrolní otázky a také stručné shrnutí obsahu kapitoly.



CÍLE KAPITOLY

- Podat přehled nosičů astronomických informací
 - Přehled astronomických pozorování v různých oborech elektromagnetického záření
 - Základní informace o detektorech záření
-



ČAS POTŘEBNÝ KE STUDIU

4 hodiny.



KLÍČOVÁ SLOVA KAPITOLY

Elektromagnetické záření, obory UVOIR, radioastronomie, rtg astronomie, gama astronomie, detektory záření

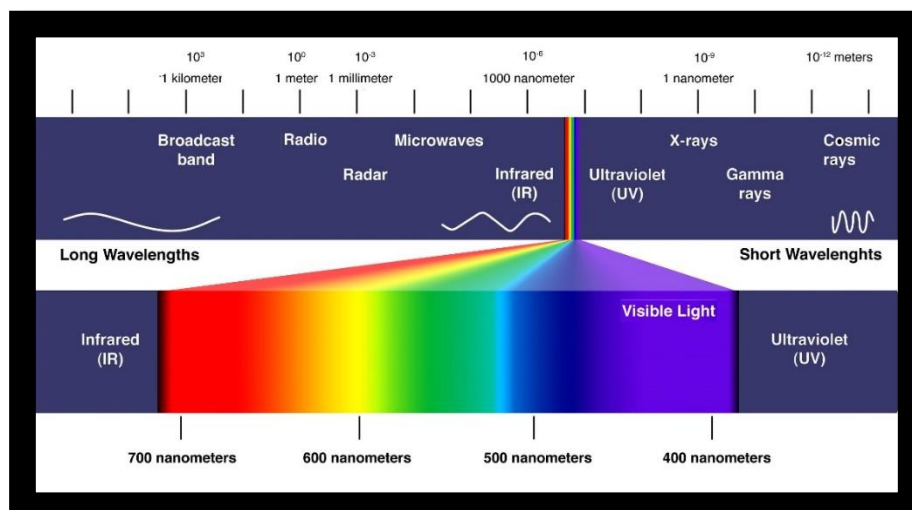
1.1 Úvod

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 neutrin, elektronů, jader atomů a dalších složek tzv. kosmické-ho záření. Naděje se nově vkládají i do stále dokonalejší 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.

Tabulka 1: 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 nm - 380 nm
rentgenový (RTG)	0,01 nm - 50 nm
gama	< 0,01 nm



Obrázek 1: Schéma elektromagnetického spektra¹

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:

- chladná mezihvězdná látka,
- oblasti poblíž neutronových hvězd,
- okolí bílých trpaslíků,
- pozůstatky po supernovách,
- chladná molekulová oblaka,
- rozptyl volných elektronů na mezihvězdném plazmatu,
- reliktní záření.

1.3 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.

¹ Zdroj <http://nadyb.biz/electromagnetic-spectrum-wallpapers-59-wallpapers/>

Stručný chronologický přehled milníků radioastronomie:

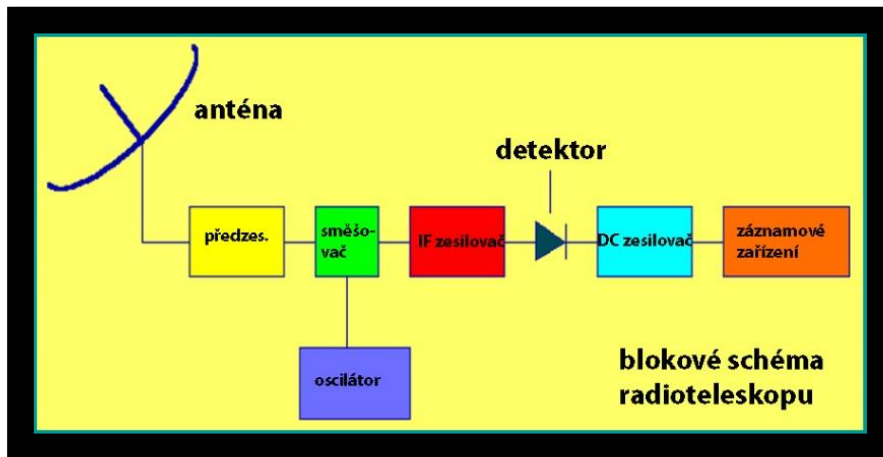
- 1930 – Karl Jansky sestrojil 30 metrový anténní systém, první radioteleskop
- 1937 – Grote Reber postavil první parabolický radioteleskop o průměru 9,4 m
- 1946 – Martin Ryle se svými kolegy provedl první pozorování s interferometrem
- 1947 – tým Bernarda Lovella sestrojil v Jodrell Banku nepohyblivý radioteleskop
- 1957 – skupina Bernarda Lovella dokončila tamtéž pohyblivý radioteleskop (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, nepohyblivý radioteleskop s průměrem 300 m
- 1964 – Martin Ryle zprovoznil 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
- 2016 – dokončení nepohyblivého radioteleskopu FAST (Čína), průměr 500 m

1.3.1 PRINCIP DETEKCE RÁDIOVÝCH VLN

Radioastronomie se odlišuje od optického oboru především velmi dlouhými vlnovými délkami ($\lambda_{\text{rad}}/\lambda_{\text{opt}} \approx 10^5 - 10^6$) 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 naleznete blokové schéma jednoho z možných uspořádání radioteleskopu.



Obrázek 2: Schéma 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.



K ZAPAMATOVÁNÍ – ROZLIŠENÍ

Rozlišovací schopnost je vyjádřena stejným vztahem jako u optického dalekohledu:

$$\sin \delta = 1,22 \lambda / D,$$

kde δ je v radiánech.

Rozměry radioteleskopu musí tedy být obrovské, pokud chceme dosáhnout rozlišení srovnatelného s optickým. Určitým řešením je interferometrie – rozsáhlé soustavy propojených 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 10⁶ 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 ne-patřičné zpětné vazby. Směšovač mísí signál z oscilátoru se signálem z předzesilovače a vy-tváří dva výstupy: vstupní signál minus 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

1.3.2 VELKÉ RADIOTELESKOPY A RÁDIOVÉ INTERFEROMETRY

Arecibo (Portoriko)

S průměrem 305 metrů je druhou 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.



Obrázek 3: Celkový pohled na radioteleskop Arecibo²

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 <https://science.nrao.edu/>)

² Zdroj <https://www.space.com/42314-arecibo-observatory-55th-anniversary.html>



Obrázek 4: Hlavní radioteleskop observatoře Green Bank³

Effelsberg (Německo)

Je vybaven parabolickou anténou o průměru 100 metrů a je to jeden z největších radioteleskopů na světě. Váží 3 200 tun a jeho konstrukce umožňuje otočení o 360° za 12 minut.



Obrázek 5: Celkový pohled na jeden z největších pohyblivých radioteleskopů na světě, který je umístěn poblíž Effelsbergu (Německo)⁴

³ Zdroj <http://www.gb.nrao.edu/epo/GBT/gbtpix.html>

⁴ Zdroj <http://www.tripwolf.com/en/galleries/media/ext/35736922/182131/Germany/Bad-Munstereifel/Radioteleskop-Effelsberg?n=1>

Sardinia Radio Telescope (Itálie)

Radioteleskop je umístěn na Sardínii a jeho průměr je 64 metrů, velmi přesná úprava po-vrchu paraboly umožňuje pozorování i v pásmu nad 100 GHz.

Lovellův radioteleskop (Velká Británie)

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



Obrázek 6: Lovellův radioteleskop (Velká Británie), průměr 76 metrů⁵

Parkes (Austrálie)

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

⁵ Zdroj https://en.wikipedia.org/wiki/Lovell_Telescope#/media/File:Lovell_Telescope_5.jpg



Obrázek 7: Radioteleskop observatoře Parkes (Austrálie), průměr 64 metrů⁶

FAST (Čína)

Největší nepohyblivý radioteleskop FAST (Five-hundred-meter Aperture Spherical Telescope) byl vybudován v Číně a průměr jeho paraboly je 500 metrů.



Obrázek 8: Nepohyblivý radioteleskop FAST (Čína) průměr 500m.⁷

⁶ Zdroj <https://maas.museum/observations/2008/02/02/the-parkes-radio-telescope-looks-into-the-heart-of-the-galaxy-a-report-from-alan-plummer/>

⁷ Zdroj <http://fast.bao.ac.cn/en/>

INTERFEROMETRIE

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“.

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 té-to lokalitě je možné přijímat i frekvence, které jsou níže zcela pohlceny zemskou atmosférou.



Obrázek 9: Acatama Large Millimeter/submillimeter Array - ALMA (Chile)⁸

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.

⁸ Zdroj <https://www.stoplusjednicka.cz/nejvetsi-evropsky-radioteleskop-odhalil-jak-se-rodí-hvezdy-v-protokupe>



PRO ZÁJEMCE

Podrobnější přehled všech velkých radioteleskopů naleznete například na adrese:

http://en.wikipedia.org/wiki/List_of_radio_telescopes

1.4 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 je možné zařadit:

- chladné hvězdy,
- oblasti vzniku hvězd,
- mezihvězdný prach zahřátý interakcí s krátkovlnným zářením,
- planety a trpasličí planety,
- komety,
- planetky.

Obory infračerveného záření (zejména oblast tzv. blízkého infračerveného 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).

1.4.1 HISTORIE

Infračervené záření je ve velké míře pohlcováno zemskou atmosférou, zejména vodními parami. Část infračerveného oboru je tak dostupná z vysokohorských observatoří, ale podrobné celooblohové přehlídky 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 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 dva piloti a jeden 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 celo-oblohová 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, našel 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 tisíc-krát 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)

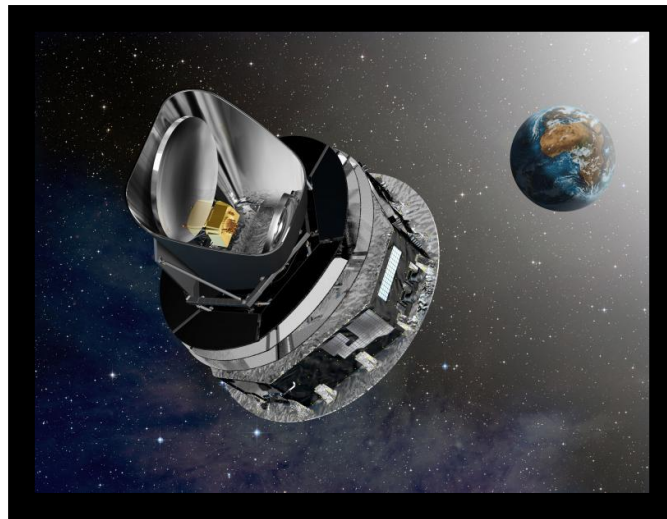
2009 – start Herschel Space Observatory (HSO), projekt ESA/NASA, průměr hlavního zrcadla 3,5 m, IR pozorování v oboru od 55 μm do 672 μm , umístěn ve 2. Lagrangeově bodě (1,5 milionů km od Země)

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), NA-SA/GSA, observatoř SOFIA má na palubě letadla Boeing 747 umístěn 2,5 m dalekohled umožňující pozorování v optickém, IR a submilimetrovém oboru

~ 2020 – James Webb Space Telescope (JWST), NASA, 6,5 m IR dalekohled, umístěn v L2

~ 2022 – Euclid, mise ESA, 1,2 m dalekohled umístěný v L2



Obrázek 10: Kosmický teleskop Planck (ESA/NASA) pozorující v IR oboru.⁹

1.4.2 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/).

⁹ Zdroj <https://titan.uio.no/node/1466>

1.5 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:

- planety a další tělesa sluneční soustavy,
- hvězdy,
- galaxie,
- reflexní mlhoviny,
- emisní mlhoviny.

1.5.1 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 jiný 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 „Schmidtovu komoru“, průměr 14 palců (360 mm)
- 1949 – zahájení provozu 48 palcové (1,2 m) Schmidtovy komory, Mt. Palomar
- 1949 – zahájení provozu 200 palcového (5,1 m) Halova reflektoru, Mt. Palomar,
- 1975 – Smith, Landauer a Janesick, první astronomické CCD pozorování (planeta Uran)
- 1975 – Antoine Labeyrie, první optický interferometr využívající dva dalekohledy
- 1976 – zahájení provozu 6 m dalekohledu BTA-6, Kavkaz, Rusko

- 1990 – Hubbleův kosmický dalekohled (HST) na oběžné dráze, 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 103 m, 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
- ~ 2025 – Evropský extrémně velký dalekohled (E-ELT), 39 m, Cerro Armazones, Chile



Obrázek 11: GTC (Gran Telescopio Canarias) s průměrem 10,4 m, La Palma, Kanárské ostrovy)¹⁰

1.5.2 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.

¹⁰ Zdroj <https://www.quora.com/Which-is-the-worlds-largest-telescope>

K ZAPAMATOVÁNÍ – TYPY DETEKTORŮ**Tabulka 2: 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 hyper-senzibilizace 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

1.5.3 PŘEHLED DETEKTORŮ ZÁŘENÍ POUŽÍVANÝCH V OBORU UVOIR

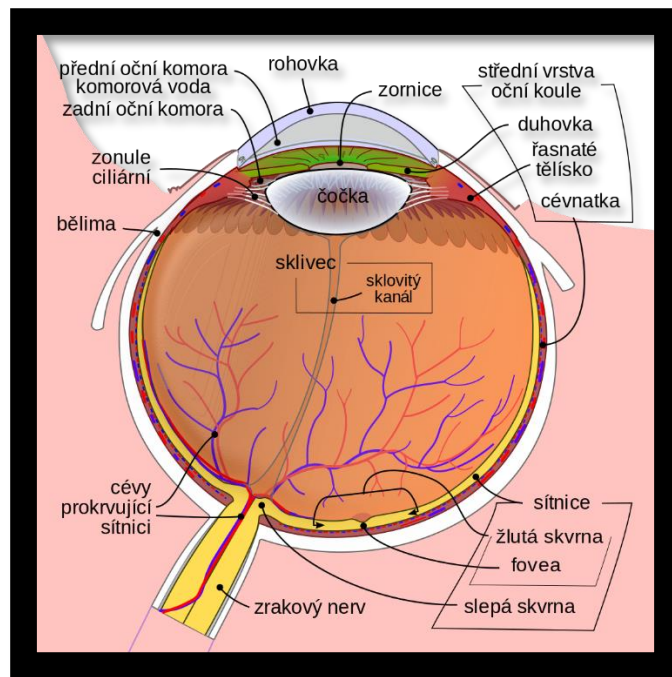
OKO

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 smrštít 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 bio-logickou 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.



Obrázek 12: Schéma lidského oka ¹¹

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

¹¹ Zdroj https://cs.wikipedia.org/wiki/Lidsk%C3%A9_oko#/media/File:Schematic_diagram_of_the_human_eye_cs.svg

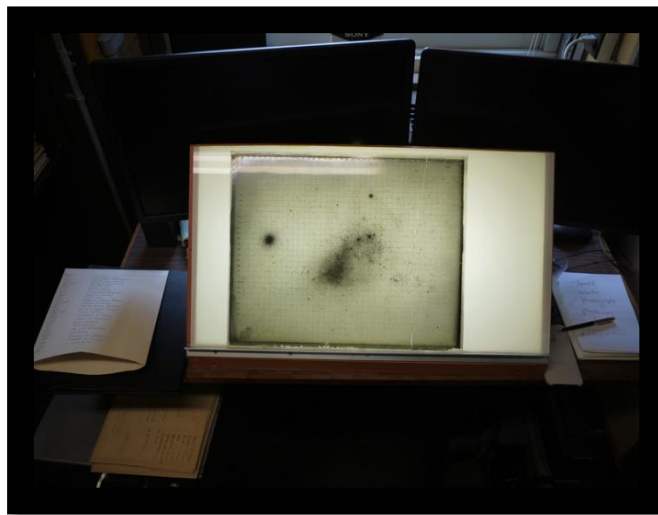
schopni dokonale zaostřit (skotopické vidění), protože se zorničky docela otevřely a světlo do oka vstupuje i okrajovými částmi čočky. Ty totiž mají jinou ohniskovou vzdálenost než střed čočky.

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 vyražené 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.



Obrázek 13: Fotografická deska se snímek Velkého Magellanova mračna, dnes umístěno v harvardském skleněném archivu ¹²

¹² Zdroj <http://www.liahalloran.com/blog/2016/3/21/9mciuvnc70v6cky2mtv64gennqkibf>

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 je-jich 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 a také na 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 po-měrně 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.



Obrázek 14: Technické řešení trubice fotonásobiče.¹³

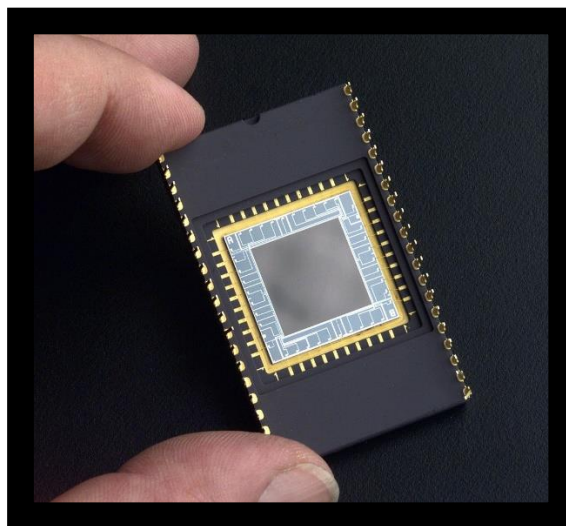
¹³ Zdroj http://www.vikdhillon.staff.shef.ac.uk/teaching/phy217/instruments/phy217_inst_singlepix.html

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.



Obrázek 15: Fotografie CCD chipu, který je zabudován v astronomických CCD kamerách.¹⁴

¹⁴ Zdroj https://en.wikipedia.org/wiki/Charge-coupled_device

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), fotovoltaický článek, termočlánek, fototranzistor, CID, TV trubice, fotovodivostní detektor nebo různé typy bolometrů.

1.6 Ultrafialová astronomie

V ultrafialovém oboru se nachází 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:

- pozůstatky po supernovách,
- velmi horké hvězdy,
- kvazary

1.6.1 HISTORIE

Stručný chronologický přehled milníků UV astronomie:

1801 – Johann Wilhelm Ritter objevil neviditelné záření za modrým koncem viditelného spektra, pojmenoval jej jako oxidující paprsky

1893 – Victor Schumann objevil UV záření s vlnovou délkou pod 200 nm

od 1960 – měření z raket a balónů (např. SCAP/FOCA), při misích (Apollo, Skylab)

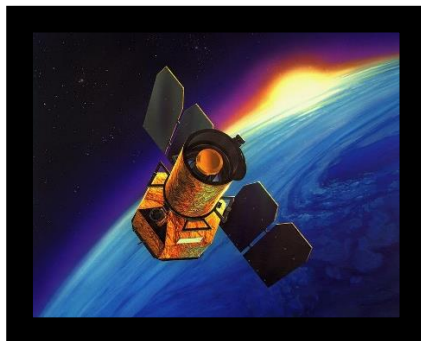
1978 – International Ultraviolet Explorer (IUE), UV spektroskopie, 120 nm až 320 nm

1990 – Hubble Space Telescope (HST), 120 nm až 400 nm

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

1999 – Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer (FUSE), spektroskopie 90 nm až 120 nm

2003 – GALEX (Galaxy Evolution Explorer Mission), 50 cm teleskop



Obrázek 16: Kosmický dalekohled GALEX.¹⁵

¹⁵ Zdroj <https://en.wikipedia.org/wiki/GALEX>

1.6.2 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.

1.7 Rentgenová astronomie

V rentgenovém oboru má své maximum záření absolutně černých těles s teplotou od 106 K do 108 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:

- oblasti horkého a stlačeného plynu,
- plyn v galaktických kupách,
- neutronové hvězdy,
- pozůstatky po supernovách,
- hvězdné koróny.

1.7.1 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 rtg záření sluneční korony
1962 – raketa Aerobee, proporcionalní 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.
1983 – EXOSAT, objev kvaziperiodických oscilací NH a ČD, extragalaktické zdroje
1990 – ROSAT tato mise rozšířila počet zdrojů rtg záření na 125 000
1996 – BeppoSAX, první mise pro energie 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



Obrázek 17: Kosmický dalekohled XMM Newton (kopie ve venkovní expozici Cité de l'espace, Toulouse).¹⁶

1.7.2 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.

1.8 Gama astronomie

V oboru záření gama by mělo své maximum záření absolutně černých těles s teplotou vyšší než 108 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:

- mezihvězdná oblaka, ve kterých se kosmické záření sráží s jádry vodíku,
- akreční disky kolem černých děr,
- neutronové hvězdy a pulzary.

¹⁶ Zdroj <https://en.wikipedia.org/wiki/XMM-Newton>

1.8.1 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 20. století – 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 detailnější gama přehlídku oblohy
- 1991 – Compton Gamma-Ray Observatory (CGRO), systematická gama přehlídka
- 2000 – High Energy Transient Explorer 2 (HETE-2)
- 2002 – INTEGRAL, spolupráce vědců z ČR
- 2004 – Swift, 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

1.8.2 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 párů elektron-pozitron, které opět můžeme registrovat tzv. jiskrovou komorou.



SHRNUTÍ KAPITOLY

V této kapitole se posluchači měli možnost se seznámit s nosiči astronomických informací, zejména s celým oborem elektromagnetického záření. Kromě stručné historie astronomických pozorování v jednotlivých oborech elektromagnetického záření jsou zde uvedeny také základní informace o detektorech záření.



KONTROLNÍ OTÁZKY

1. Jaké jsou hlavní „nosiče“ astronomických informací?
2. Jmenujte hlavní typy detektorů v oblasti UVOIR.
3. Jaké jsou jejich hlavní charakteristiky?
4. Vymenujte hlavní části radioteleskopu.

5. Uveďte vztah pro výpočet rozlišovací schopnosti dalekohledu.

NEZAPOMEŇTE NA ODPOČINEK



Uvařte si dobrý zelený čaj, který můžete osladit trochou medu. Při skutečných nočních astronomických pozorováních se doporučuje právě konzumace čaje nebo horkého moštu.

2 ASTRONOMICKÁ FOTOGRAFIE



RYCHLÝ NÁHLED KAPITOLY

Astrofyzika byla jednou z prvních věd vůbec, která začala využívat fotografického procesu k ryze vědeckým účelům. Byla to zároveň vlastně první metody objektivního (exaktního) záznamu astrofyzikálních informací. Kromě historie se kapitola zabývá základními principy astronomické fotografie a doporučenými pracovními postupy při jejím pořizování. Zvláštní pozornost je věnována digitální fotografii a jejímu porovnání s astrofotografií analogovou. V závěru kapitoly je uvedena řada odkazů na elektronické galerie astronomických snímků



CÍLE KAPITOLY

- Seznámení se s postupy astronomické fotografie
 - Postup při pořizování astronomických snímků
 - Seznámení se s tvorbou renomovaných astrofotografií
-



ČAS POTŘEBNÝ KE STUDIU

2 hodiny



KLÍČOVÁ SLOVA KAPITOLY

Daguerrotypie, astronomická fotografie, fotografický proces, expozice, digitální astrofotografie

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 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 sloučeninu citlivou na světlo suspenzi zrněk 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 zrněk 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, anebo také metodou projekce.

FOTOGRAFOVÁNÍ „Z RUKY“

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

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.



Obrázek 18: Astrofotografie s využitím stativu – stativ by měl být natolik pevný, aby se nechvěl vlivem větru, k expozici je vhodné využít dálkové ovládání

K ZAPAMATOVÁNÍ – EXPOZICE ZE STATIVU

Pro každý objekt můžeme vypočítat maximální expoziční čas, při kterém ještě nebude zna-
telný denní pohyb objektů, a obrazy hvězd na snímku budu ještě bodové. Platí totiž vztah

$$E = \frac{550}{f \cdot \cos \delta},$$

kde E je expoziční čas v sekundách, f je ohnisková vzdálenost objektivu v milimetrech
a δ je deklinace objektu v úhlových stupních.

V tabulce je uveden přehled takto vypočtených expozičních časů pro objektiv s ohniskovou
vzdáleností 58 mm.

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

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 daleko-
hledu. Pokud pracujeme s komerčními výrobky, je takové vybavení nabízeno jako příslu-
šenství montáže nebo dalekohledu.

Je také možné si zakoupit nebo vyrobit tzv. paralaktickou plošinu, která umožňuje při-
pevnění 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.

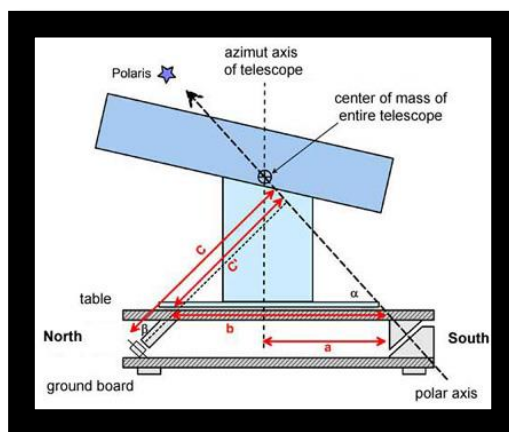


Obrázek 19: Vlevo je technické provedení „na zádech“, které využívá k pohybu fotoaparátu montáž dalekohledu, vpravo je pak samostatná montáž na stativu, která slouží jen k navádění fotoaparátu (korekce denního pohybu)¹⁷



PRO ZÁJEMCE

Podrobný návod a zkušenosti s konstrukcemi a stavbou paralaktických plošin jsou popsány na těchto webových stránkách: http://www.reinervogel.net/index_e.html?Plattform/Plattform_e.html



Obrázek 20: Schéma paralaktické plošiny¹⁸

¹⁷ Zdroj <http://www.astrosurf.com/luxorion/Sciences/photo-piggyback-sabot.jpg> a <http://astro-photos.blogspot.com/2015/01/ioptron-skytracker-astrophotography.html>

¹⁸ Zdroj http://www.reinervogel.net/index_e.html?Plattform/Plattform_e.html

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, redukci 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.



Obrázek 21: Fotoaparát umístěný v ohnisku dalekohledu¹⁹

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.

¹⁹ Zdroj <http://www.fieldtestedsystems.com/starspectra/>

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 redukci, která je nabízena jako příslušenství některých dalekohledů nebo si ji sami zhotovíme. Pak můžeme touto metodou fotografovat nejen planety, ale také objekty vzdáleného vesmíru.



Obrázek 22: Metodu fotografování „za ohniskem“ je možné použít také pro fotoaparáty v mobilních telefonech ²⁰

Takovou metodou je možné také pořizovat snímky digitálními fotoaparáty integrovanými v mobilních telefonech.

2.3 Porovnání klasické a digitální astrofotografie

Přestože klasická fotografie se v astronomii již téměř nepoužívá, některé její vlastnosti nejsou digitální astrofotografií zatím překonány. V následujícím textu jsou velmi stručně popsány silné a slabé stránky každé z těchto technologií.

²⁰ Zdroj <https://www.skyandtelescope.com/astronomy-resources/astrophotography-tips/basic-lunar-ima-ging-031020167/>

KLASICKÁ ASTROFOTOGRAFIE:

Výhody:

- + mnohem větší rozlišení
- + mechanicky odolnější, fotoaparáty mohou být mechanické bez zdroje energie
- + snímek je možné naskenovat k dalšímu digitálnímu zpracování
- + mnohem větší odolnost vůči povětrnostním vlivům

Nevýhody:

- delší expoziční časy
- složité zpracování, výsledek není okamžitě viditelný
- není možná okamžitá korekce

DIGITÁLNÍ ASTROFOTOGRAFIE:

Výhody:

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

Nevýhody:

- menší rozlišení
- závislost na zdroji energie (kritické při nižších teplotách)

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 mohou pomoci, například software IRIS nebo AIP4WIN.

2.4 Inspirace na WWW

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 <http://www.sungazer.net/>

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

Elizabeth Warner <http://www.astro.umd.edu/~warnerem/>

Tom Kennedy <http://www.tomkenedy.org/Astronomy.htm>

Jerry Lodriguss <http://www.astropix.com/>

Jason Ware <http://www.galaxyphoto.com/>

Russel Croman <http://www.rc-astro.com/>

Robert Gendler <http://www.robgendlerastropics.com/>

Michael Covington <http://www.covingtoninnovations.com/astro/>

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



SHRNUTÍ KAPITOLY

Kromě stručného historického přehledu jsou v kapitole popsány principy analogové i digitální astrofotografie a základní postupy při praktické realizaci. Celá pasáž je zaměřena spíše na astrofotografii využívající komerčně běžně dostupné analogové nebo digitální fotoaparáty a účelem je pořízení astrofotografií dokumentárního charakteru nebo snímků s určitou estetickou hodnotou, u kterých se většinou nepředpokládá žádné další vědecké zpracování



KONTROLNÍ OTÁZKY

1. Jak se jmenuje technika pořizování snímků předcházející klasické fotografii a ve kterém století byla použita k zobrazení nějakého astronomického objektu?
2. Jaké různé metody v astrofotografii používáme?
3. Uveďte alespoň dvě výhody a nevýhody klasické astrofotografie.
4. Uveďte alespoň dvě výhody a dvě nevýhody digitální astrofotografie

3 ZÁKLADY POČÍTAČOVÉHO ZPRACOVÁNÍ OBRAZU

RYCHLÝ NÁHLED KAPITOLY



Kromě řetězce procesů, které jsou spojeny s každým praktickým astronomickým pozorováním, se posluchač v této kapitole seznámí také se základními formáty digitálních snímků, které se v astronomii používají. Dále je v kapitole vysvětlen postup základní kalibrace astronomických CCD snímků a stručně popsán jeden z programů, které umožňují efektivní počítačové zpracování astronomických snímků

CÍLE KAPITOLY



- Seznámení s používanými formáty astronomických snímků
 - Kalibrace CCD snímků
 - Základní operace s programem AIP4WIN
-

ČAS POTŘEBNÝ KE STUDIU



1 hodina

KLÍČOVÁ SLOVA KAPITOLY



Obrazový element, formát snímku, CCD snímek, kalibrace, program AIP4WIN

3.1 Úvod

Každé astronomické pozorování je možné schematicky popsat níže uvedenou posloupností dějů a jednotlivých činností:

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

Závěrečná část posloupnosti (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, například pokud pracujeme v tzv. vázaném režimu (2x2, 3x3 atp.), tak se jedná o 4, resp. 9 polovodičových elementů.

Každý pixel je jednoznačně popsán trojicí čísel:

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

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

K 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 nepřehledné 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.

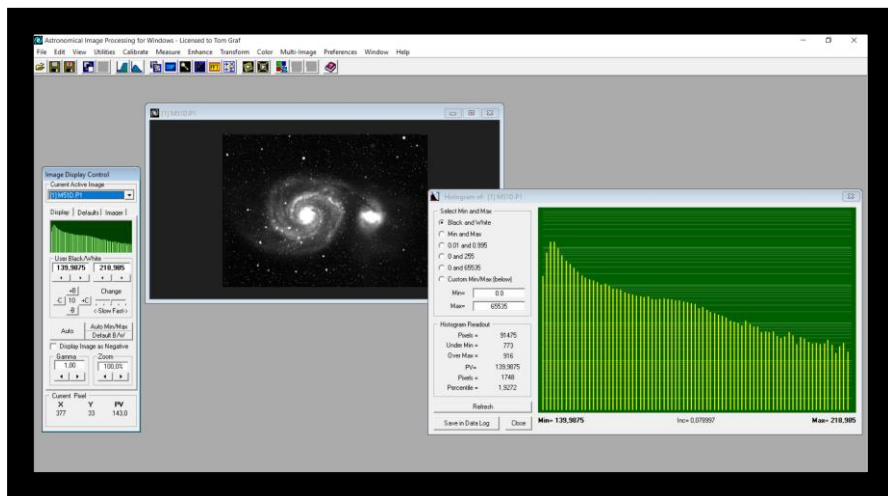
Dark frame – kalibrační snímek, který umožňuje redukovat temný proud odpovídající délce ex-pozice, používáme buď samostatný dark, jehož integrační čas je delší nebo shodný s integračním časem kalibrovaného snímku, případně „master dark“, který získáme zpracováním několika samostatných dark snímků. Tuto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

Flat field (frame) – kalibrační snímek umožňující redukci 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 expozic, „vyhlazení“ snímku, jeho převrácení, transpozice, posun, rotace nebo také výběr části snímku či vytvoření mozaiky z několika snímků.



Obrázek 23: Prostředí ovládacích prvků programu AIP4WIN.²¹

3.4.1 PROGRAM AIP4WIN

FORMÁTY

Velikost snímku je omezena pouze parametry používaného počítače. Program dokáže pracovat se CCD snímky ve formátech FITS (8, 16, 32 a 64-bitů) a barevnými snímky RGB opět ve formátu FITS.

Dokáže také pracovat s tzv. *raw formátem* digitálních fotoaparátů a CCD kamer SBIG, Starlight Xpress nebo Cookbook. Samozřejmě je možné používat i další běžné grafické formáty v jejich barevné i černobílé verzi (TIFF, JPEG, BMP, PNG, PCX, TGA, PICT).

²¹ Zdroj: Berry, R., Burnell, J.: *The Handbook of Astronomical Image Processing*, ISBN 978-0943396828

MOŽNOSTI ZOBRAZOVÁNÍ

- Jsou omezeny pouze velikostí monitoru a grafické karty PC.
- Prakticky neomezené hodnoty černobílého zobrazení; rozsah 10^{-32} až 10^{+32} .
- Přesné nastavení černobílých hodnot zobrazení (sedm desetinných míst).
- Automatický histogram zobrazení všech obrazových dat.
- Plně barevný displej pro všechny obrázky v barevném formátu.
- Nastavení zvětšení z minima 16,7 % na maximum 1600 %
- Bezproblémové nastavení přesného zvětšení (na 0,1 %).
- Možnost „zoomu“ libovolné části obrazu.
- Klik na pravé tlačítko myši – automatické centrování libovolné části obrazu. Automaticky vycentrovaný obraz zůstává centrován i po „zoomu“.
- Možnost negativu na displeji jako dalšího snímku (bílá obloha, černé hvězdy).
- Uživatelské nastavení vlastností pro používaný fotoaparát (velikost pixelů, zisk, čtecí šum).
- Klik pravým tlačítkem myši – zobrazení statistiky obrázků.

FUNKCE KALIBRACE OBRAZU

- Nastavení pro automatickou kalibraci podporuje základní, standardní a pokročilé protokoly kalibrace.
- Automatická kalibrace jedním kliknutím: základní, standardní a pokročilé kalibrace, včetně korekce.
- Základní kalibrace provádí odečítání „dark“ snímků; lze použít jeden nebo více snímků s kombinací průměrem nebo mediánem hodnot.
- Standardní kalibrace provádí korekci „dark“ snímků a „flat“ snímků.
- Integrovaná je korekce vad, defektů bodů, skupin pixelů a sloupců v detektoru CCD.
- Možnost uložení snímku bias, dark frame i flat field pro pozdější použití; nástroj k vytvoření kalibrační knihovny.

- Možnost automatické kalibrace s nástrojem *Multi-Image Auto Process Deep-Sky*, nástrojem *Multi-Image Photometry* a dalšími nástroji.
- K dispozici jsou také „ruční“ kalibrační funkce.

FUNKCE PRO VYLEPŠENÍ OBRAZU

Funkce pro vylepšení obrazu mohou být aplikovány na stupně šedi a barevné obrázky.

- Operace „pixelové matematiky“ zahrnují: přidání, odečítání, násobení, dělení, přirozený logaritmus, dekadický logaritmus, exponenciální funkce, druhá odmocnina, funkce hvězdné velikosti: $A - 2.5 \log(x)$.
- Operace s pixely zahrnují také funkce: invert, min-max, korekce posunu.
- Tvarování histogramu (specifikace výstupního histogramu) s automatickým dohledáním koncového bodu; výběr z exponenciálních, Rayleighových, Gaussových, tečných, sinusových, hyperbolických histogramů; volba výstupního rozsahu, náhledové okno.
- Automatická rychlá Fourierova transformace
- Celá sada konvolučních filtrů: Crispin, Sharpen, Smooth, Blur, Sobel, Prewitt, Laplacian, Gradient, Emboss (3x3), Emboss (5x5), Bas-relief. Možnost uložit vlastní koeficienty filtrů.
- Nástroj Gaussian Blur: poloměr rozmazání se pohybuje od 0,1 do 40 pixelů.
- Gaussian Unsharp Mask: poloměr masky se pohybuje od 0,1 do 40 pixelů; uživatelsky nastavitelná kontrastní podpora; volitelné parabolické, trojúhelníkové nebo kosinové rozostření.
- Wavelet Spatial Filter: Jedinečně přizpůsobitelný nástroj pro zostření, změkčení a zlepšení rozlišení. Zvyšuje množství detailů bez tmavých kroužků kolem hvězd. Možnost uložení profilu filtru.
- Rank-Process Tool: nástroj pro odhalení skrytých detailů, minimálního, maximálního a středního mediánu.
- Smooth Background: umožňuje přesné upravení šumu pozadí oblohy.
- Sharpen High Values: úprava ostrotí jasných částí obrazu pomocí masky bez zvýšení šumu pozadí oblohy.
- Local Adaptive Sharpening: Adaptivní vylepšení vlastností obrazu pomocí slabého ostření oblastí, které jsou již ostré a silného zostření oblastí, které vyžadují větší ostrost.

- Extreme Value Operator: adaptivně změkčuje jednotné plochy a zlepšuje strukturu okrajů v oblastech s ostrou hranou konstrukce.
- Noise Filter: odstraňuje pixely s mimořádně nízkou hodnotou a vysokou hodnotou; odstraňuje impulsní šum, filtruje chladné a horké pixely.
- Kompletní sada klasických morfologických operátorů
- Topographic Lighting Tool: vytváří vizuálně přesvědčivé basreliéfní obrázky na základě modelu difúzního osvětlení.
- Constant Sigma Scaling: nástroj k redukci zrnitosti obrazu.
- Wavelet Iterative Noise Filter: používá se pro snímky se známými charakteristikami CCD, které mohou odstranit šum při zachování všech statisticky významných vlastností obrazu bez rozmazání jemných detailů. Výsledky jsou úžasné; ale vyžaduje detailní znalost parametrů kamery.
- Wavelet K-Sigma Noise Filter: používá se ke snížení šumu snímků, pro které neexistuje žádný přesný model šumu.
- Fast Fourier Transform Tools: pokročilé a výkonné metody zpracování obrazu ve frekvenčním prostoru.

FUNKCE PRO ZPRACOVÁNÍ BAREVNÉHO OBRAZU

- Color Image Tool: nástroj pro úpravu vzhledu barevných obrázků. Automatické vyvážení bílé barvy s nastavitelnými parametry; možnost nastavení kanálů azurová-červená, purpurová-zelená, žluto-modrá; saturace a vyhlazení barev.
- Split Colors: rozdělí barevné obrázky do červených / zelených / modrých (RGB) kanálů pro další zpracování.
- Color Calculator: nástroj pro dosažení přesného vyvážení bílé barvy pomocí snímků slunečního typu G2V jako standardu bílého světla. Umožňuje kompenzovat různou atmosférickou extinkci pro různé barevné kanály.
- Proces RGB: umožňuje rychlou registraci červených / zelených / modrých obrazů subpixelů a použití váhy vyvážení bílé.
- Proces CMY: umožňuje rychlou registraci subpixelů sady azurových / purpurových / žlutých obrazů a použití váhy vyvážení bílé.
- Funkce RGB-> Barva a LRGB-> Barva: dvě funkce pro rychlé experimenty s kombinací barev.

- Join Colors Tool: slouží ke kombinování obrazových souborů RGB, LRGB a LLRGB do barev. Automatické vyvážení bílé barvy s přizpůsobitelnými parametry
- Color Effects Tool: kombinace výkonných a užitečných nástrojů pro zpracování barev: změna sytosti, vyvážení barev, atp.
- False Color Image: transformuje jakýkoli snímek – odstíny šedi nebo barvy do brilantních barev. Použijte k vylepšení jemných detailů.
- Bayer Array Tools: kompletní sada funkcí pro konverzi snímků RAW, CRW, NEF z astronomických CCD kamer na barevné obrázky.
- Convert Color to Bayer: konvertuje barevný obraz na obrázek RGGB (Bayerova maska).

FUNKCE TRANSFORMACE OBRAZU

- Flip and Flop: převrací obraz zleva doprava, shora dolů.
- Translate, Rotate, Scale: dává uživateli úplnou kontrolu nad přesouváním, otáčením a změnou velikosti obrazu s přesností lepší než je pixel. Otočení kolem libovolného bodu; posun o celé nebo částečné pixely; z 50% na 200%.
- Resample: mění velikost v procentech od 10% do 1000% (na čtyři desetinná místa); nebo zadáním výsledné velikosti obrazu v pixelech, zachová poměr stran.
- Float: přidá pixel kolem okraje obrázku.
- Crop: k určení velikosti ořezu použijte myš nebo zadání počtu pixelů.
- Center Planet: přesné centrování snímků planet; centrování na 0,1 pixelu.
- Rotate 90 or 180 degrees: rychlý algoritmus pro otočení obrázků.

FUNKCE PRO ÚPRAVU OBRÁZKŮ

- Kopírování aktuálního snímku (uchovává data pro experimentování).
- Kopírovat obraz do schránky Windows; vložit obrázek ze schránky Windows.
- Změnit hodnoty pixelu nebo podle vybrané oblasti (Pixel Pusher).
- Korekce gradientu pomocí modelu Plane, Hot Spot nebo Rubber Sheet model.
- Automatické prolínání / opravy defektů obrazu (Patch Tool).
- Automatické opravy / nahrazení poškozených hvězd (Fat Star Fixer Tool).

- Automatické korekce gradientů (nástroj Rolling Pin).
- Automatická korekce složitých přechodů (nástroj Sky Background Fixer Tool).
- Přidání Gaussovského šumu (od 10^6 ADU po 10^{-6} ADU).
- Vytváření umělého obrazu (kompletní sada nástrojů pro vytváření objektů oblohy, hvězd a vzdálených objektů).
- Syntetická simulace obrazu CCD Poissonova šumu, tmavého proudu, prachových zrn (mají tvar polské koblíhy) a vinetace.
- Automatická korekce efektu žaluzie (na některých fotoaparátech CCD).
- Editace hlavičky FITS; nástroje pro úpravu souboru, povinné řádky jsou chráněny.

FOTOMETRIE, ASTROMETRIE A FUNKCE MĚŘENÍ OBRAZU

- Statistics: klepněte pravým tlačítkem na libovolný obrázek a zobrazíte vlastnosti snímku: velikost, typ kamery, velikosti pixelů, vlastnosti zobrazení, stav a historii zpracování. Statistické vlastnosti zahrnují minimální, střední, střední, maximální, průměrnou odchylku, standardní odchylku atp.
- Histogram: Zobrazuje histogram obrazu; ukazatel myši poskytuje hodnotu pixelu a jeho percentil. Logaritmická stupnice zobrazuje dynamický rozsah od 1 do 100 000 pixelů.
- Magnifying Glass: detail snímku, pohyb po snímku – myší, zvětšení 200% až 1600%.
- Pixel Tool: Okamžité čtení z libovolné oblasti vybrané myší; volba kulatých, obdélníkových a pevných kruhových a čtvercových prstenců. Výstup: lokalizace zvolené oblasti, minimální, střední, maximální, medián, odchylka a směrodatná odchylka. Klepnutím uložíte výsledky do Data Log.
- Star Image Tool: tento nástroj najde přesné umístění, velikost a rozsah hodnot pixelů kotoučku hvězdy. Vynese profil obrazu hvězdy a určí odchylku od kruhového tvaru.
- Distance Tool: dokáže změřit vzdálenost a úhel mezi obrazy dvou hvězd. Měří vzdálenost a polohový úhel dvojhvězd nebo polohy přirozených družic, jak obíhají svou planetu.
- Profile Tool: při pohybu myši mezi libovolnými dvěma body a zobrazí graf průřezu hodnot pixelů na spojnici těchto dvou bodů. Rozsah je možné volit automaticky nebo provede vykreslení mezi aktuálním nastavením černé / bílé.
- Astrometrie: určuje souřadnice objektů s využitím poloh jiných hvězd v obraze jako referenčních. Typické výsledky lepší než 1 úhlová vteřina. Lze využít k měření souřadnic

supernov, nově objevených asteroidů a lokalizace a identifikace proměnných hvězd. Je to funkce používaná i profesionálními astronomy.

- **Single-Star Photometry Tool:** měří jasnost kotoučků hvězd, integruje jasnost hvězdy v centrálním otvoru a určí jasnost pozadí oblohy integrací „prstence“ obklopující obraz hvězdy. Poskytuje veškeré informace potřebné pro přesné vědecké měření hvězdné velikosti; široce využívané amatérskými astronomy a pozorovateli proměnných hvězd.

- **Single Image Photometry Tool:** měří rozdíly mezi obrazy hvězd a funkce je použitelná pro sledování změn jasnosti hvězd a asteroidů. Měří vždy jednu proměnnou hvězdu /nebo jiný objekt) a několik porovnávacích hvězd. Výsledky jsou dostatečně přesné, aby bylo možné měřit tranzity exoplanet, kdy pokles jasnosti činí pouze 1 %!

- **Multi-Image Photometry Tool:** tato funkce je určena pro diferenciální fotometrii série snímků, které zobrazují změny jasnosti za nějaký časový úsek. Automatizuje zpracování měření/pozorování; je používána astronomy pozorujícími proměnné hvězdy, novy, supernovy nebo planety.

Extractive Photometry Tool: automaticky měří nekorigovanou instrumentální jasnost každé hvězdy na CCD snímku. Jedná se o nástroj pro astronomy, kteří chtějí konstruovat např. H-R diagram ze snímků pořízených v různých oblastech vlnových délek („barvách“).

- **Spektroskopy:** konvertuje dvojrozměrné spektrum, které může být získáno přes hranol nebo difrakční mřížku do podoby spektra s odečtenou hodnotou pozadí. Pro astronomy, kteří chtějí provádět spektrální klasifikaci hvězd.

NÁSTROJE ZPRACOVÁNÍ CCD A ZPRACOVÁNÍ OBRAZU

- **Characterize CCD Camera Tool:** kompletní a snadno použitelný modul pro určení proudu, šumu vyčítání chipu a linearity astronomické CCD kamery.

- **CCD Calculator:** vypočte zorné pole a rozlišení pro všechny standardní CCD kamery a digitální fotoaparáty.

- **Julian Day Calculator:** převede libovolné datum na Juliánské datování, které používají např. pozorovatelé proměnných hvězd.

- **SNR Calculator:** modeluje výkonnost CCD kamer na základě doby expozice, temného proudu, „flat fields“ a počtu snímků. Umožňuje optimalizovat využití pozorovacího času.

- **AIP4Win Customize:** možnost nastavení důležitých výchozích hodnot programu.

- **Nástroj Set Directories Tool** nastavuje výchozí umístění pro snímky, kalibrační snímky a astrometrické katalogy.

SHRNUTÍ KAPITOLY



Astronomické pozorování je možné prezentovat jako posloupnost různých činností, pokud pořizujeme při pozorování digitální záznam/snímek, je na konci tohoto procesu jeho zpracování. Astronomické snímky mohou být v různých digitálních formátech, jedním z rozšířených standardů je formát FITS. Nejprve je nutné snímek kalibrovat (postup je v kapitole popsán podrobněji) a poté je možné s ním dále pracovat s využitím různých výpočetních programů. Program, který je na konci kapitoly popsán podrobněji, se jmenuje AIP4WIN a jsou zde popsány jeho základní funkce.

KONTROLNÍ OTÁZKY



1. Uveďte základní formáty, které se používají k digitálnímu záznamu obrazu.
 2. V čem spočívá kalibrace CCD snímku?
 3. Jaké je hlavní možné využití programu AIP4WIN?
-

4 ZÁKLADY ASTRONOMICKÉ FOTOMETRIE



RYCHLÝ NÁHLED KAPITOLY

Kromě vysvětlení základních používaných veličin a pojmů kapitola obsahuje přehled fotometrických systémů používaných pro astrofyzikální měření (pozorování) a také stručný úvod do CCD fotometrie.



CÍLE KAPITOLY

- Zavedení a vysvětlení základních veličin používaných ve fotometrii
 - Orientace v používaných fotometrických systémech
 - CCD fotometrie
-



ČAS POTŘEBNÝ KE STUDIU

4 hodiny



KLÍČOVÁ SLOVA KAPITOLY

Hvězdná velikost, zářivý výkon, bolometrická jasnost, CCD fotometrie

4.1 Základní pojmy

Zářivý výkon

Hvězdy můžeme s dostatečnou přesností považovat za izotropní zdroje elektromagnetického záření. Jejich celkový zářivý výkon L , který je dán energií vyzářenou ve všech vlnových délkách za jednotku času, se vyjadřuje ve watttech 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 prostorového úhlu o velikosti 1 steradiánu (jednotkou je $W sr^{-1}$). 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 $W m^{-2}$). Pokud označíme vzdálenost od zdroje záření jako r , pak platí jednoduchý vztah:

$$I = r^2 F \text{ a dále pro izotropní zářiče také vztah } L = 4\pi r^2 F .$$

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 vztahem, který nazýváme Pogsonovou rovnicí:

$$m = -2,5 \log \frac{j}{j_0},$$

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:

$$m_{bol} = m_V + BC,$$

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 nepřímě 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:

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

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

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

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:

$$m - M = 5 \log r - 5 = -5 \log \pi - 5,$$

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 představují vždy jen určité kompromisní řešení.

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. Používané 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 širokopásmo-vých 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 infračervené 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 použít k určení výšky Balmerova skoku, a navíc se překrývá s filtrem *B*. Také z těchto důvodů začal být používán středněpásmový systém *uvby*, který navrhl Strömgren.

Je tvořen čtyřmi filtry:

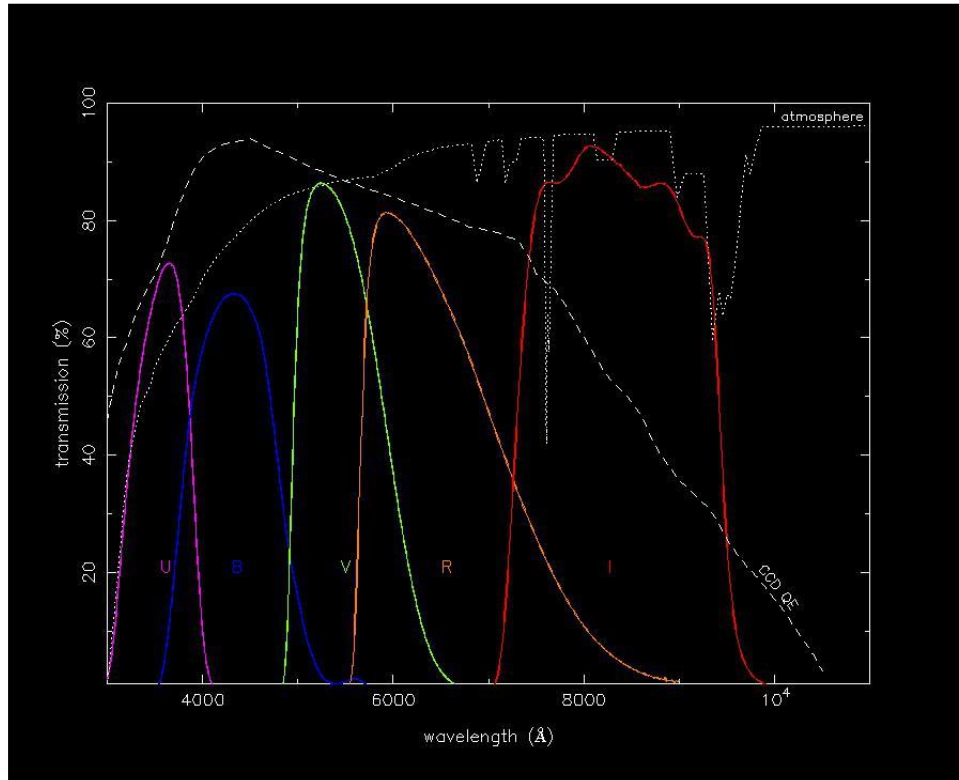
u – pološířka 34 nm, maximum 350 nm,

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 vodorovné 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 24: Propustnosti filtrů UBVRI, v horní části diagramu je znázorněna propustnost zemské atmosféry²²

ŽENEVSKÝ SYSTÉM

Sedmibarevný ženevský systém představuje kombinaci širokopásmového a středněpásmového fotometrického systému. Jeho barvy UBVI jsou obdobou johnsonovských UBVI, navíc však obsahuje užší filtry (B1, B2, V1 a G), které se nacházejí v oblastech barev B a V.

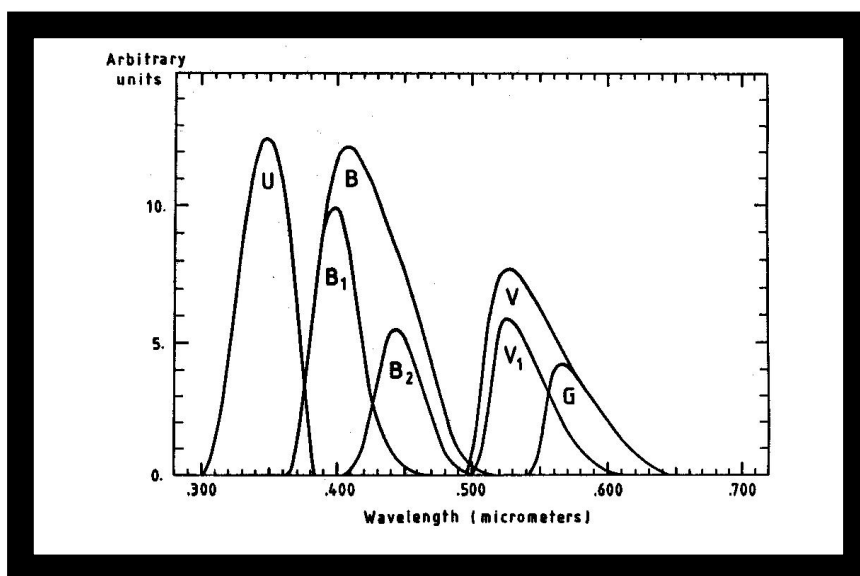
SYSTÉM INTERNATIONAL HALLEY WATCH (IHW)

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 HP a dvou systémech Tycho: BT a VT zhruba odpovídajících svým johnsonovským předlohám.

²² Zdroj http://www.vikdhillon.staff.shef.ac.uk/teaching/phy217/instruments/phy217_inst_photsys.html



Obrázek 25: Ženevský systém - propustnosti jednotlivých filtrů²³

4.3 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 do-stupná 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 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

²³ Zdroj <https://www.sciencedirect.com/science/article/pii/S138764739900041X>

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.



SHRNUTÍ KAPITOLY

V kapitole jsou zavedeny základní fotometrické veličiny, např. zářivý výkon, hvězdná velikost, absolutní hvězdná velikost atp. Fotometrické filtry se podle pásma propustnosti dělí do tří skupin. Podrobněji jsou zde popsány ty nejpoužívanější fotometrické systémy a jsou uvedeny jejich největší výhody i možná úskalí jejich používání. Velmi stručně je v kapitole vysvětlena problematika CCD fotometrie.



KONTROLNÍ OTÁZKY

1. Jak je definována veličina *hvězdná velikost*?
2. Co je to *Pogsonova rovnice*? Napište ji a vysvětlete.
3. Co je to *absolutní hvězdná velikost*?

4. Jaké rozesnáváme typy fotometrických systémů?
 5. Jak je definován Johnsonův fotometrický systém?
 6. Jak postupujeme při fotometrických měřeních těles s vlastním pohybem?
-

NEZAPOMEŇTE NA ODPOČINEK



Dvacetiminutová procházka lesem nebo městským parkem se i v hektickém zkouškovém období do časového harmonogramu vejde a zvýší efektivitu přípravy. Stačí už jen vyzkoušet!

5 ASTROMETRICKÁ MĚŘENÍ



RYCHLÝ NÁHLED KAPITOLY

Tato krátká kapitola shrnuje přehled astrometrických katalogů a popisuje postup astrometrického měření CCD snímku oblohy.



CÍLE KAPITOLY

- Astrometrické katalogy
 - Určení polohy objektu
-



ČAS POTŘEBNÝ KE STUDIU

1 hodina



KLÍČOVÁ SLOVA KAPITOLY

Astrometrický katalog, geometrie snímku, konstanty snímku, výpočet polohy

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 čtvereční!)
- 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 nejpresnějším 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 čtvereční, 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:

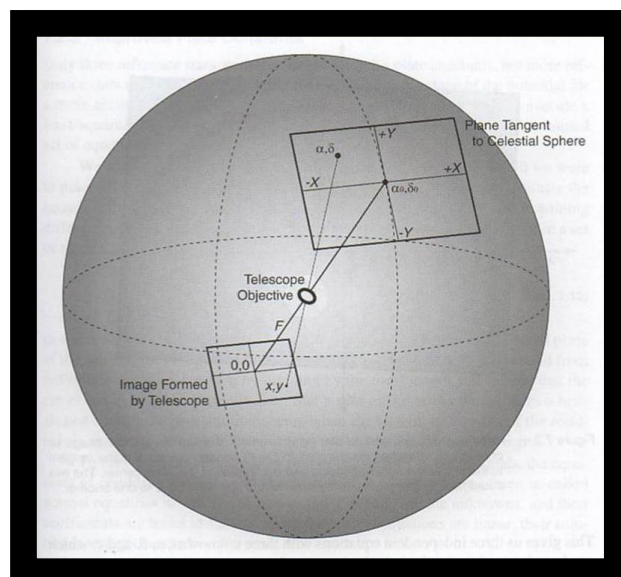
$$X = \frac{\cos \delta \sin(\alpha - \alpha_0)}{\cos \delta_0 \cos \delta \cos(\alpha - \alpha_0) + \sin \delta_0 \sin \delta}$$

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

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

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

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

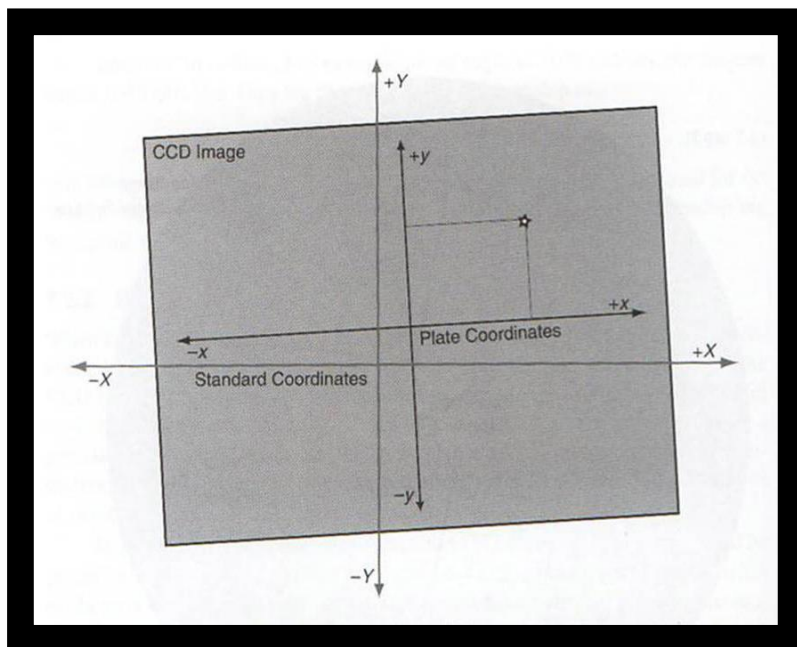


Obrázek 26: Znázornění roviny tečné k hvězdné obloze a veličin použitých v uvedených vztazích²⁴

$$X = ax + by + c,$$

$$Y = dx + ey + f,$$

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.



Obrázek 27: Souřadnice snímku a projekce astronomických souřadnic do CCD snímku.²⁵

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

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

²⁴ Zdroj: Berry, R., Burnell, J.: *The Handbook of Astronomical Image Processing*, ISBN 978-0943396828

²⁵ Zdroj: Berry, R., Burnell, J.: *The Handbook of Astronomical Image Processing*, ISBN 978-0943396828

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.

SHRNUTÍ KAPITOLY



Kapitola popisuje způsob, jak je možné pro libovolný objekt, který se nachází na pořízeném CCD snímku, určit jeho astronomické souřadnice (přesnou polohu).

KONTROLNÍ OTÁZKY



1. Co je to fundamentální katalog?
 2. Jaký je postup při přesném stanovení astronomických souřadnic objektu na CCD snímku?
-

6 ZÁKLADY ASTRONOMICKÉ SPEKTROSKOPIE



RYCHLÝ NÁHLED KAPITOLY

Kapitola začíná velmi krátkým historickým úvodem, je vysvětlena fyzikální koncepce záření absolutně černého tělesa a popsány základy jednoparametrické i dvouparametrické spektrální klasifikace hvězdných spekter. V části věnované praktické spektroskopii jsou popsány filtry a základní druhy spektrografů. Pro zpracování spekter je podrobněji popsán balík programů IRAF, který je jedním z nástrojů použitelných pro tento účel.



CÍLE KAPITOLY

- Seznámení se základy spektrální klasifikace
 - Získat přehled o spektrografech
 - Seznámit se se SW ke zpracování astronomických spekter
-



ČAS POTŘEBNÝ KE STUDIU

6 hodin



KLÍČOVÁ SLOVA KAPITOLY

Záření AČT, Harvardská klasifikace, Morganova-Keenanova klasifikace, HR diagram, spektrografy, IRAF

6.1 Historická poznámka

Spektroskopie bývá nazývána „srdcem astrofyziky“ a je to dodnes jeden z hlavních nástrojů pozorovací astrofyziky, protože právě spektroskopická pozorování umožňují porov-

návat 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): $E = h\nu$, 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 vztah $\Phi_e = \sigma T^4 S$, kde σ je Stefanova konstanta, $\sigma = 5,670 \cdot 10^{-8}$ [W m⁻² K⁻¹]. Stefanův zákon popisuje souvislost celkového množství vyzařené 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:

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

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 zákoně zanedbat a pak přechází tento vztah do podoby tzv. Wienova zákona: $B_\nu(T) = 2h\nu e^{\frac{h\nu}{kT}}$.

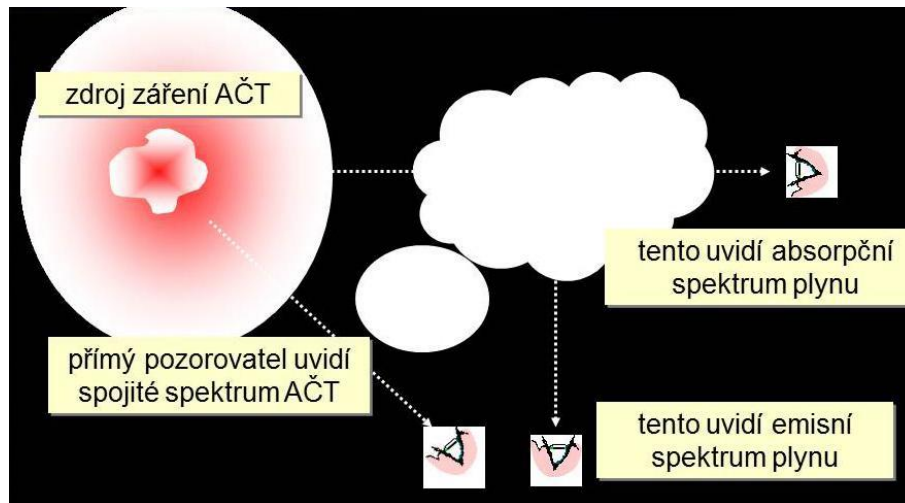
Záření naprosté většiny hvězd je možné v prvním přiblížení považovat za záření AČT. Velikost a tvar tzv. *plankovské křivky* udává informaci o teplotě zářícího tělesa.

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 „zslabeny“ oproti hodnotě odpovídající záření AČT důsledkem absorpce prostředím v prostoru mezi zdrojem a pozorovatelem,
3. **emisní spektrum** – jedná se o diskrétní oblasti nebo v obecné podobě pak o „nadbity“ oproti záření AČT v určitých částech spojitěho 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.



Obrázek 28: Vliv geometrického uspořádání polohy zdroje, prostředí a pozorovatele na druh pozorovaného spektra.²⁶

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, 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

²⁶ Zdroj: <http://astronomy.swin.edu.au/sao/story/downloads.xml>

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.

6.4.1 HARVARDSKÁ KLASIFIKACE

V roce 1890 Pickering a Flemingová rozšířili posloupnost spektrálních tříd od bílých hvězd třídy A s nejsilnějšími čarami vodíku až po nejchladnější červené označované jako třída Q. Později bylo zjištěno, že některé třídy jsou nadbytečné a jiné je nutno v klasifikaci přesunout jinam a tak vznikla 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.

Již 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.

6.4.2 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:

- a) hvězda hlavní posloupnosti, kde $g = 1,1g_s$,
- b) běžný obr, pak je $g = 1,4 \cdot 10^{-2}g_s$,

c) 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 spektra hvězdy doplňuje o tzv. *luminozitní třídu*:

Ia – jasní veleobři

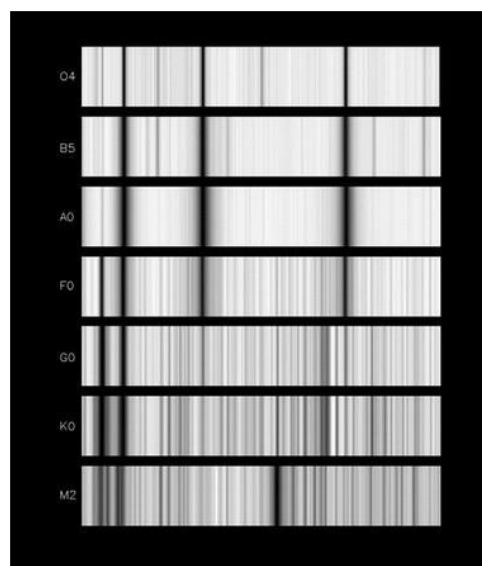
Ib – veleobři

II – nadobři III – obři IV – podobři

V – hvězdy hlavní posloupnosti VI – podtrpaslíci

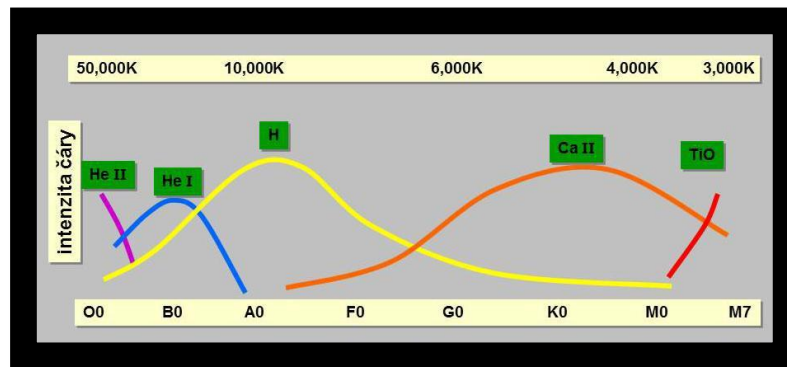
VII – bílí trpaslíci

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.

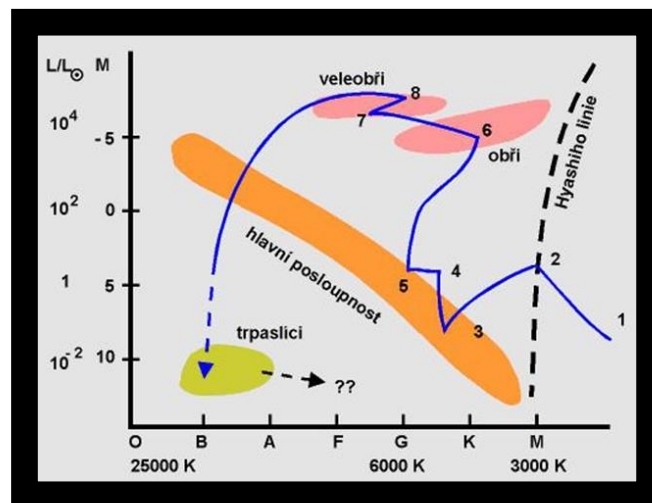


Obrázek 29: Harvardská spektrální klasifikace.²⁷

²⁷ Zdroj: http://astro.hopkinsschools.org/course_documents/stars/spectral_classes/spectral_classes.htm



Obrázek 30: Intenzita spektrálních čar některých látek v závislosti na teplotě atmosféry hvězdy.²⁸



Obrázek 31: Schematický HR diagram, modrá linie znázorňuje evoluční dráhu hvězdy o hmotnosti Slunce.²⁹

6.4.3 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 zřetelně odlišitelné skupiny hvězd stejné luminozitní třídy a tedy většinou i shodného evolučního stadia.

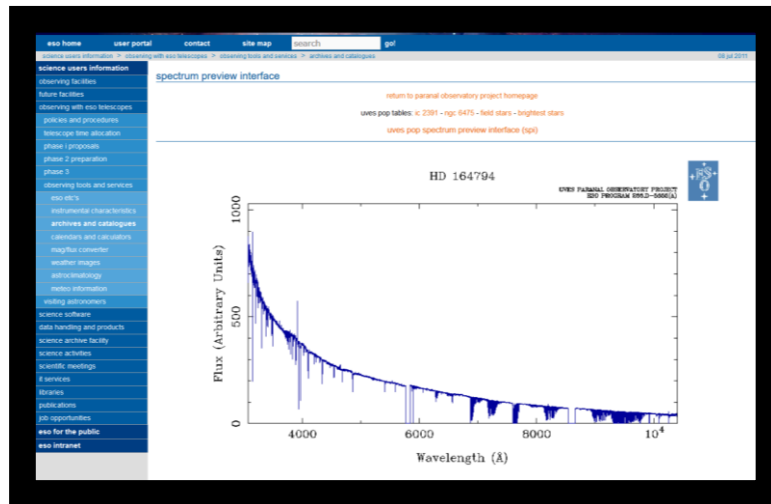
²⁸ Zdroj: <http://astronomy.swin.edu.au/sao/story/downloads.xml>

²⁹ Zdroj: <http://astronomy.swin.edu.au/sao/story/downloads.xml>

6.4.4 ATLASY HVĚZDNÝCH SPEKTER

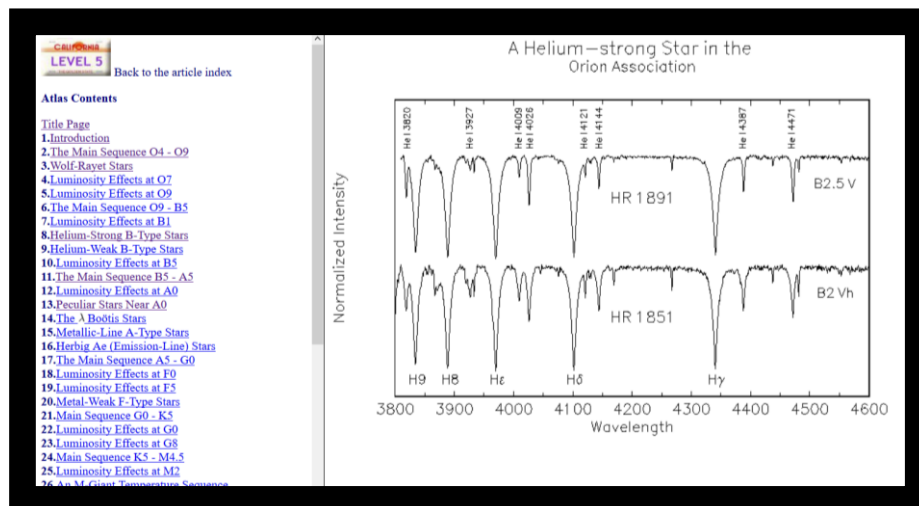
Na internetu jsou dostupné databáze spekter například na těchto portálech:

- **A Library of High-Resolution Spectra:**
<http://www.sc.eso.org/santiago/uvespop/>



Obrázek 32: Knihovna spekter ESO.³⁰

- **A Digital Spectral Classification Atlas:**
<http://nedwww.ipac.caltech.edu/level5/Gray/frames.html>



Obrázek 33: Rozhraní online atlasu spekter.³¹

³⁰ Zdroj: http://www.eso.org/sci/php/tools/uvespop/bin/read-spectra.cgi?star_ID=164794&star_NAME=164794&star_HDN=164794&out_FOR-MAT=gif&wave_LO=3070&wave_HI=10399&sa=Plot

³¹ Zdroj: <http://ned.ipac.caltech.edu/level5/Gray/frames.html>

- **Spektrální atlas:**

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



Obrázek 34: Harvardský spektrální atlas – webové rozhraní.³²

6.4.5 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:

$$R = \frac{\lambda}{\delta\lambda},$$

kde λ je pozorovaná vlnová délka a $\delta\lambda$ nejmenší rozlišitelný interval vlnových délek v jejím okolí. Pojem „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.**

³² Zdroj: <https://www.cfa.harvard.edu/~pberlind/atlas/atframes.html>

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 UBVRJHK systém. Podrobněji viz kapitola věnovaná fotometrii.

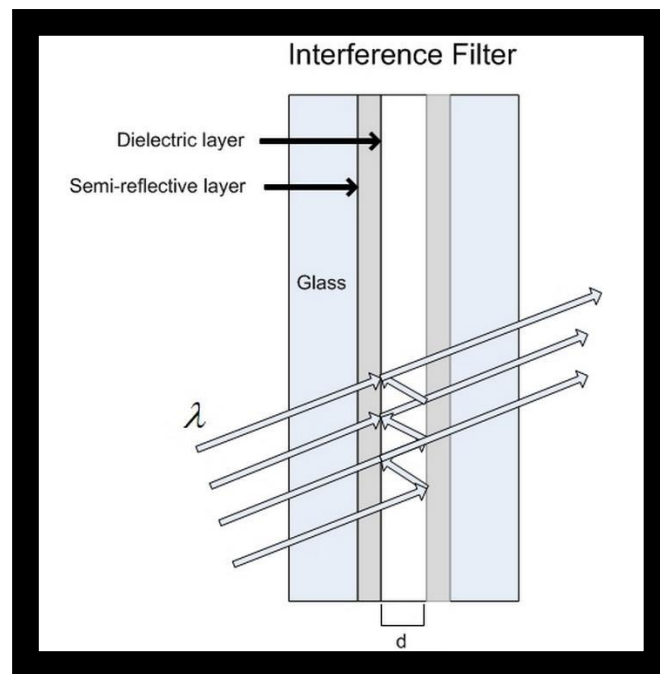
Jinou možností jsou interferenční filtry, které jsou řešeny napařením tenké vrstvy (cca 10 nm) kovu na skleněnou desku. Konstruktivní interference pak vytvoří úzké, ostře definované pásmo propustnosti. Příkladem může být Fabry-Perotův dvouvrstvý filtr. Pro procházející záření platí vztah:

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

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 vztah:

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



Obrázek 35: Schéma interferenčního filtru.³³

³³ Zdroj: <http://astronomy.swin.edu.au/sao/story/downloads.xml>

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

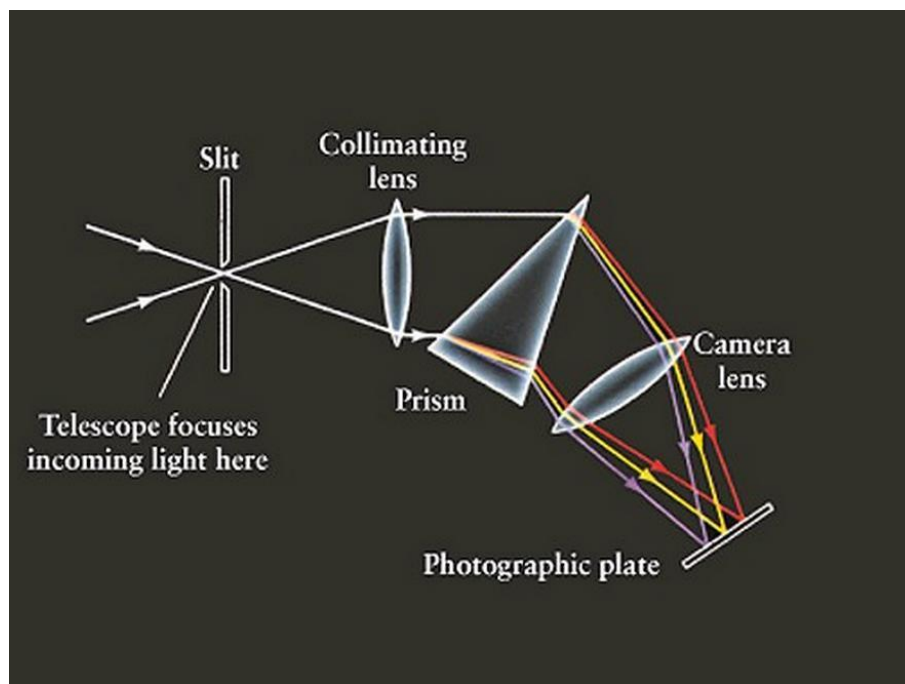
Hranolové spektrografy

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

$$R = B \frac{dn}{d\lambda},$$

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 pořízení 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.



Obrázek 36 Schéma hranolového spektrografu ³⁴

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:

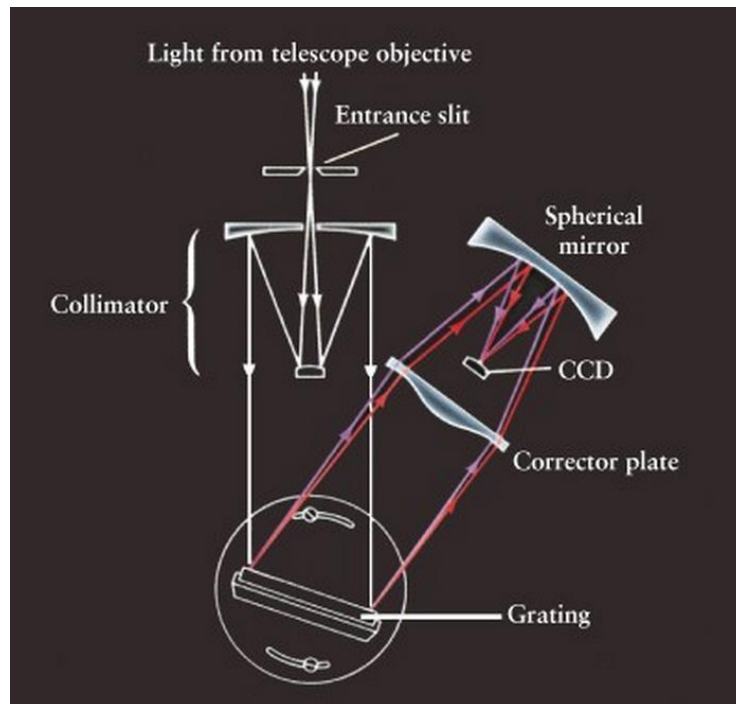
$$f_1 = \frac{\sin^2(\pi\alpha)}{(\pi\alpha)^2}, \alpha = \frac{a \sin \theta}{\lambda}$$

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

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 !

³⁴ Zdroj: <http://astronomy.swin.edu.au/sao/story/downloads.xml>



Obrázek 37 Schéma mřížkového spektrografu.³⁵

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).

6.4.6 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 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

³⁵ Zdroj: <http://astronomy.swin.edu.au/sao/story/downloads.xml>

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*)
- *sapertures* - 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), do spektrálního souboru
- *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 jmenoprocedure*, kde kromě popisu syntaxe nalezneme i řadu praktických příkladů použití příkazu. Některé programy tohoto balíku vyžadují ke svému spuštění grafické prostředí, například procedura *plot* (na to je nutné pamatovat a spouštět *IRAF* např. v shellu „xgterm“).

Grafická nádstavba *spectool*

Velice příjemnou nádstavbou ke zpracování spekter je program *spectool*, který lze spustit po-sloupností příkazů *guiapps*, *spt* a *spectool*. *Spectool* je interaktivní prostředí umožňující uživateli ovládání 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, rádiální 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 ovládání 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.

Stručný přehled jednotlivých příkazů a funkcí 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 zobrazení výsledků ze souboru *log* a nastavení souboru *log*

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 k zobrazení více spekter do jednoho grafu

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

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 krátké 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.



SHRNUTÍ KAPITOLY

Spektrální klasifikace, ať už jednoparametrická nebo dvouparametrická MK klasifikace, je jedním ze silných nástrojů moderní astrofyziky. V kapitole jsou uvedeny vlastnosti hvězd jednotlivých spektrálních tříd. V části věnované praktické spektroskopii jsou přehledně představeny různé typy spektrografů a také SW vybavení, které umožňuje zpracování astronomických spekter (IRAF).



KONTROLNÍ OTÁZKY

1. Jaké jsou základní vlastnosti AČT?
2. Co je to Harvardská spektrální klasifikace?
3. Vyjmenujte jednotlivé spektrální třídy.

4. Co to jsou luminozitní třídy?
 5. Jaké typy spektrografů se používají pro astrofyzikální spektroskopii? Uveďte jejich základní fyzikální a konstrukční vlastnosti.
-

7 POZOROVACÍ PRAKTIKUM

7.1 První: Analýza CCD snímku

Cíl:

Než lze ze CCD snímku pořízeného na observatoři získat nějaké smysluplné informace, musí být opraven o instrumentální efekty (vinětace, nehomogenní osvětlení čipu, uměle vyvolaný signál nebo zkreslení atd.). V tomto praktiku se naučíte, jak tyto nežádoucí účinky odstranit, posoudit kvalitu obrazu CCD a jak zacházet s kalibračními technikami astronomických snímků.

Pozorování:

- BIAS snímků před a po pozorování
- „Flat field“ pro každý filtr
- CCD snímky pole s malým počtem objektů s různými časy integrace

Témata teorie: Charakteristiky CCD, seeing, poměr signálu a šumu, bodová funkce, kalibrační techniky.

Analýza: Zpracování obrazu (korekce BIAS a „flat field“), odhad seeingu, stanovení hodnoty pozadí, nejistota měření (poměr signál/šum).

7.2 Druhé: CCD fotometrie

Cíl:

Cílem tohoto praktika je stanovení hvězdných velikostí bodových zdrojů pomocí CCD fotometrie. Podrobně je také popsán proces transformace na standardní systém.

Pozorování:

- soubor bias snímků na začátku a na konci noci
- soubor „flat field“ snímků pro každý filtr, B a V
- soubor CCD snímků několika standardních polí měřených na různých (alespoň 4) různých hodnotách vzdušné hmoty
- CCD snímek cílové hvězdy (může to být jedna ze standardních hvězd) snímáný přes B a V filtry. Pořízení snímku otevřeném hvězdokupy v B a V filtrech.

Témata teorie: Absolutní a instrumentální veličiny, barva hvězdy, extinkce atmosféry, transformační rovnice, standardní systém.

Analýza: Kalibrace CCD snímků, získání instrumentálních veličin, výpočet atmosférické extinkce, získání fotometrických veličin „vně atmosféry“, transformace na standardní systém.

7.3 Třetí: Barva v astronomii

Cíl:

Pochopení, co znamená barva v astronomickém kontextu a její vztah k teplotě hvězdy. Naučíte se, jak vytvářet „barevné“ diagramy a jak tyto diagramy používat k rozlišení různých typů objektů. Princip Wienova zákona (posunovacího).

Pozorování:

- BVR pozorování modré hvězdy a červené hvězdy. Ujistěte se, že zorné pole obsahuje alespoň jednu hvězdu se známými veličinami BVR. Tato hvězda bude použita jako „druhý standard“ nebo „srovnávací hvězda“.
- BVR snímky nějakého objektu Messierova katalogu pro vytvoření tříbarevných obrazů
- Snímky „flat field“ a bias

Témata teorie: barva hvězdy, barevný index, barva a teplota, záření absolutně černého tělesa, Planckův a Wienův zákon.

Analýza: získání veličin a informace o barvě různého typu hvězd, závislost teploty a vlnové délky maxima vyzárené energie, odvození Wienovy konstanty, vytvoření tříbarevného obrazu.

7.4 Čtvrté: HR diagram otevřené hvězdokupy

Cíl:

Cílem je přesně měřit veličiny B a V několika hvězd v kupě a vykreslit je na barevném diagramu. Dalším úkolem bude určení průběhu hlavní posloupnosti a také určení teploty a hmotnosti hvězd.

Pozorování:

Toto praktikum vyžaduje získání dvou snímků otevřené hvězdokupy v B a V filtrech.

Témata teorie: Otevřené hvězdokupy, HR diagram, barevný diagram, hvězdná evoluce, spektrální typ a luminozitní třída hvězd.

Analýza: Vytvořte HR diagram otevřené hvězdokupy. Určete polohu různých typů hvězd v diagramu a jejich fyzikální vlastnosti.

7.5 Páté: Hvězdná spektra – klasifikace

Cíl:

Hlavním cílem tohoto praktika je naučit se určit spektrální typ hvězd z jejich hvězdných spekter. Po dokončení praktika byste měli:

- 1) pochopit proces klasifikace různých spekter relativními silami čar,
- 2) znát posloupnost spektrálních typů,
- 3) rozpoznat rozlišovací charakteristiky různých spektrálních typů.

Pozorování:

V tomto využijete již redukovaná optická spektra hvězd různých spektrálních typů. Analýza se provádí s využitím software SPLOT IRAF.

Materiály:

Spektra MK standardů různých spektrálních typů, ATLAS a srovnávací spektra pro identifikaci spektrálních čar, publikaci Klasifikace hvězd (C. Jaschek & M. Jaschek, 1987, Cambridge University Press),

Odkazy:

- <http://nedwww.ipac.caltech.edu/level5/Gray/frames.html>,
 - http://stellar.phys.appstate.edu/Standards/std1_8.html,
 - pro hvězdy raného typu (typ OB): Walborn & Fitzpatrick (1990 PASP..102..379W),
 - pro všechny typy hvězd: http://stellar.phys.appstate.edu/Standards/std1_8.html
-

7.6 Šesté: Hvězdná spektra – teplota

Cíl:

Hlavním cílem tohoto praktika je ukázat, jak odhadnout teplotu hvězdy. Jsou vysvětleny dvě různé metody.

Za prvé, odhad efektivní teploty hvězdy lze provést použitím Wienova zákona. Tato metoda jednoduše bere v úvahu vlnovou délku, na které spektrum vykazuje maximální tok energie.

Druhá metoda spočívá v měření ekvivalentní šířky některých spektrálních čar, které jsou citlivé na změny teploty. Čáry použité v tomto praktiku jsou vodíková čára $H\alpha$ (656,3 nm) a dubletové čáry Na I (589,0 nm a 589,6 nm).

V praktiku se také naučíte získávat informace ze tvaru spektrální čáry. Jsou definovány pojmy *ekvivalentní šířka* a *pološířka*, následně je vysvětlen jejich vztah k některým fyzikálním vlastnostem hvězd.

Pozorování a materiál: V praktiku využijete reálná astronomická spektra hvězd různých spektrálních typů. Měření parametrů profilu čáry se provádí pomocí balíčku SPLOT IRAF.

8.2 Sluneční soustava

Tabulka 3: Základní fyzikální vlastnosti Slunce, všech planet a dvou trpasličích planet naší sluneční soustavy.

Název	Poloměr (km)	Poloměr ($R_{\text{Země}}$)	Hmotnost (kg)	Hmotnost ($M_{\text{Země}}$)	Průměrná hustota (g/cm^3)	Povrchová gravitace ($\text{Země}=1$)	Úniková rychlost
Slunce	695 000	109	$1,99 \cdot 10^{30}$	333 000	1,41	27,5	--
Merkur	2440	0,382	$3,30 \cdot 10^{23}$	0,055	5,43	0,38	4,43
Venuše	6051	0,949	$4,87 \cdot 10^{24}$	0,815	5,25	0,91	10,4
Země	6378	1,000	$5,97 \cdot 10^{24}$	1,000	5,52	1,00	11,2
Mars	3397	0,533	$6,42 \cdot 10^{23}$	0,107	3,93	0,38	5,03
Jupiter	71 492	11,19	$1,90 \cdot 10^{27}$	317,9	1,33	2,36	59,5
Saturn	60 268	9,46	$5,69 \cdot 10^{26}$	95,18	0,70	0,92	35,5
Uran	25 559	3,98	$8,66 \cdot 10^{25}$	14,54	1,32	0,91	21,3
Neptun	24 764	3,81	$1,03 \cdot 10^{26}$	17,13	1,64	1,14	23,6
Pluto	1187	0,186	$1,31 \cdot 10^{22}$	0,0022	1,86	0,06	1,21
Eris	1163	0,183	$1,67 \cdot 10^{22}$	0,0028	2,52	0,08	1,38

Tabulka 4: Vlastnosti rotace a oběžných drah Slunce, všech planet a dvou trpasličích planet naší sluneční soustavy.

Název	Vzdálenost od Slunce (au)	Vzdálenost od Slunce (10^6 km)	Oběžná doba (roky)	Sklon roviny oběhu (stupně)	Excentricita dráhy	Siderická doba rotace (pozemské dny)	Sklon rotační osy (stupně)
Slunce	--	--	--	--	--	25,4	7,25
Merkur	0,387	57,9	0,2409	7,00	0,206	58,6	0,0
Venuše	0,723	108,2	0,6152	3,39	0,007	-243,0	177,3
Země	1,00	149,6	1,0	0,00	0,017	0,9973	23,45
Mars	1,524	227,9	1,881	1,85	0,093	1,026	25,2
Jupiter	5,203	778,3	11,86	1,31	0,048	0,41	3,08
Saturn	9,54	1427	29,5	2,48	0,056	0,44	26,73
Uran	19,19	2870	84,01	0,77	0,046	-0,72	97,92
Neptun	30,06	4497	164,8	1,77	0,010	0,67	29,6
Pluto	39,48	5906	248,0	17,14	0,248	-6,39	112,5
Eris	67,67	10,120	557	44,19	0,442	15,8	78

8.3 Hvězdy

Tabulka 5: Vlastnosti 15 nejbližších hvězd.

Hvězda	Vzdálenost (ly)	Spektrální typ	Luminozitivní třída	Rektascenze		Deklinace		Žářivý výkon (L/L _s)
				h	m	stupně	minuty	
Slunce	0,000016	G2	V	--	--	--	--	1,0
Proxima	4,2	M5	V	14	30	-62	41	0,0006
α Cen A	4,4	G2	V	14	40	-60	50	1,6
α Cen B	4,4	K0	V	14	40	-60	50	0,53
Barnardova hvězda	6,0	M4	V	17	58	+04	42	0,005
Wolf 359	7,8	M5	V	10	56	+07	01	0,0008
Lalande 21185	8,3	M2	V	11	03	+35	58	0,03
Sirius A	8,6	A1	V	06	45	-16	42	26,0
Sirius B	8,6	DA2	BT	06	45	-16	42	0,002
BL Ceti	8,7	M5	V	01	39	-17	57	0,0009
UV Ceti	8,7	M6	V	01	39	-17	57	0,0006
Ross 154	9,7	M3	V	18	50	-23	50	0,004
Ross 248	10,3	M5	V	23	42	+44	11	0,001

Tabulka 6: Vlastnosti nejjasnějších hvězd:

Hvězda	Sou- hvězdí	Rek- tascenze		Deklinace		Vzdá- lenost (ly)	Spektrální typ	Lumino- zitní třída	Hvězdná velikost (mag)	Zářivý výkon (L/L _s)
		h	m	stupně	mi- nuty					
Sirius	CMa	6	45	-16	42	8,6	A1	V	-1,46	26
Canopus	Car	6	24	-52	41	313	F0	Ib - II	-0,72	13 000
α Cen	Cen	14	40	-60	50	4,4	G2	V	-0,01	1,6
							K0	V	1,3	0,53
Arcturus	Boo	14	16	+19	11	37	K2	III	-0,06	170
Vega	Lyr	18	37	+38	47	25	A0	V	0,04	60
Capella	Aur	5	17	+46	00	42	G0	III	0,75	70
							G8	III	0,85	77
Rigel	Ori	5	15	-08	12	772	B8	Ia	0,14	70 000
Procyon	CMi	7	39	+05	14	11,4	F5	IV-V	0,37	7,4
Betelgeuze	Ori	5	55	+07	24	643	M2	Iab	0,41	120 000
Achernar	Eri	1	38	-57	15	144	B5	V	0,51	3600
Hadar	Cen	14	04	-60	22	525	B1	III	0,63	100 000
Altair	Aql	19	51	+08	52	17	A7	IV-V	0,77	10,5
Acrux	Cru	12	27	-63	06	321	B1/B3	IV/V	1,4/1,9	22000/7500

8.4 Galaxie

Tabulka 7: Vlastnosti vybraných členů Místní skupiny galaxií.

Název	Vzdálenost (Mly)	Rektascenze		Deklinace		Typ galaxie	Zářivý výkon (milióny L _s)
		h	m	stupně	minuty		
Galaxie	--	--	--	--	--	Sbc	15 000
WLM	3,0	00	02	-15	30	Irr	50
IC 10	2,7	00	20	+59	18	dIrr	160
NGC 147	2,4	00	33	+48	30	dE	131
NGC 185	2,0	00	39	+48	20	dE	120
NGC 205	2,7	00	40	+41	41	E	370
And VIII	2,7	00	42	+40	37	dE	240
M 32	2,6	00	43	+40	52	E	380
M 31	2,5	00	43	+41	16	Sb	21 000
SMC	0,19	00	53	-72	50	Irr	230
M 33	2,7	01	34	+30	40	Sc	2 800
LMC	0,16	05	24	-69	45	Irr	1 300
NGC 3109	4,1	10	03	-26	09	Irr	160
NGC 6822	1,6	19	45	-14	48	Irr	94
IC 5152	5,2	22	03	-51	18	dIrr	70

8.5 Přehled důležitých konstant

ASTRONOMICKÉ VZDÁLENOSTI

$$1 \text{ AU} \approx 1,496 \cdot 10^8 \text{ km} = 1,496 \cdot 10^{11} \text{ m}$$

$$1 \text{ světelný rok (ly)} \approx 9,4 \cdot 10^{12} \text{ km} = 9,46 \cdot 10^{15} \text{ m}$$

$$1 \text{ parsec (pc)} \approx 3,09 \cdot 10^{13} \text{ km} \approx 3,26 \text{ ly}$$

$$1 \text{ kiloparsec (kpc)} = 1000 \text{ pc} \approx 3,26 \cdot 10^3 \text{ ly}$$

$$1 \text{ megaparsec (Mpc)} = 10^6 \text{ pc} \approx 3,26 \cdot 10^6 \text{ ly}$$

FYZIKÁLNÍ KONSTANTY

$$\text{Rychlost světla: } c = 3,00 \cdot 10^5 \text{ km/s} = 3 \cdot 10^8 \text{ m/s}$$

$$\text{Gravitační konstanta: } G = 6,67 \cdot 10^{-11} \text{ m}^3/(\text{kg} \cdot \text{s}^2)$$

$$\text{Planckova konstanta: } h = 6,63 \cdot 10^{-34} \text{ joule} \cdot \text{s}$$

$$\text{Stefanova-Boltzmannova konstanta: } s = 5,67 \cdot 10^{-8} \text{ watt}/(\text{m}^2 \cdot \text{K}^4)$$

$$\text{Hmotnost protonu: } m_p = 1,67 \cdot 10^{-27} \text{ kg}$$

$$\text{Hmotnost elektronu: } m_e = 9,11 \cdot 10^{-31} \text{ kg}$$

$$\text{Hmotnost Slunce: } 1M_S \approx 2 \cdot 10^{30} \text{ kg}$$

$$\text{Poloměr Slunce: } 1R_S \approx 696\,000 \text{ km}$$

$$\text{Zářivý výkon Slunce: } 1L_S \approx 3,8 \cdot 10^{26} \text{ wattů}$$

$$\text{Hmotnost Země: } 1M_Z \approx 5,97 \cdot 10^{24} \text{ kg}$$

$$\text{Poloměr Země (rovníkový): } 1R_Z \approx 6378 \text{ km}$$

$$\text{Gravitační zrychlení na povrchu Země: } g = 9,8 \text{ m/s}^2$$

$$\text{Úniková rychlost pro povrch Země: } v = 11,2 \text{ km/s} = 11\,200 \text{ m/s}$$

JEDNOTKY ČASU

1 sluneční den = 24h

1 hvězdný den \approx 23h 56m 4,09s

1 synodický měsíc \approx 29,53 slunečních dnů

1 siderický měsíc \approx 27,32 slunečních dnů

1 tropický rok \approx 365,242 slunečních dnů

1 siderický rok \approx 365,256 slunečních dnů

DALŠÍ JEDNOTKY

Energie: 1 joule = 1 (kg·m²)/s²

Výkon: 1 watt = 1 joule/s

Elektronvolt: 1 eV = 1,60·10⁻¹⁹ joule

8.6 Orientace na noční obloze

8.6.1 POLOHA SLUNCE, MĚSÍCE A PLANET SLUNEČNÍ SOUSTAVY








Ke zjištění aktuální polohy Slunce, Měsíce, planet nebo dalších těles ve sluneční soustavě je vhodné využít Hvězdářskou ročenku na daný rok nebo některý z níže uvedených odkazů.

KLEŤSKÁ ASTRONOMICKÁ ROČENKA


Jedná se o jednoduchou online ročenku, která je praktická, pokud potřebujete údaje pro jeden konkrétní den: <http://www.hvezdarnacb.cz/cgi-bin/kar.cgi>

Polohy planet, Slunce a Měsíce


Poloha: $\lambda = +18^{\circ}00'00''$ $\phi = +50^{\circ}00'00''$ $h = 260$ m.n.m.
 Cas: UT = 2019-04-13 19:08:00 JD = 2458587.29722 TT = 2458587.29826 LAST = 09:46:43

	rektascenze	deklinace	delta	r	průměr	fáze	Elon	mag	t	Azi	h
	hh mm.m	+ss mm	AA.UUUUU	AA.UUUUU	vv.v	f.ff	sss	mm.m	hh mm.m	sss	+ss
 Merkur	23:49.1	-03 39	0.89869	0.46502	7.5	0.51	28E	0.3	09:57.7	141	-37
 Venuše	23:31.6	-04 33	1.35036	0.72817	12.4	0.84	32E	-3.9	10:15.1	145	-39
 Mars	04:28.2	+22 46	2.11721	1.58275	4.4	0.95	45V	1.5	05:18.5	98	24
 Jupiter	17:35.4	-22 41	4.75612	5.31840	38.8	0.99	119E	-2.4	16:11.3	265	-34
 Saturn	19:27.6	-21 30	9.94794	10.05514	15.1	1.00	93E	1.2	14:19.1	237	-51
 Uran	02:00.0	+11 43	20.84139	19.85010	3.3	1.00	8V	5.9	07:46.7	118	-7
 Neptun	23:15.6	-05 49	30.74181	29.93705	2.2	1.00	36E	7.9	10:31.1	150	-42

[Zpět na zadání](#) [Vysvětlky](#)

	rektascenze	deklinace	delta	průměr	fáze	Elon	t	Azi	h
	hh mm.m	+ss mm	km	mm.mm	f. ff	ssss	hh mm.m	sss	+ss
 Měsíc	08:36.6	+19 20	369491.9	32.34	0.61	103V	01:10.1	31	56

[Zpět na zadání](#) [Vysvětlky](#)

	rektascenze	deklinace	delta	průměr	t	Azi	h
	hh mm ss	+ss mm vv	AA.UUUUU	mm.mm	hh mm.m	sss	+ss
 Slunce	01:27:15	+09°06'57"	1.00271	31.90	08:19.5	123	-14

[Zpět na zadání](#) [Vysvětlky](#)

K výpočtu je užito [Chaldránských a Lindenských efemerid \(CELESTIAK2\)](#) spravovaných na Přírodovědné laboratorii KAR 1.31 (2011-01-01)/AmB4/
 Klet'ská astronomická ročenka on-line je určena pouze pro nekomerční využití
 © J. Kovář - Observator, 2017-2020

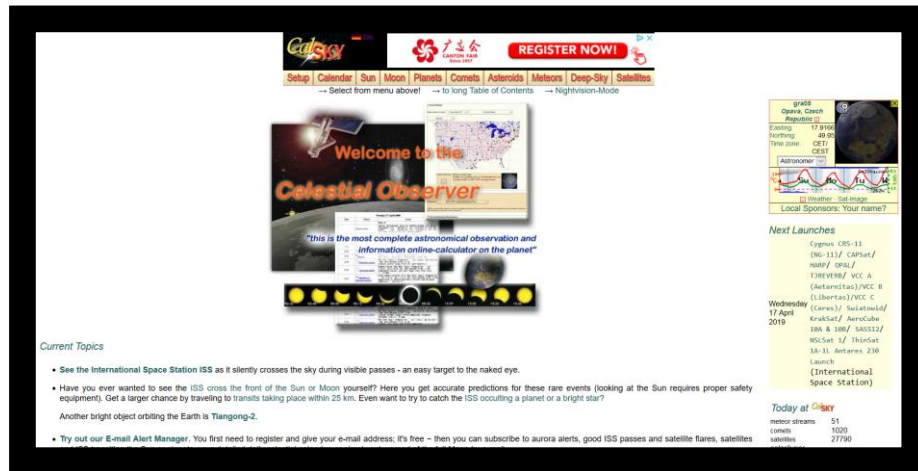
Obrázek 38: Ukázka výstupu z Klet'ské astronomické ročenky.³⁶

CELESTIAL OBSERVER

Portál CalSky umožňuje generovat textovou nebo grafickou podobu astronomické ročenky. Je to pouze jedna z jeho palety služeb, které astronomům poskytují na adrese:

<https://www.calsky.com/>

³⁶ Zdroj: <http://www.hvezdarnacb.cz/cgi-bin/kar.cgi>



Obrázek 39: Titulní strana portálu Celestial Observer.³⁷

ASTRONOMICAL APPLICATIONS DEPARTMENT OF THE U.S. NAVAL OBSERVATORY

Pravděpodobně nejkvalitnější efemeridy, které jsou přístupné online naleznete na portálu U.S. Naval Observatory na adrese: <https://aa.usno.navy.mil/data/index.php>

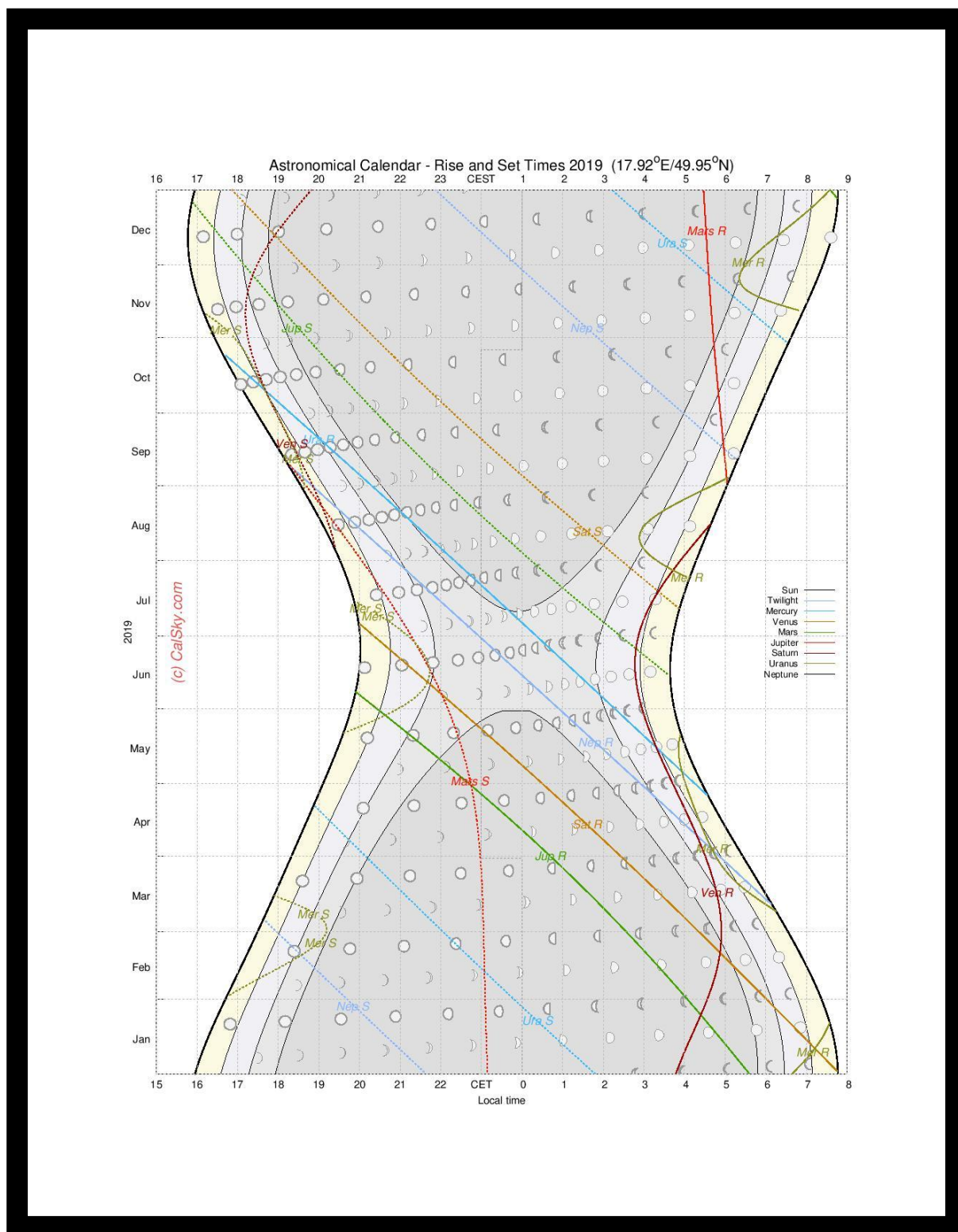


Obrázek 40: Titulní strana portálu U.S. Naval Observatory.³⁸

³⁷ Zdroj: <https://www.calsky.com/>

³⁸ Zdroj: <https://aa.usno.navy.mil/data/index.php>

Obrázek 41: Korzetový diagram pro polohu Opavy a rok 2019.³⁹



³⁹ Zdroj: <https://www.calsky.com/>

8.6.2 TABULKA ČESKÝCH A LATINSKÝCH NÁZVŮ SOUHVĚZDÍ

Latinský název	genitiv	zkratka	překlad
Andromeda	Andromedae	And	Andromeda
Antlia	Antliae	Ant	Vývěva
Apus	Apodis	Aps	Rajka
Aquartus	Aquarii	Aqr	Vodnář
Aquila	Aquiliae	Aql	Orel
Ara	Arae	Ara	Oltář
Aries	Arietis	Ari	Beran
Auriga	Aurigae	Aur	Vozka
Bootes	Bootis	Boo	Pastevec, Pastýř
Caelum	Caeli	Cae	Rydlo
Camelopardalis	Camelopardalis	Cam	Žirafa
Cancer	Cancri	Cnc	Rak
Canes Venatici	Canum Venaticorum	CVn	Honící psi
Canis Maior	Canis Majoris	CMa	Velký pes
Canis Minor	Canis Minoris	CMi	Malý pes
Capricornus	Capricorni	Cap	Kozoroh
Carina	Carinae	Car	Lodní kýl
Cassiopea	Cassiopeiae	Cas	Kasiopeja
Centaurus	Centauri	Cen	Kentaur
Cepheus	Cephei	Cep	Kefeus
Cetus	Ceti	Cet	Velryba
Chameleon	Chamaeleontis	Cha	Chameleon
Circinus	Circini	Cir	Kružítko

Columba	Columbae	Col	Holubice
Coma Berenices	Comae Berenices	Com	Vlasy Bereniky
Corona Australis	Coronae Australis	CrA	Jižní koruna
Corona Borealis	Coronae Borealis	CrB	Severní koruna
Corvus	Corvi	Crv	Havran
Crater	Crateri	Crt	Pohár
Crux	Crucis	Cru	Kříž, Jižní kříž
Cygnus	Cygni	Cyg	Labuť
Delphinus	Delphini	Del	Delfín
Dorado	Doradus	Dor	Mečoun
Draco	Draconis	Dra	Drak
Equuleus	Equulei	Equ	Koníček
Eridanus	Eridani	Eri	Eridanus
Fornax	Fornacis	For	Pec
Gemini	Geminorum	Gem	Blíženci
Grus	Gruis	Gru	Jeřáb
Hercules	Herculis	Her	Herkules
Horologium	Horologii	Hor	Hodiny
Hydra	Hydrae	Hya	Hydra
Hydrus	Hydri	Hyi	Malý vodní had
Indus	Indi	Ind	Indián
Lacerta	Lacertae	Lac	Ještěrka
Leo	Leonis	Leo	Lev
Leo Minor	Leonis Minoris	LMi	Malý lev
Lepus	Leporis	Lep	Zajíc
Libra	Librae	Lib	Váhy

Lupus	Lupi	Lup	Vlk
Lynx	Lyncis	Lyn	Rys
Lyra	Lyrae	Lyr	Lyra
Mensa	Mensae	Men	Tabulová hora
Microscopium	Microscopii	Mic	Mikroskop
Monoceros	Monocerotis	Mon	Jednorozec
Musca	Muscae	Mus	Moucha
Norma	Normae	Nor	Pravítko
Octans	Octantis	Oct	Oktant
Ophiuchus	Ophiuchi	Oph	Hadonoš
Orion	Orionis	Ori	Orion
Pavo	Pavonis	Pav	Páv
Pegasus	Pegasi	Peg	Pegas
Perseus	Persei	Per	Perseus
Phoenix	Phoenicis	Phe	Fénix
Pictor	Pictoris	Pic	Malíř
Pisces	Piscium	Psc	Ryby
Piscis Austrinus	Piscis Austrini	PsA	Jižní ryba
Puppis	Puppis	Pup	Lodní záď
Pyxis	Pyxidis	Pyx	Kompas
Reticulum	Reticuli	Ret	Mřížka
Sagitta	Sagittae	Sge	Šíp
Sagittarius	Sagittarii	Sgr	Střelec
Scorpius	Scorpii	Sco	Štír
Sculptor	Sculptoris	Scl	Sochař

Scutum	Scuti	Sct	Štít
Serpens	Serpentis	Ser	Had
Sextans	Sextantis	Sex	Sextant
Taurus	Tauri	Tau	Býk
Telescopium	Telescopii	Tel	Dalekohled
Triangulum	Trianguli	Tri	Trojúhelník
Triangulum Australe	Trianguli Australis	TrA	Jižní trojúhelník
Tucana	Tucanae	Tuc	Tukan
Ursa Maior	Ursae Maioris	UMa	Velká medvědice
Ursa Minor	Ursae Minoris	Umi	Malý medvěd
Vela	Velorum	Vel	Plachty
Virgo	Virginis	Vir	Panna
Volans	Volantis	Vol	Létající ryba
Vulpecula	Vulpeculae	Vul	Lištička

8.6.3 ČASY ZAČÁTKŮ A KONCŮ OBČANSKÉHO, NAUTICKÉHO A ASTRONOMIC- KÉHO SOUMRAKU V PRŮBĚHU ROKU

Všechny časové údaje v tabulce jsou v SEČ a jsou vypočteny pro zeměpisnou polohu 50° severní šířky a 15° východní délky, nadmořskou výšku 0 metrů a ideální horizont.

DEFINICE



Občanský soumrak – končí v okamžiku, kdy je Slunce šest úhlových stupňů pod obzorem.

Nautický soumrak – končí a nastává *nautická noc*, když je Slunce dvanáct úhlových stupňů pod obzorem.

Astronomický soumrak – končí a nastává *astronomická noc*, když Slunce zapadne více než osmnáct úhlových stupňů pod obzor.

Tabulka 8: Časy soumraků v průběhu roku pro zeměpisnou polohu České republiky

	Astronomický	Nautický	Občanský
	soumrak		
Datum	Zač. Konec	Zač. Konec	Zač. Konec
1. 1.	5:54 18:13	6:33 17:34	7:14 16:53
15. 1.	5:51 18:28	6:30 17:49	7:10 17:09
29. 1.	5:41 18:46	6:19 18:08	6:58 17:29
12. 2.	5:23 19:06	6:00 18:29	6:38 17:51
26. 2.	4:58 19:28	5:36 18:51	6:13 18:14
11. 3.	4:29 19:52	5:07 19:14	5:45 18:36

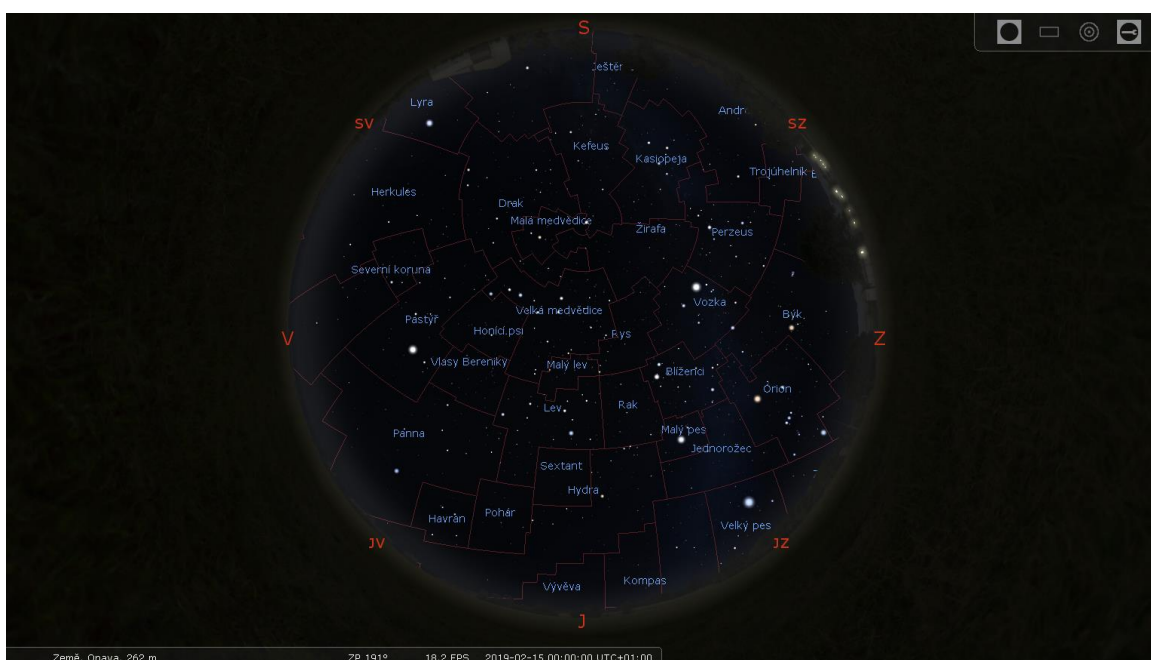
25. 3.	3:55 20:17	4:36 19:37	5:14 18:59
8. 4.	3:18 20:46	4:02 20:02	4:43 19:22
22. 4.	2:38 21:20	3:28 20:30	4:12 19:46
6. 5.	1:55 22:00	2:55 20:59	3:44 20:10
20. 5.	1:05 22:49	2:26 21:28	3:21 20:33
3. 6.	-----	2:03 21:54	3:05 20:52
17. 6.	-----	1:54 22:08	2:59 21:03
1. 7.	-----	2:01 22:07	3:05 21:03
15. 7.	0:41 23:30	2:21 21:50	3:20 20:52
29. 7.	1:39 22:33	2:49 21:24	3:40 20:32
12. 8.	2:22 21:47	3:17 20:52	4:03 20:05
26. 8.	2:58 21:05	3:44 20:18	4:27 19:36
9. 9.	3:28 20:26	4:10 19:44	4:49 19:04
23. 9.	3:54 19:50	4:33 19:11	5:11 18:33
7.10.	4:17 19:18	4:55 18:40	5:32 18:02
21.10.	4:39 18:50	5:16 18:12	5:54 17:35
4.11.	4:59 18:27	5:37 17:50	6:15 17:11
18.11.	5:18 18:12	5:57 17:33	6:36 16:54

2.12.	5:35 18:04	6:14 17:25	6:55 16:44
16.12.	5:47 18:04	6:27 17:25	7:08 16:43
30.12.	5:53 18:12	6:33 17:33	7:14 16:52
15. 1.	5:51 18:28	6:30 17:49	7:10 17:09
29. 1.	5:41 18:46	6:19 18:08	6:58 17:29

8.6.4 MAPKY NOČNÍ OBLOHY V PRŮBĚHU ROKU



Obrázek 42: Hvězdná obloha v ČR 15. ledna v 00.00 hodin SEČ⁴⁰



Obrázek 43: Hvězdná obloha v ČR 15. února v 00.00 hodin SEČ vztazích⁴¹

⁴⁰ Zdroj: Stellarium 0.18.1

⁴¹ Zdroj: Stellarium 0.18.1



Obrázek 44: Hvězdná obloha v ČR 15. března v 00.00 hodin SEČ⁴²



Obrázek 45: Hvězdná obloha v ČR 15. dubna v 00.00 hodin SEČ⁴³

⁴² Zdroj: Stellarium 0.18.1

⁴³ Zdroj: Stellarium 0.18.1



Obrázek 46: Hvězdná obloha v ČR 15. května v 00.00 hodin SEČ⁴⁴



Obrázek 47: Hvězdná obloha v ČR 15. června v 00.00 hodin SEČ⁴⁵

⁴⁴ Zdroj: Stellarium 0.18.1

⁴⁵ Zdroj: Stellarium 0.18.1



Obrázek 48: Hvězdná obloha v ČR 15. července v 00.00 hodin SEČ⁴⁶



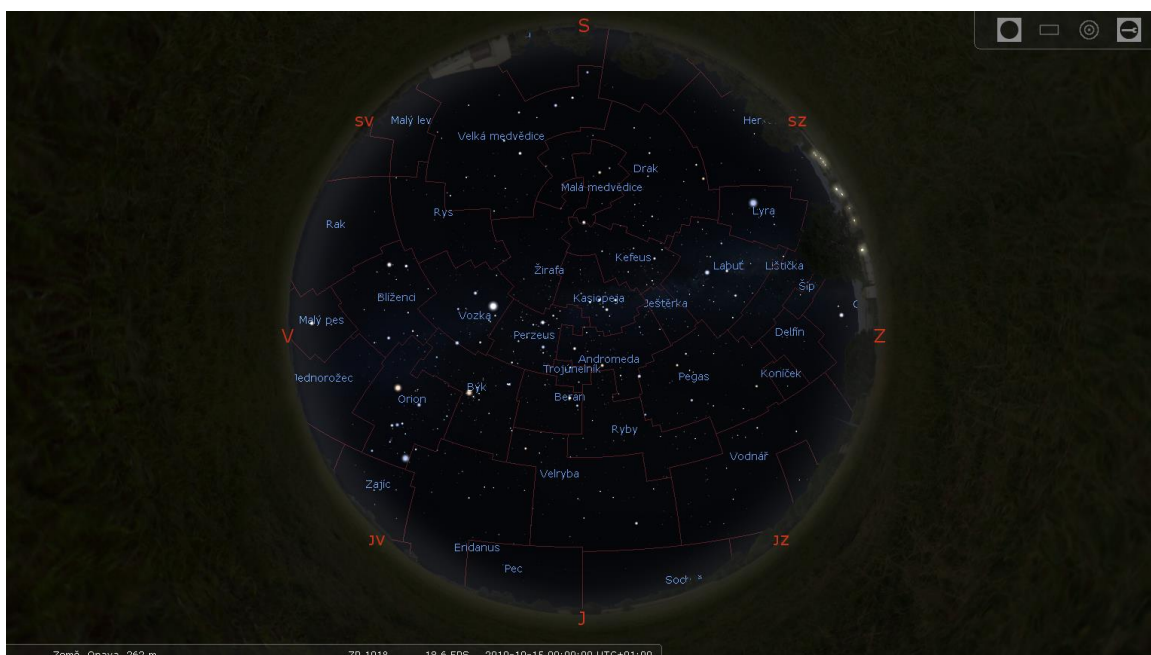
Obrázek 49: Hvězdná obloha v ČR 15. srpna v 00.00 hodin SEČ⁴⁷

⁴⁶ Zdroj: Stellarium 0.18.1

⁴⁷ Zdroj: Stellarium 0.18.1



Obrázek 50: Hvězdná obloha v ČR 15. září v 00.00 hodin SEČ⁴⁸



Obrázek 51: Hvězdná obloha v ČR 15. října v 00.00 hodin SEČ⁴⁹

⁴⁸ Zdroj: Stellarium 0.18.1

⁴⁹ Zdroj: Stellarium 0.18.1



Obrázek 52: Hvězdná obloha v ČR 15. listopadu v 00.00 hodin SEČ ⁵⁰



Obrázek 53: Hvězdná obloha v ČR 15. prosince v 00.00 hodin SEČ ⁵¹

⁵⁰ Zdroj: Stellarium 0.18.1

⁵¹ Zdroj: Stellarium 0.18.1

8.7 Spektrograf Baader DADOS

Pro výuku a zejména v astronomickém praktiku je možné využít jednoduchý spektrograf, který je součástí příslušenství observatoře WHOO!

Mřížkový spektrometr se základní mřížkou 200 čar/mm (možnost výměny za mřížku 900 čar/mm). Rozlišovací schopnost pro 200 čar/mm a vlnovou délku 616 nm je $R=542$ ($R=396$ teor.), pro 900 čar/mm a vlnovou délku 561nm je R cca 3000 ($R= 3910$ teor.).

Ohnisková vzdálenost kolimátoru je 80 mm a objektivu 96 mm. Limitní magnituda hvězdy (pro 20 minutovou expozici a průměr dalekohledu 300 mm) je 8 mag pro 200 čar/mm. Optimalizováno pro přístroje f/10 do průměru 14".

Hmotnost 0,85 kg, rozměry 80 x 150 x 205 mm.. Napájení článkem LR 41. Výstup na T2 a 1.25" optický výstup (např. pro kameru autoguideru). Optimalizován pro použití s kamerami SBIG ST-8 nebo ST-1603ME. Lze použít i kamery s větším čipem než 13.8x9.2 mm, ale za cenu poklesu kvality. Pro připojení DSLR fotoaparátu je nutné použít patřičný T-kroužek.

Obrázek 54: Spektrograf DADOS v transportním kufříku. ⁵²



⁵² Zdroj: <https://www.ltam.lu/physique/astromy/spectroscopy/dados/dados.html>

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>, 2017,
- [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, M. Zejda, *Proměnné hvězdy*, MU Brno, <http://astro.physics.muni.cz/download/documents/skripta/F5540.pdf>, 2013,
- [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_wrcd06.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,
- [16] Chr. Sterken, J. Manfroid, *Astronomical Photometry: A Guide*, Kluwer Academic Publishers, ISBN 0792316533, 1992,

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

SHRNUTÍ STUDIJNÍ OPORY

Text této studijní opory by měl zájemcům o studium předmětu Praktická astronomie usnadnit orientaci v tématech, kterými se zmíněný jednosemestrální kurz zabývá. Jednotlivé kapitoly jsou zaměřeny na metody praktické a pozorovací astronomie a vhodně tak doplňují studijní text, který vznikl na Ústavu fyziky FPF SU v Opavě před několika lety pod názvem „Praktická astronomie“ (viz <https://drive.google.com/file/d/0B0PnVgTbaG-pgX2JZLXoxSTRWMkU/view>).

PŘEHLED KAPITOL:

- 1) ASTRONOMICKÁ POZOROVÁNÍ rekapituluje přehled „oken do vesmíru“, tedy všech oblastí elektromagnetického záření.
- 2) ASTRONOMICKÁ FOTOGRAFIE se zabývá základními principy astronomické fotografie.
- 3) ZÁKLADY POČÍTAČOVÉHO ZPRACOVÁNÍ OBRAZU shrnuje základní formáty digitálních snímků, které se v astronomii používají.
- 4) ZÁKLADY ASTRONOMICKÉ FOTOMETRIE obsahuje přehled fotometrických systémů používaných pro astrofyzikální pozorování.
- 5) ASTROMETRICKÁ MĚŘENÍ shrnuje přehled astrometrických katalogů a popisuje postup astrometrického měření CCD snímku oblohy.
- 6) ZÁKLADY ASTRONOMICKÉ SPEKTROSKOPIE popisuje základy jednoparametrické i dvouparametrické spektrální klasifikace hvězdných spekter.
- 7) POZOROVACÍ PRAKTIKUM obsahuje náměty na některé praktické úkoly, které je možné realizovat na ústavní observatoři WHOO!
- 8) PŘÍLOHY: Přehled důležitých konstant, Periodická tabulka prvků, Sluneční soustava, Hvězdy, Galaxie, Orientace na noční obloze: poloha Slunce, Měsíce a planet sluneční soustavy, tabulka českých a latinských názvů souhvězdí, časy začátků a konců občanského, nautického a astronomického soumraku v průběhu roku, mapky noční oblohy v průběhu roku, spektrograf Baader DADOS.

PŘEHLED IKON



Čas potřebný ke studiu



Klíčová slova



Průvodce studiem



Rychlý náhled



Tutoriály



K zapamatování



Řešená úloha



Kontrolní otázka



Odpovědi



Samostatný úkol



Pro zájemce



Cíle kapitoly



Nezapomeňte na odpočinek



Průvodce textem



Shrnutí



Definice



Případová studie



Věta



Korespondenční úkol



Otázky



Další zdroje



Úkol k zamyšlení

Název: **Metody praktické astronomie**

Autor: **RNDr. Tomáš Gráf, Ph.D.**

Vydavatel: Slezská univerzita v Opavě
Filozoficko-přírodovědecká fakulta v Opavě

Určeno: studentům SU FPF Opava

Počet stran: 121

Tato publikace neprošla jazykovou úpravou.