

ZÁKLADY ASTRONOMIE A ASTROFYZIKY II

Látka přednášená M. Wolfem

Na základě svých poznámek z přednášky a další literatury sepsal M. Bílek,
korektury, doplňky M. Zejda

Verze 1: 6. září 2010

Toto je zatím pracovní verze skript. Je neúplná a může obsahovat menší faktické chyby. V případě, že nějakou objevíte, nebo se vám bude zdát nějaká část textu nesrozumitelná, upozorněte prosím autora nebo přednášejícího. Docházka na přednášku se doporučuje.

Obsah

1	Atmosférická a vněatmosférická astronomie	5
1.1	Úvod	5
1.2	Vliv atmosféry na astronomická pozorování	5
1.2.1	Extinkce v atmosféře	5
1.2.2	Seeing	8
1.3	Balónová astronomie	8
1.4	Družicová astronomie	9
2	Optická astronomie	13
2.1	Optické dalekohledy	13
2.1.1	Konstrukce dalekohledů	13
2.1.2	Charakteristiky dalekohledu	21
2.1.3	Optické vady dalekohledů	25
2.1.4	Okuláry	29
2.1.5	Filtry	35
2.1.6	Montáže	36
2.2	Optické detektory a jejich využití ve fotometrii	38
2.2.1	Některé obecné charakteristiky fotometrických detektorů	39
2.2.2	Oko	39
2.2.3	Fotografická emulze	44
2.2.4	Fotonásobiče	46
2.2.5	CCD	48
2.3	Spektrografy	53
2.3.1	Hranolový spektrograf	55
2.3.2	Mřížkový spektrograf	55
3	Rádiová astronomie	63
4	Infračervená astronomie	65
5	Rentgenová astronomie	67
6	Astronomie gama záření	69

7	Astronomie gravitačních vln	73
8	Neutrinová astronomie	75
9	Přístroje sluneční fyziky	79
10	Doporučená literatura	83

Kapitola 1

Atmosférická a vněatmosférická astronomie

1.1 Úvod

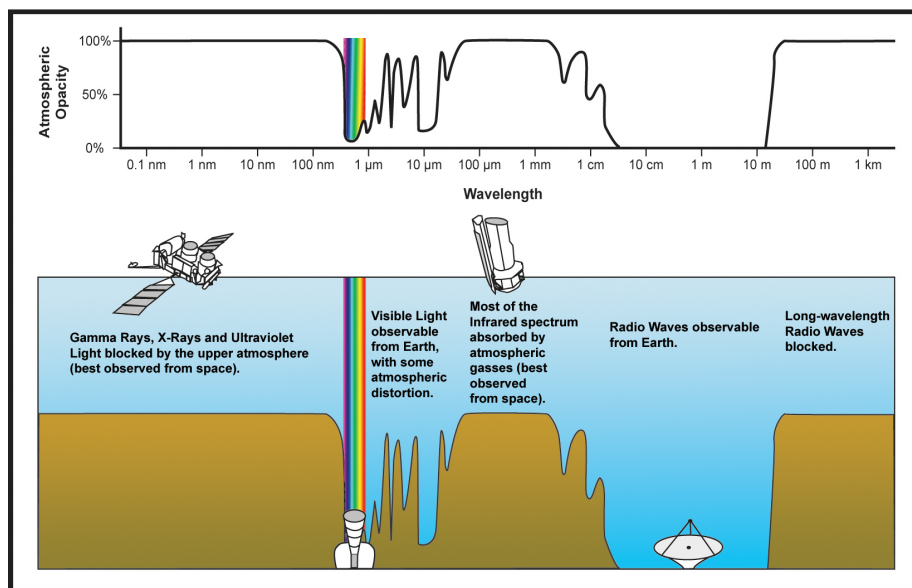
Pozorování vesmírných těles z povrchu Země, na dně vzdušného oceánu, je pro astronomy velmi omezující. Zemská atmosféra velmi dobře filtruje záření přicházející z vesmíru na povrch Země. Výsledkem je, že ze Země můžeme vidět jen velmi omezené rozsahy vlnových délek záření, nazývaná „okna“. Viditelné světlo spadá do jednoho z takových oken (obr. 1.1). Okno s viditelným světlem na jedné straně omezuje ozónová vrstva v zemské atmosféře, která silně zachycuje ultrafialové záření. Na opačné straně okna, při delších vlnových délkách, se nachází oblast infračerveného záření, které zachytávají především molekuly vody, metanu a oxidu uhličitého. Teprve pro delší vlny v rádiové oblasti je obloha pro záření průzračná.

1.2 Vliv atmosféry na astronomická pozorování

1.2.1 Extinkce v atmosféře

Každé pozorování z povrchu Země nebo obecněji ze zemské atmosféry je atmosférou ovlivněno. Záření je při svém průchodu atmosférou zeslabeno absorpcí a rozptylem. Souhrnně se tento jev nazývá extinkce.

Při absorpci je foton zachycen nějakou molekulou. Energie dopadajícího fotonu přitom způsobí excitaci této molekuly nebo dokonce vede k jejímu rozpadu. Absorpce se projevuje úbytkem záření na vlnových délkách charakteristických pro jednotlivé druhy molekul a vytváří ve spektru zdrojů absorpční čáry nebo pásy. Například molekulový a atomární kyslík a dusík působí absorpci především ultrafialového a rentgenové záření, atmosférický ozón v ultrafialovém oboru a vodní pára v infračervené oblasti. V optickém oboru nejsou vzniklé absorpční čáry příliš významné pro astronomická fotometrická měření, zajímavé jsou snad jen pásy ozónu, jejichž intenzita se měří pro určení celkového množství ozónu v



Obrázek 1.1: Spektrální propustnost zemské atmosféry. Převzato z NASA/IPACP.

atmosféře.

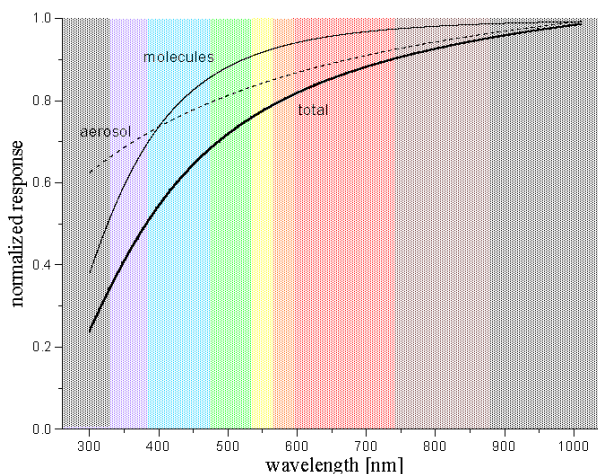
Při srážce fotonu s atmosférickou částicí dojde zpravidla k odchylení fotonu z jeho původního směru, dojde k jeho rozptylu. Na částicích větších než je vlnová délka se světlo odráží; tento rozptyl pak už nezávisí na vlnové délce. Na částicích menších než je vlnová délka procházejícího záření, se směr mění difrakcí. V úplně čisté atmosféře se světlo rozptyluje na shlucích molekul vzduchu, a to přibližně úměrně λ^{-4} , což s dobrou přesností odpovídá Rayleighovu rozptylu. Barevná závislost rozptylu na pevných zrníčkách a malých vodních kapičkách řádově srovnatelných s vlnovou délkou světla se dá charakterizovat vztahem $b\lambda^{-g}$, kde b je faktor turbidity¹ a g je parametr, který s rostoucí velikostí částic klesá. Za normálních okolností dosahuje hodnot kolem 1,3 (tomu odpovídá průměr částic zhruba 1 mm), ale při znečištění atmosféry většími částicemi, např. po výbuchu sopky, může nabývat hodnot i menších než 0,5, zatímco v místech ovlivněných průmyslovou činností produkující velmi malé částice je tento parametr i větší než 1,5.

Optické vlastnosti atmosféry jsou velmi složité a proměnlivé a nedají se spočítat z nějakých snadno měřitelných veličin.

Extinkce je tedy obecně závislá na vlnové délce dopadajícího záření a způsobuje kromě úbytku energie dopadající do detektorů také zčervenání pozorovaných objektů (obr. 1.2), tj. zvyšování jejich barevného indexu. Proto, stejně jako jasnosti objektů, extinkci studujeme v barevných fotometrických systémech (viz kapitola 2.1.5).

Vliv extinkce na jasnosti hvězd je závislý na úhlové výšce pozorovaných hvězd, se zmenšující se úhlovou výškou (zvětšující se zenitovou vzdáleností z) roste. Tloušťku at-

¹Turbidita je míra úhrnné energie, která se při průchodu světelného paprsku vrstvou disperze o jednotkové tloušťce rozptýlí na všechny strany od tohoto paprsku. Její hodnota je úměrná hustotě částic.



Obrázek 1.2: Celková extinkce se dá rozdělit do dvou složek - Rayleighova rozptylu na molekulách, který je stálou vlastností atmosféry, a rozptylu na větších pevných a kapalných částicích (aerosolech), který je velmi proměnný; na obrázku je zachycena situace, která odpovídá měřením na 65cm dalekohledu Astronomického ústavu Ondřejov za poměrně kvalitních podmínek s vyšší průzračností atmosféry. Absorpce není brána v úvahu. Převzato z <http://www.asu.cas.cz/lenka/prednasky/318ext.htm>.

mosféry, kterou musí světlo překonat, nazýváme vzdušnou hmotou. Velikost vzdušné hmoty X je nejmenší pro objekt v zenitu, obecně ji lze aproximovat vztahem

$$X = \sec z. \quad (1.1)$$

tato aproximace nebere v úvahu ani zakřivení Země ani refrakci, proto se používá přesnější vztah (Young & Irvine, 1967)

$$X = \sec z [1 - 0,0012 (\sec^2 z - 1)]. \quad (1.2)$$

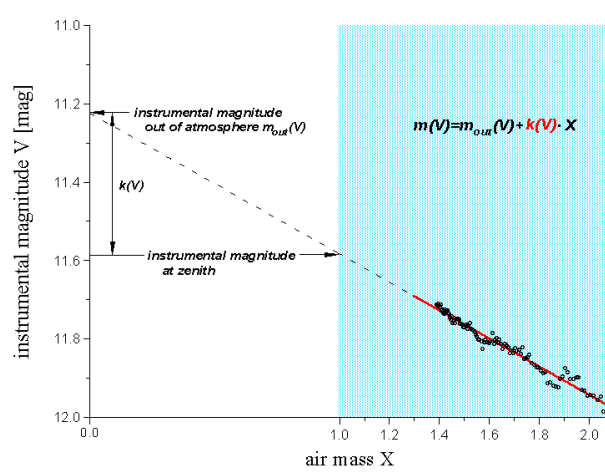
Pro hodnoty $z = 60^\circ$ mají oba vztahy takřka identické hodnoty. Pro $z = 60^\circ$ je $X \approx 2$. Jestliže bychom pozorovali nějakou hvězdu po celou noc a následně zakreslíme napozorované instrumentální hvězdné velikosti vůči vzdušné hmotě, dostaneme přímkovou závislost². Směrnice přímky definuje tzv. extinkční koeficient k . Koeficient mění konstantní, mění se noc od noci, v našich podmínkách většinou i během noci.

Hvězdnou velikost hvězdy lze opravit o vliv extinkce dle tzv. Bouguerova³ zákona

$$m_{\lambda 0} = m_{\lambda} - k_{\lambda} X, \quad (1.3)$$

²To ovšem platí jen za předpokladu, že je atmosféra homogenní a extinkce stálá, což bohužel v našich podmínkách velmi často není splněno a tak běžně zaznamenáme průběžné změny extinkce v průběhu jedné noci. Více viz například na <http://www.asu.cas.cz/lenka/prednasky/318ext.htm>.

³čti „bugérova“



Obrázek 1.3: Extinkční koeficient je směrnicí přímky fitované závislosti instrumentální magnitudy objektu o konstantní mimoatmosférické jasnosti na optické hmotě. Atmosféra musí být homogenní a extinkce časově stálá. Převzato z <http://www.asu.cas.cz/lenka/prednasky/318ext.htm>.

kde m_0 je hvězdná velikost, jakou by pozorovaný objekt měl mimo zemskou atmosféru. Reálná pozorování ale zpravidla vyžadují pečlivější korekce a redukce, které jsou podrobně popsány v Harmanec (2010).

1.2.2 Seeing

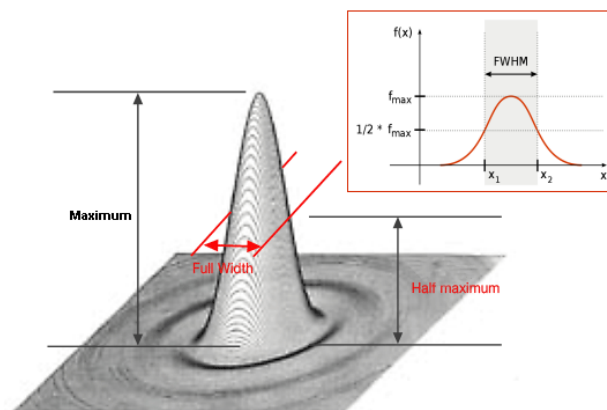
Neklid atmosféry, **seeing**, vzniká, protože se mísí atmosférické vrstvy různých teplot a tedy i různých indexů lomu. Také známé poblikávání hvězd na obloze tzv. **scintilace** je projevem neklidu atmosféry. Seeing deformuje obrazy hvězd na snímku velkou rychlostí, typicky častěji než 100krát za sekundu. V běžném snímku hvězdného pole s expoziční dobou sekundy až minuty tak místo bodových obrazů hvězd vzniká obraz hvězd rozmazaný do kotoučků (tzv. seeing disc), který se označuje jako „point spread function“ - PSF (viz 2.1.2).

Míru seeingu charakterizujeme pomocí veličiny FWHM (z anglického *full width at half maximum*, což značí šířku (obrazu hvězdy) v polovině maxima (obr. 1.4).

Seeing se v ČR pohybuje kolem 2-5 ", na nejlepších pozorovacích místech světa zpravidla klesá k 1 ", ale může dosáhnout až 0,4 ". Bez adaptivní optiky je jakýkoliv dalekohled, co do rozlišovací schopnosti, srovnatelný s 10-20cm dalekohledem na oběžné dráze kolem Země.

1.3 Balónová astronomie

Jedním z nejjednodušších prostředků, jak otevřít další okna do vesmíru, která uzavřela zemská atmosféra, je balónová astronomie. K pozorování vesmírných objektů se používá



Obrázek 1.4: Definice FWHM plné šířky v polovině maxima (full width at half maximum). Převzato z <http://www.skyobserver.net> a <http://en.wikipedia.org/>.

přístrojů zavěšených pod balóny a vynášených s jejich pomocí do výšky až 30 km. Používají se dalekohledy o průměru až 1 metr. Přístroje na balónech slouží zejména ke studiu infračerveného, rádiového, rentgenového i gama záření vesmírných objektů. Například v roce 2007 se ale pomocí balónů vypouštěných v Antarktidě pátralo pomocí aparatury BESS po částicích antihmoty. Za zmínku stojí i objev intenzivního kosmického rádiového šumu oznámený počátkem roku 2009, který byl založen na pozorováních pomocí přístroje ARCADE na balónech. Více o balónové astronomii v Reichhardt (2003) nebo na http://en.wikipedia.org/wiki/Balloon_astronomy.

1.4 Družicová astronomie

První zmínku o možnosti využití kosmických dalekohledů publikoval už Oberth (1923). Podrobný rozbor možností připravil ale až Spitzer (1946), který uvažoval o pozorováních pomocí dalekohledů o rozměrech 0,25 až 15 metrů. Spitzer se setkal s kritikou a nepochopením a za uskutečnění svého snu bojoval další čtyři desetiletí. Za hranice atmosféry se lidé dostali až po 2. světové válce, zejména díky válečnému rozvoji raketové techniky v nacistickém Německu. R. Tousey zaznamenal 10. října 1946 spektrometrem umístěným v hlavici ukořistěné německé rakety V-2 poprvé ultrafialové spektrum Slunce. Tím zahájil éru pozorování astronomických objektů z vesmíru. Rakety však měly zásadní nedostatky: let trval maximálně pár minut a zaměření optických přístrojů na určitý cíl bylo značně nesnadné. V šedesátých letech pak Tousey se svými spolupracovníky postavil sedm malých družic OSO (Orbiting Solar Observatory), které velmi úspěšně zkoumaly Slunce. Spitzer navrhl po vzniku NASA v roce 1958 družicovou astronomickou observatoř OAO (Orbiting Astronomical Observatory) se zrcadlovým dalekohledem o průměru až 1,5m. Dvě ze tří vypuštěných OAO byly velmi úspěšné, pracovaly několik let a na jejich palubách bylo několik dalekohledů o průměrech od 20 do 80 cm. Spitzer však stále doufal v realizaci

velkého kosmického teleskopu. Vedení NASA začalo o velkém dalekohledu LST⁴ na oběžné dráze uvažovat v roce 1962. Po řadě debat a přípravných prací byla v roce 1974 byla kvůli omezení zdrojů NASA přizván i evropský předchůdce ESA. Pro finanční potíže byl nakonec průměr redukován na 2,4 m, ale pak byl projekt v roce 1977 konečně schválen. Po řadě problémů byl dalekohled připraven k vypuštění v roce 1986, ale havárie raketoplánu Challenger odsunul vypuštění až na duben 1990. Po vypuštění se ale ukázalo, že hlavní zrcadlo bylo špatně vybroušeno a okraj zrcadla je o několik tisíc milimetrů plošší, než se požadovalo. Pro korekci bylo navrženo zařízení COSTAR. V roce 1993 nahradilo na palubě HST fotometr pro měření rychlých změn jasností hvězd. Po několika opravách HST na oběžné dráze (poslední v roce 2009) by měl dalekohled pracovat nejméně do roku 2014. Jeho nástupcem se má stát pravděpodobně v roce 2013 JWST (James Webb Space Telescope), který má pracovat v oblasti dlouhovlnného infračerveného spektra.

Do vesmíru se v uplynulých desetiletích dostalo několik desítek astronomických družic. Jejich výběr je uveden v tabulce 1.1. Mezi nejznámější patří astrometrická družice Hipparcos. Ve stelární astronomii jsou často využívána nejen data z Hipparca, ale také z družice IUE, případně současných družic MOST, CoRoT či Kepler.

Z velkých observatoří na oběžné dráze jmenujme ještě americkou družici CGRO (Compton Gamma Ray Observatory), která měla zejména registrovat gama záblesky. V podobné oblasti pracuje i mezinárodní observatoř INTEGRAL (INTERNational Gamma-Ray Astrophysics Laboratory). V oblasti rentgenového záření pracovaly dvě družice: americká Chandra (dříve AXAF – Advanced X-ray Astrophysical Facility) a západoevropský Newton (původně XMM – X-ray Multi-mirror Mission). V oblasti infračerveného záření pracuje dalekohled SST (Spitzer Space Telescope), dříve nazývaný SIRTf (Space Infra-Red Telescope Facility) a také družice Herschel, jejíž hlavní zrcadlo má průměr 3,5 metru.

Velké očekávání se vkládá do evropské observatoře GAIA, následovníka Hipparca, která by měla odstartovat na konci roku 2012.

⁴LST – Large Space Telescope (Velký Kosmický Dalekohled), mnozí to ale pokládali za Lyman Spitzer Telescope. Padl i návrh pojmenovat dalekohled jako Velké Orbitální Zařízení, Great Orbital Device, ve zkratce GOD, což znamená „Bůh“. Nakonec byl pojmenován Hubble Space Telescope – HST, protože jeho hlavním úkolem mělo být upřesnění Hubbleovy konstanty.

Tabulka 1.1: Přehled nejvýznamnějších astronomických družic

Název	Vzlet	Stát/organizace	Obor záření
Ariel 1	26. 4. 1962	Velká Británie	X U
Ariel 2	27. 3. 1964	Velká Británie	R
Explorer 38/RAE-1	4. 7. 1968	USA	R
OA0-2	7. 12. 1968	USA	U
Interkosmos 1	14. 10. 1969	Interkosmos (ČSSR)	X U
Explorer 42/Uhuru/SAS-1	19. 12. 1970	USA	X
TD-1A	12. 3. 1972	ESA	G X U
OA0-3	21. 8. 1972	USA, Velká Británie	X U
Explorer 48/SAS-2	15. 11. 1972	USA	G
Explorer 49/RAE-2	10. 6. 1973	USA	R
ANS-1	30. 8. 1974	Nizozemsko	X U
Aryabhata	19. 4. 1975	Indie	X
Explorer 53/SAS-3	5. 5. 1975	USA	X
COS-B	9. 8. 1975	ESA	G
HEAO-1	12. 8. 1977	USA	G
IUE	26. 1. 1978	USA, ESA	U
HEAO-2	13. 11. 1978	USA	X
Hakucho	21. 2. 1979	Japonsko	X
HEAO-3	20. 9. 1979	USA	G
Tenma	20. 2. 1981	Japonsko	X
Astron-1	23. 3. 1983	SSSR	U
Exosat	26. 8. 1983	ESA	X
IRAS	26. 1. 1986	USA, Nizozemsko	I
Ginga	5. 2. 1987	Japonsko	X
Hipparcos	8. 8. 1989	ESA	V
COBE	18. 11. 1989	USA	M
Granat	1. 12. 1989	SSSR	G
CGRO	5. 4. 1990	USA	G
HST	24. 4. 1990	USA	U V I
Rosat	1. 6. 1990	Německo	X
Gamma	11. 7. 1990	SSSR	G
SARA	17. 7. 1991	Francie	R
EUVE	6. 2. 1992	USA	U
Eureca	31. 7. 1992	ESA	X
Asuka	20. 2. 1993	Japonsko	X
Alexis	25. 5. 1993	USA	X
IRTS-SFU	18. 3. 1995	Japonsko	I
ISO	17. 11. 1995	ESA	I
SOHO	2. 12. 1995	USA, ESA	U V
RXTE	30. 12. 1995	USA	X
BeppoSAX	30. 4. 1996	Itálie	X
HALCA	12. 2. 1997	Japonsko	R
Minisat 1	21. 4. 1997	Španělsko	G
SWAS	5. 12. 1998	USA	M
WIRE	4. 3. 1999	USA	I
FUSE	24. 6. 1999	USA	U
Chandra	23. 7. 1999	USA	X
Newton XMM	10. 12. 1999	ESA	X
HETE-2	9. 10. 2000	USA	G X
WMAP	30. 6. 2001	USA	M
Hinode	22. 9. 2002	Japonsko	X U V
Integral	17. 10. 2002	Rusko, ESA	G
CHIPSat	12. 1. 2003	USA	U
GALEX	28. 4. 2003	USA	U
MOST	30. 6. 2003	Kanada	U V
Spitzer	25. 8. 2003	USA	I
Swift	20. 11. 2004	USA	G X U V
Suzaku	10. 7. 2005	Japonsko	X
Akari	21. 2. 2006	Japonsko	I
CoRoT	27. 12. 2006	Francie	U V
Kepler	7. 3. 2009	USA	V
Herschel	14. 5. 2009	ESA	I
Planck	14. 5. 2009	ESA	R

Kapitola 2

Optická astronomie

2.1 Optické dalekohledy

Přestože se astronomové snaží dostat se svými přístroji za hranice zemské atmosféry, nejvíce observatoří stojí na zemské povrchu a disponuje v naprosté míře optickými dalekohledy.

Astronomické dalekohledy mají za úkol

- soustředit na detektor co největší světelný tok,
- vytvářet ve své ohniskové rovině obraz sledovaného objektu,
- větší rozlišovací schopnost - při pozorování okem za použití okuláru (!) je obraz úhlově zvětšený.

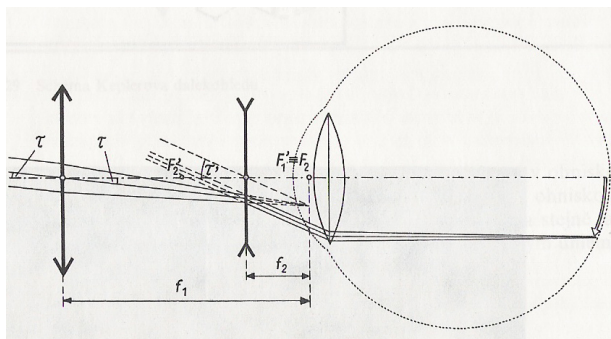
2.1.1 Konstrukce dalekohledů

- Refraktory (čočkové)
- Reflektory (zrcadlové)
- Katadioptrické (zrcadlo-čočkové)

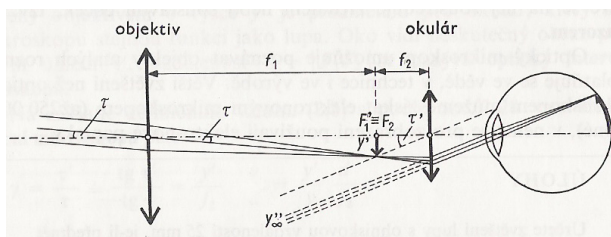
Refraktory

Jejich objektiv tvoří jedna nebo více čoček tvořících spojnou soustavu. Podle typu okuláru rozeznáváme:

- Galileův dalekohled (viz obr. 2.1) – Je historicky starší než dokonalejší Keplerův. Jeho okulár se chová jako (nebo přímo je) rozptylná čočka. Dává vzpřímený obraz. V astronomii se již nepoužívá, neboť poskytuje menší zorné pole a zvětšení než Keplerův. Dodnes nachází využití tam, kde je důležitý vzpřímený obraz: např. záměrné přístroje, hledáčky fotoaparátů, divadelní kukátka (v triedrech ne, zde se obraz vzpřimuje totálním odrazem na dvou hranolech).



Obrázek 2.1: Schéma Galileova dalekohledu. Převzato z <http://fyzika.gbn.cz>.



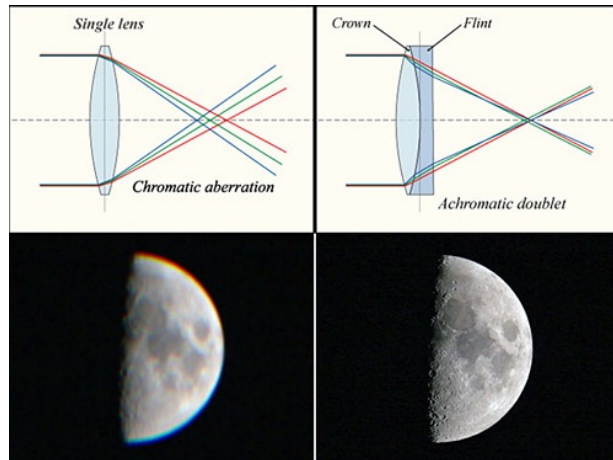
Obrázek 2.2: Schéma Keplerova dalekohledu. Převzato z <http://fyzika.gbn.cz>.

- Keplerův dalekohled (viz obr. 2.2) – I okulár je tvořen spojnou soustavou čoček. Poskytuje stranově i na výšku převrácený obraz (tj. otočený o 180° kolem optické osy). To však astronomickým účelům není na překážku.

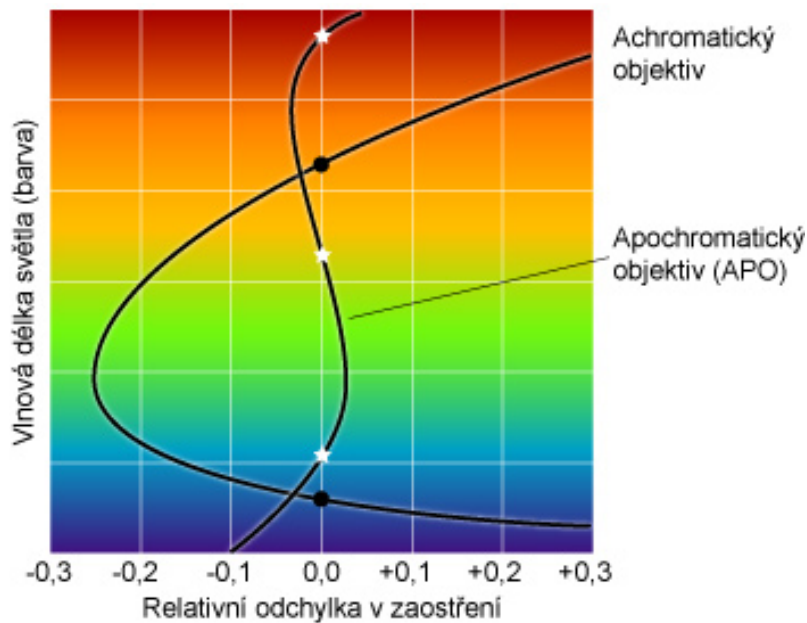
S jedinou čočkou jako objektivem by měl dalekohled nepříjemně velkou barevnou vadu (viz str. 25) (Obr. 2.20 Proto objektivy sestavujeme z několika čoček z materiálů o různých indexech lomu.

- Achromát - Objektiv složený ze dvou čoček o různých indexech lomu (obr. 2.20). Skládá se ze spojky z flintového skla a z rozptylky z korunového. Obě čočky jsou v kontaktu a jsou spojené tmelem. Křivosti optických ploch a materiály jsou voleny tak, aby soustava měla společné ohnisko pro světlo dvou vlnových délek ze vzdálených oblastí spektra (obr. 2.20). Pro ostatní vlnové délky je barevná vada oproti jednoduché čočce zmenšena, zůstává jen tzv. zbytková barevná vada.
- Apochromát (APO) - Objektiv se skládá ze 3 čoček. Má společné ohnisko pro tři vlnové délky světla. Barevná vada se stává nezatelnou (obr. 2.5).

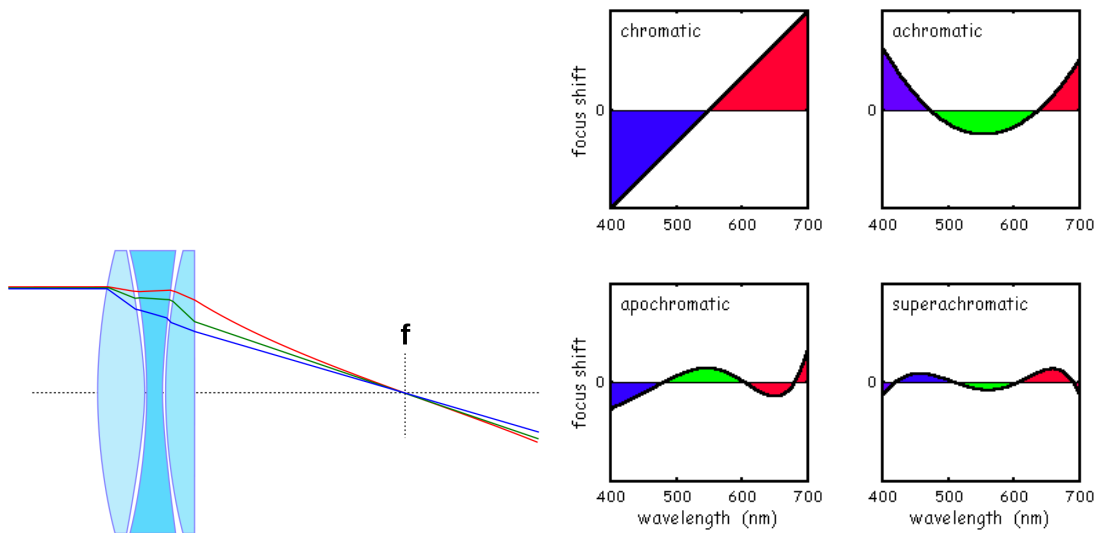
Refraktory se v dnešní době používají jen zřídka, většinou jako pomocné dalekohledy. Avšak moderní čočkové dalekohledy dávají, co do kontrastu obrazu a optických vad, kvalitnější obraz, než zrcadlové stejných rozměrů. Do začátku 20. století se většinou stavěly



Obrázek 2.3: Levný dalekohled s jednoduchou čočkou vytváří rozmazaný obraz s okraji s falešnými barvami (vlevo). Galileoscope představuje kvalitnější achromát tvořený dvojitou čočkou. Ohnisko je společné pro modré a červené světlo, ohnisko zeleného světla je lehce posunuté. Převzato: diagramy – R. Caniatti/Wikipedia, snímky Měsíce – R. Fienberg.



Obrázek 2.4: Barevnou vadu lze vyjádřit jako odchylku zaostření paprsků ve vztahu k barvě. Achromatický objektiv ji má korigovanou pro dvě barvy (černé tečky), apochromatický objektiv ji koriguje pro tři barvy (bílé hvězdy). Převzato z <http://www.fotoroman.cz>.



Obrázek 2.5: Vlevo: Jednoduchý apochromát. Vpravo: Korekce barevné vady. Barevné části jsou známy jako sekundární spektrum. Převzato z <http://en.wikipedia.org>; <http://toothwalker.org/optics/chromatic.html>.

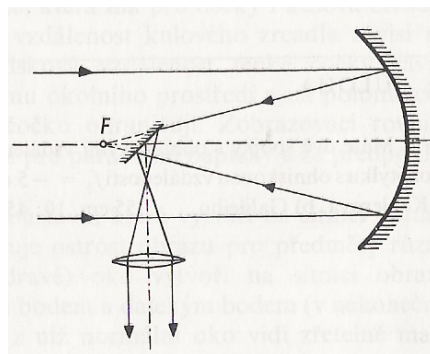
refraktory. Svého vrcholu dosáhly na přelomu 19. a 20. století. Uveden do provozu byl největší refraktor použitý pro vědecké účely – 102cm dalekohled na Yerkesově observatoři¹. Větší čočky se ale deformují vlastní vahou, naproti tomu zrcadlo může být ze zadní strany podepřeno. Velké silné čočky se také více deformují při změně teploty. V průběhu tepelné stabilizace vytváří objektiv obraz zcela degradovaný, jaký by odpovídal nepřesně vybroušené čočce. Nevýhodou čoček je rovněž náročnější výroba, kdy je nutné přesně opracovat obě její optické plochy, zatímco u zrcadla stačí pouze jedna.

Reflektory

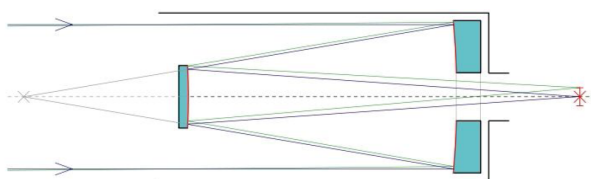
Objektiv tvoří zrcadlo nebo soustava zrcadel.

- Newton (obr. 2.6) – Objektiv tvoří jediné duté parabolické (část rotačního paraboloidu) zrcadlo. Aby pozorovatel při sledování obrazu v ohniskové rovině nebránil svým tělem vstupu světla do dalekohledu, vyvádí se světlo ven z tubusu rovinným, o 45° k optické ose skoněným sekundárním zrcátkem. Těchto přístrojů se pro svou jednoduchou výrobu a nízkou cenu hojně využívá mezi amatéry. Pro větší přístroje jsou lepší jiné konstrukce.

¹Největším vyrobeným refraktorem byl dalekohled představený na světové výstavě v Paříži r. 1900 o průměru 125 cm.



Obrázek 2.6: Schéma Newtonova dalekohledu. Převzato z <http://fyzika.gbn.cz>.

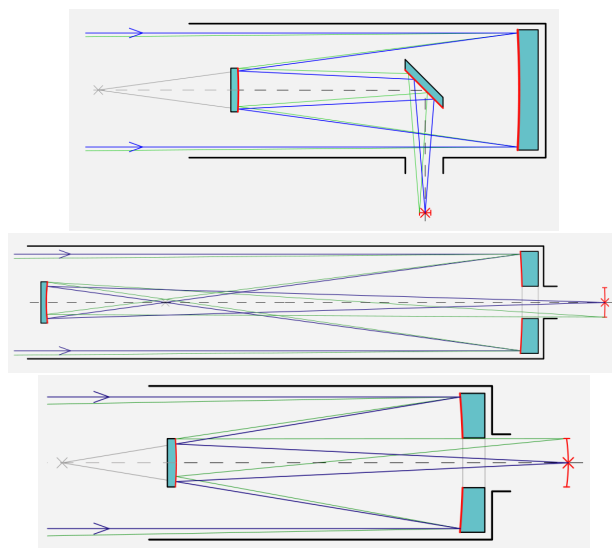


Obrázek 2.7: Schéma Cassegrainova dalekohledu. Převzato z <http://en.wikipedia.org>.

- Cassegrain (obr. 2.7) – Skládá se ze dvou zrcadel - primárního parabolického a sekundárního hyperbolického vypuklého zrcadla. Světlo se nejprve odrazí od primáru, pak od sekundáru a z dalekohledu vychází otvorem v primárním zrcadle. Vypuklost sekundáru způsobuje snížení sbíhavosti světelného svazku a tím prodloužení ohniskové vzdálenosti (viz str. 21) primáru, což je výhodné, protože se nemusí stavět tak dlouhé přístroje a velké kopule. Ohnisko Cassegrainova dalekohledu je snadno přístupné, neboť se nachází za dalekohledem.

Další systémy jsou modifikací Cassegrainovy konstrukce.

- Nasmyth (obr. 2.8, 2.9) – Světlo lze po odrazu od dvou sekundárních zrcátek směřovat do boku montáže, kde bývají uloženy rozměrné detektory. prostým překlopeným zrcátka pak lze měnit směr paprsků a tedy i detektory měnit.
- Gregory (obr. 2.8) – Sekundární zrcadlo má tvar dutého elipsoidu. Paprsky se po odrazu od primárního zrcadla nejprve protnou v primárním ohnisku a teprve potom se odrazí zpět od sekundárního zrcadla. Z toho důvodu je dalekohled poměrně dlouhý.



Obrázek 2.8: Schémata dalekohledů Nasmythova (nahore), Gregoryho (uprostřed) a Ritcheyho-Chrétiena (dole). Převzato z <http://en.wikipedia.org>.

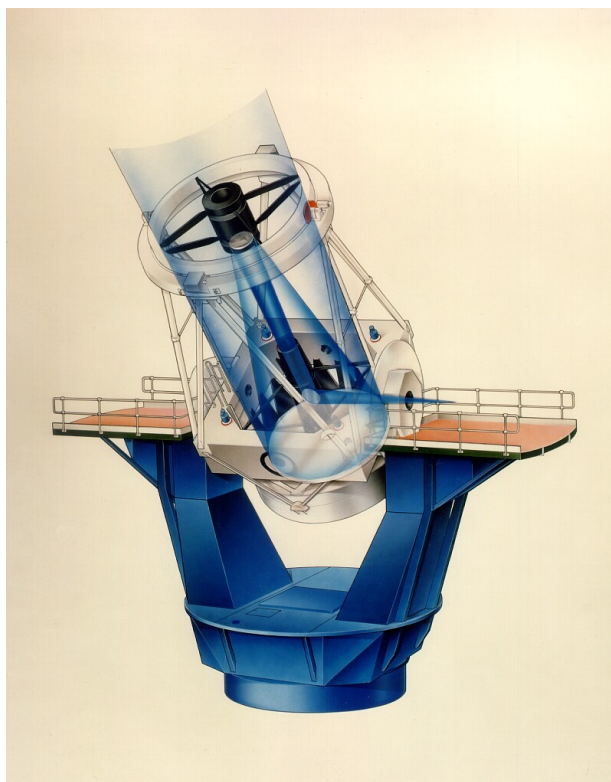
Další nevýhodou je malé zorné pole. Gregoryho dalekohled je s oblibou používán k pozorování Slunce. V primárním ohnisku totiž lze umístit clonku, která odstíní tu část slunečního disku, kterou nechceme pozorovat, takže se dalekohled tolik nepřehřívá.

- Ritchey-Chrétien (čti „riči-krétién“) (obr. 2.8) – V současné době nejpoužívanější konstrukce velkých moderních dalekohledů. Primární duté zrcadlo má tvar rotačního hyperboloidu (na rozdíl od paraboloidu u Cassagrainu) a sekundární zrcátko je také hyperbolické, ale vypuklé. Systém je prostý komy i sférické aberace (viz str. 27).

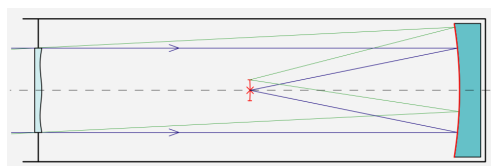
Katadioptrické systémy

Objektiv dalekohledu se skládá z jednoho nebo více zrcadel jako u reflektorů, ale navíc je před nimi umístěna korekční deska nebo meniskus. Korekční deska redukuje optické vady zrcadlových systémů (viz str. 27). Proto můžeme nahradit primární parabolické zrcadlo, které je největší, snadněji a levněji vyrobitelným zrcadlem kulovým.

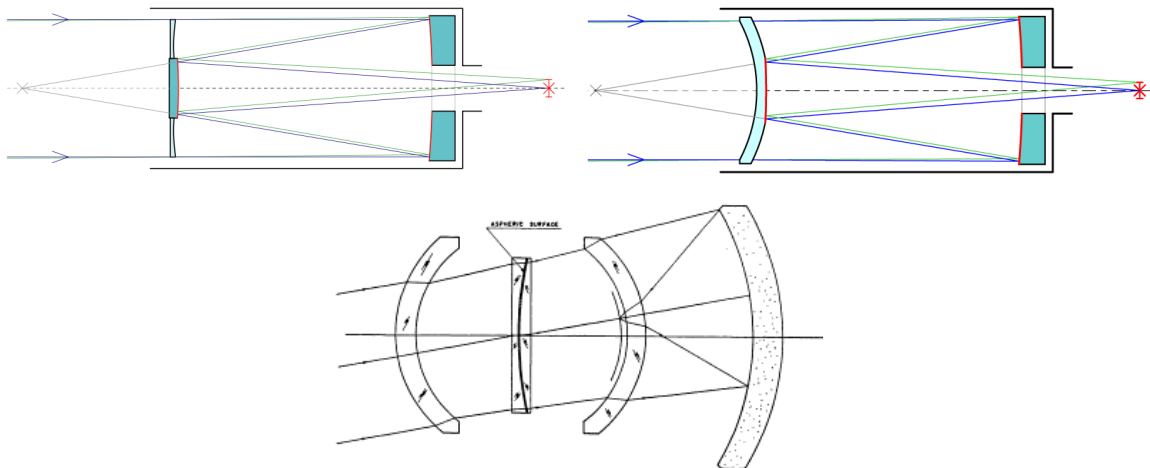
- Schmidtova komora (obr. 2.10) – Skládá se z korekční desky a jednoho primárního kulového zrcadla. Pro své široké zorné pole (až několik stupňů) se používá k přehlídkám oblohy. Při tak širokém zorném poli by jevil čistý reflektor jakékoliv konstrukce značnou komu. Obraz se vytváří v prostoru mezi zrcadlem a korekční deskou. Obraz se nerozprostírá v rovině, ale na sféře. Tudíž se musí použít fotografická deska odpovídajícího tvaru, nebo se před detektor umístí přídatný optický lámavý člen, rovnač pole, jenž převede obraz na rovinný. Systém se vyznačuje vysokou světelností 1-3 (viz str. 21).



Obrázek 2.9: Kresba WHT (William Herschel Telescope) ukazuje cestu světla do Nasmythova ohniska, kde mohou být umístěny i rozměrné přístroje. Převzato z <http://www.ing.iac.es> (Isaac Newton Group of Telescopes, La Palma).



Obrázek 2.10: Schéma Schmidty komory. Převzato z <http://en.wikipedia.org>.

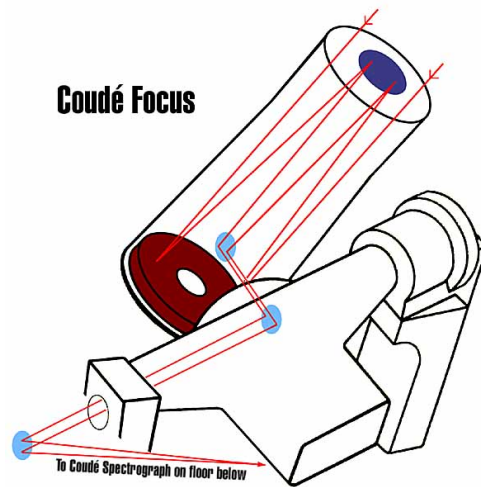


Obrázek 2.11: Schémata katadioptrických systémů Schmidt-Cassegrain (nahore), Maksutov (uprostřed) a Baker Super-Schmidt (dole). Převzato z <http://en.wikipedia.org> a PASP 67, 367 (1955).

Další systémy se hodí hlavně pro menší přístroje. Velké korekční desky se obtížně vyrábí a jsou příliš těžké.

- Schmidt-Cassegrain (obr. 2.11) – Od obyčejného Cassegrainova dalekohledu se liší kulovým primárním zrcadlem a korekční deskou.
- Maksutov (obr. 2.11) – Místo obtížně vyrobitelné asférické korekční desky využívá meniskus - refrakční optický člen, jehož plochy jsou soustředné kulové plochy s mírně odlišnými poloměry. Menisky jsou, ve srovnání s korekčními deskami, poměrně tlusté. Zrcadla jsou nejčastěji uspořádána jako u Cassegrainova dalekohledu. Při světelnosti větší než 1,5 se projevuje zbytková barevná a sférická vada.
- komora Baker Super-Schmidt (obr. 2.11) – objektivem kulové primární zrcadlo, 2 silné menisky jsou uloženy soustředně se zrcadlem a mezi nimi je asférická korekční deska. Obrazová (ohnisková) plocha je kulová. Pro vysokou světelnost až 0,7 a široké zorné pole se využívá k pozorování meteorů a umělých družic.

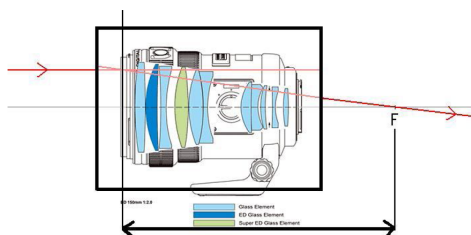
Často se setkáme i s dalekohledy, které využívají pro cestu paprsků systému coudé (z franc. *lomený*) (viz obr. 2.12), který umístěním dalších zrcadel svede paprsky do pevně umístěného ohniska v polární ose montáže dalekohledu. V coudé ohnisku pak můžeme umístit i rozměrné detektory podle toho, jaké vesmírné objekty chceme pozorovat a co na nich chceme měřit (fotografovat je, získávat spektrum aj.).



Obrázek 2.12: Schémata dalekohledu s coudé ohniskem. Převzato z <http://mcdonaldobservatory.org>.

2.1.2 Charakteristiky dalekohledu

- Průměr dalekohledu (apertura, zn. D) – Průměr primárního zrcadla nebo první čočky dalekohledu.
- Ohnisková vzdálenost (obvyklá značka f) – Pro parabolické zrcadlo nebo velmi tenkou čočku je to jednoduše vzdálenost od vrcholu paraboloidu resp. středu čočky k ohnisku. Jak ale definovat obdobnou veličinu pro složitější soustavy, jako je např. Cassegrainův dalekohled nebo fotografický objektiv obsahující třeba 8 čoček? Za tím účelem zavádíme tzv. efektivní ohniskovou vzdálenost (obr. 2.13). Je definována jako vzdálenost hlavního bodu optické soustavy (optického středu) od ohniska. Hlavní bod představuje průsečík optické osy a hlavní roviny, jež je k ose kolmá. Hlavní rovinu pro spojnou soustavu určíme následovně: Představme si, že do spojně soustavy vpustíme paprsek světla rovnoběžný s optickou osou. Paprsek projde soustavou, kde se posune a zlomí, a protne optickou osu v ohnisku (dle definice ohniska). Prodloužíme-li nyní v přímku paprsek, který do optické soustavy vstupuje, i ten vystupující, protnou se obě přímky v bodě, který leží v hlavní rovině. Hlavní rovina je, jak víme, kolmá k optické ose, takže tím známe i hlavní bod. Pro rozptylnou soustavu je definice analogická. Místo pojmu efektivní ohnisková vzdálenost se běžně říká jen ohnisková vzdálenost.
- Světelnost – Může mít různé významy. Zde ji budeme chápat jako poměr ohniskové vzdálenosti ku průměru objektivu f/D (zn. $f/\#$). V optice se pro tuto veličinu používá označení relativní otvor. Světelností, pak optici myslí relativní otvor vynásobený účinností přenosu světla soustavou. Fotografové tuto veličinu označují jako clonové číslo. Např. 65cm dalekohled v Ondřejově o ohniskové vzdálenosti 234,2 cm má světelnost 0,277, což zapisujeme 1:3,6, případně $f/3,6$.



Obrázek 2.13: Efektivní ohnisková vzdálenost. Převzato z skriptá?????.

Zvětšíme-li průměr zrcadla $2\times$, soustředí dalekohled $4\times$ více paprsků světla. Zvětšíme-li ohniskovou vzdálenost $2\times$, vzroste obsah obrazu sledovaného plošného objektu $4\times$. Tím se ale také světlo rozředí na $4\times$ větší plochu. Světelnost je tedy veličina přímo úměrná světelnému toku v ohniskové rovině („jasnost obrazu“). Chceme-li tedy udělat snímek nějakého slabého, plošně rozsáhlého objektu (např. mlhoviny), potřebujeme přístroj s co největší světelností. Naopak, pro bodové zdroje (např. hvězdy), nehraje světelnost takovou roli; je výhodnější dalekohled s co největším průměrem. (Ačkoliv, bude-li f větší, budou obrazy hvězd dále od sebe, takže se při fotometrickém měření nebudou překrývat.)

Světelnost také vyjadřuje sbíhavost výstupního světelného svazku. Při použití přístroje s velkou světelností dopadají na každý bod obrazové roviny paprsky světla v širokém rozsahu úhlu, což způsobuje problémy při použití interferenčních filtrů.

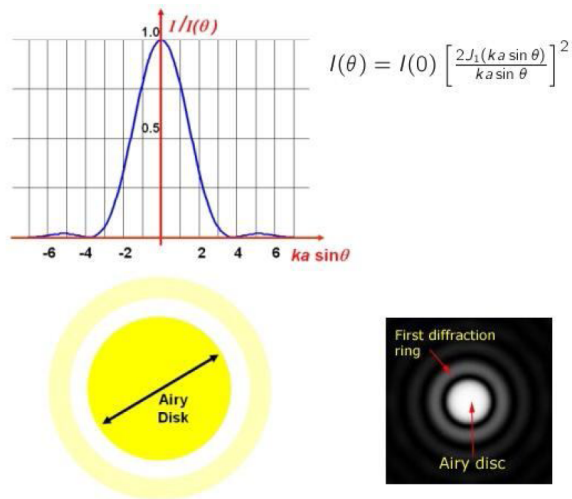
- Rozlišení (plate scale, měřítko na desce) – Udává, jaký úhel na obloze odpovídá jednotce délky v ohniskové rovině. Nejčastěji se uvádí v jednotkách $''/\text{mm}$, při použití CCD i v pixelech na mm.

Úhel Δ v $''$, který připadá na délku s v ohniskové rovině dalekohledu je v přiblížení pro malé úhly dán vztahem

$$\Delta = \frac{206265 \cdot s}{f}. \quad (2.1)$$

Číselná konstanta v čitateli představuje počet úhlových vteřin v jednom radiánu. Čím je ohnisková vzdálenost dalekohledu větší, tím je i rozměr pozorovaného objektu v ohniskové rovině větší. Dokážeme tedy rozlišit drobnější detaily. Rovnice (2.1) je užitečná např., chceme-li určit jaký výsek oblohy se nám vejde na CCD čip, nebo jaký úhel připadá na jeden pixel čipu (viz str. 48). Gauss pomocí tohoto vztahu dokonce definoval ohniskovou vzdálenost optické soustavy.

- Difrakční kroužky – Jsou malým obrazem otvoru, kterým vstupuje světlo do dalekohledu. Bodový zdroj (hvězda) se proto zobrazí jako kroužek obklopený světlými prstenci, jejichž intenzita od středu rychle slábne (obr. 2.14) ovšem jen v případě, že neuvažujeme optické aberace a neklid atmosféry. Airyho disk je kruh kolem středu difrakčního obrazce dosahující prvního minima jasnosti.



Obrázek 2.14: Airyho disk a jeho matematické vyjádření (vlevo). Převzato z <http://astronomy.swin.edu.au>. Vpravo difrakční obrázek bodového zdroje.

- Rozlišovací schopnost (difrakční limit) – Podle Rayleighova kritéria lze dva blízké bodové zdroje rozlišit, jsou-li od sebe vzdálené alespoň tak, že střed prvního ohybového obrazce leží v prvním difrakčním minimu druhého obrazce, neboli jejich vzdálenost je poloměr Airyho disku (viz obr. 2.15) . Pro záření vlnové délky λ platí vztah udávající difrakční limit δ dalekohledu

$$\sin \delta = \frac{1.220\lambda}{D}, \quad (2.2)$$

kde δ je v radiánech. Oko je při nočním vidění nejcitlivější pro světlo o vlnové délce 500 nm. Pak pro malé úhly δ vyjádřené v obloukových vteřinách platí vztah

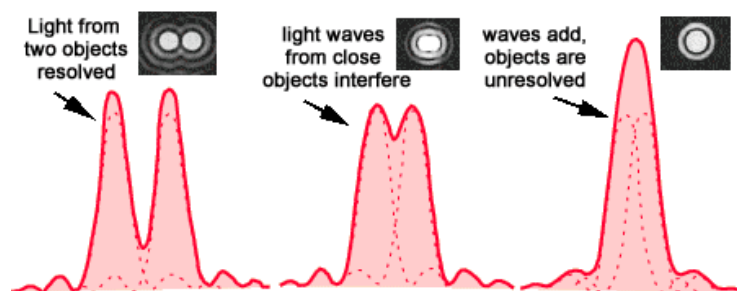
$$\delta = \frac{126}{D}, \quad (2.3)$$

přičemž i zde průměr objektivu D dosazujeme v milimetrech. Snadno nahlédneme, že dalekohled většího průměru má větší rozlišovací schopnost.

Dawes (ještě před Rayleighem) zjistil experimentálně, že vynikající pozorovatel za výborných podmínek může rozlišit o 8 procent těsnější bodové zdroje než je Rayleighovo kritérium (obr. 2.16).

- PSF (Point Spread Function, funkce rozmazání bodu) – Uvažme bodový zdroj, jehož světlo prochází skrz optickou soustavu a je zaznamenáváno dvojrozměrným detektorem. Pak jako PSF nazveme funkci dvou proměnných, jejíž hodnoty jsou úměrné světelnému toku na povrchu detektoru. PSF normujeme na 1:

$$\int_{\mathbb{R}^2} PSF(x, y) dx dy = 1. \quad (2.4)$$



Obrázek 2.15: Rayleighovo kritérium: Dvě hvězdy jsou jasně rozlišitelné, když se jejich Airyho disky nepřekrývají (vlevo), a ještě rozlišitelné, pokud je vzdálenost středů Airyho disků větší než jejich poloměr (uprostřed). Převzato z <http://astronomy.swin.edu.au>.



Obrázek 2.16: Rozlišovací schopnost dalekohledu (vlevo: Rayleighovo kritérium, vpravo: Dawesovo kritérium). Převzato z <http://posec.astro.cz/>.

PSF si můžeme představit jako obraz hvězdy promítnutý na stínítko. Používá se k hodnocení kvality zobrazení optické soustavy: má-li dalekohled barevnou vadu, závisí PSF na vlnové délce; trpí-li např. komou, PSF je v různých místech detektoru různá. Podobu PSF dále ovlivňuje vše, co způsobuje „rozmazání“ obrazu: ohybové jevy na objektivu (obr. 2.17) vzdálenost objektivu od detektoru (zaostření), nečistoty na objektivu, atd. Samozřejmě se projevuje i neklid zemské atmosféry (obr. 2.18), takže je PSF dokonce rychle se měnící funkcí času díky turbulenci v atmosféře. Ideální optické soustavě odpovídá PSF tvaru Diracovy δ -funkce. V reálném případě jsme spokojeni, pokud se nám hvězda na snímku zobrazí jako co nejužší dvojrozměrná Gaussova funkce. Při velmi klidném ovzduší obraz hvězdy navíc obklopují difrakční kroužky (obr. 2.18), . Pozorovaný obraz vzniká konvolucí skutečného obrazu s PSF.

Úloha: Odhadněte, kolik pixelů CCD na ondřejovském 65cm dalekohledu zabere planetární mlhovina M57 (Prstencová mlhovina v Lyře) s rozměry $1,4' \times 1,0'$. Ohnisková vzdálenost dalekohledu je 234,2 cm, CCD kamera G2-3200 má čip s rozměry $14,9 \times 10,0$ mm, který sestává z 2184×1742 těsně sousedících pixelů. Kolik pixelů by asi zabrala centrální hvězda - bílý trpaslík, když zanedbáme neklid atmosféry? Kolik pixelů zabere, když neklid započítáme? FWHM seeingu na Ondřejově činí průměrně 2-3 ".

Úloha: Je Hubbleův dalekohled schopen rozpoznat otisky bot astronautů, kteří se procházeli po Měsíci? Jak velké předměty by dokázal rozlišit pokud by se z oběžné dráhy podíval na povrch Země? Hubbleův teleskop je dalekohled konstrukce Ritchey-Chretien s parametry $D=2,4$ m, $f=57,6$ m. Obíhá po téměř kruhové dráze ve výšce asi 559 km nad povrchem Země. Měsíc je v perigeu vzdálen od Země 363 000 km. Detektor s nejdrobnějšími pixely, kamera ACS (Advanced Camera for Surveys) s optickým detektorem WFC (Wide Field Channel), má velikost pixelu 15 mikronů. Nebodový objekt považujeme za rozlišený, rozprostírá-li se alespoň přes 2 pixely.

2.1.3 Optické vady dalekohledů

O optickém přístroji řekneme, že má optickou vadu, pokud nezobrazí bodový zdroj světla jako bod (např. koma), nebo pokud se jeho obrazy pro různé vlnové délky liší (např. barevná vada).

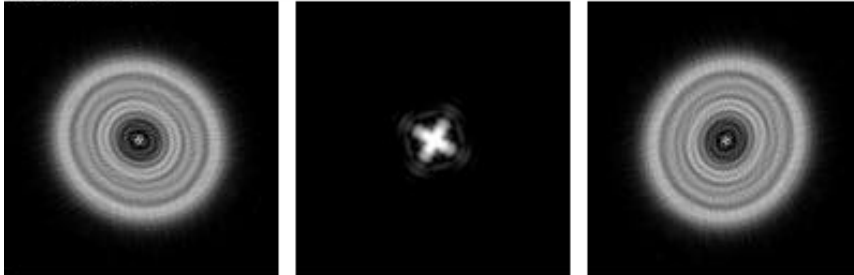
- Barevná vada (obr. 2.20, 2.19) – Vyskytuje se jen u přístrojů obsahujících nějaký lámavý optický prvek – čočku nebo korekční desku. Je způsobena tím, že index lomu materiálu čočky je jiný pro každou vlnovou délku světla. Tím pádem jsou ohniska kratších vlnových délek blíže čočce, než delších. Pro čočku platí mezi ohniskovou vzdáleností f (viz str. 21) a indexem lomu n vztah

$$\frac{1}{f} = (n - 1) \left(\frac{1}{r_1} - \frac{1}{r_2} \right), \quad (2.5)$$

kde r_1 a r_2 jsou poloměry křivosti přední a zadní strany čočky. Jak známo, index lomu klesá s rostoucí vlnovou délkou.

inside focus ————— focused ————— outside focus

Astigmatism



Coma from misalignment



Spherical aberration (correction error)



Turned-down edge

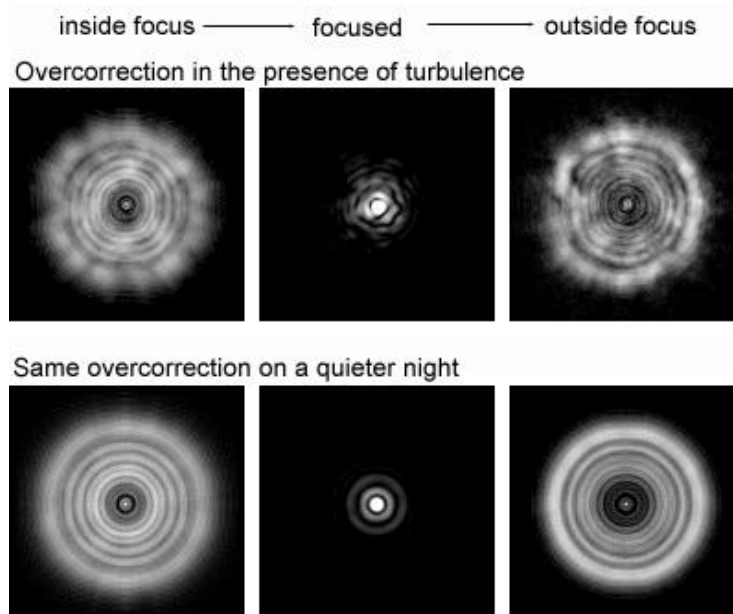


Zones



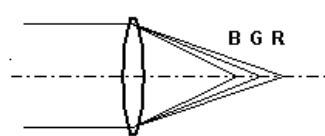
Perfect optics





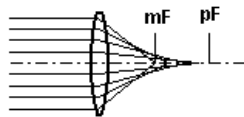
Obrázek 2.18: Vliv neklidu atmosféry na obraz hvězdy. Převzato z <http://www.willbell.com>

- Sférická vada (obr. 2.17, 2.19) – Projevuje se u kulových zrcadel nebo u čoček se sférickými optickými plochami. Koule totiž nemá v přesném geometrickém smyslu ohnisko, tj. rovnoběžně dopadající paprsky se neprotnou v jednom bodě, nýbrž v nejlépeším případě v malé plošce. Paprsky vzdálenější od optické osy se protínají blíže k zrcadlu, než paprsky bližší optické ose. Kulová zrcadla se přesto někdy používají, protože při malých světelnostech se sféra jen málo liší od paraboloidu. V takovém případě je celá PSF schovaná uvnitř Airyho disku (viz str. 22), takže se rozdíl od parabolického zrcadla stejně nepozná. Ohnisková vzdálenost kulového zrcadla s poloměrem R je $2R$. Kulovou vadu lze podstatně zredukovat přidáním korekční desky.
- Koma (obr. 2.17, 2.19) – Vyskytuje se u parabolických zrcadel i čoček. Projevuje se protažením hvězd směrem od optické osy. Na optické ose je protažení nulové, směrem od ní roste. Obraz bodu pak vypadá jako kometka. Koma způsobená tím, že paraboloid má ohnisko jen pro paprsky přicházející rovnoběžně s optickou osou. Paprsky přicházející z jiných směrů se v jednom bodě neprotnou. Koma parabolického zrcadla se dá korigovat přídatným refrakčním členem, tzv. komakorektorem, který se umísťuje mezi zrcadlo a ohnisko (obr. 2.21 nahoře).
- Astigmatismus (obr. 2.17, 2.19, 2.22) – obraz bodového zdroje popsáný PSF je elipsa protažená směrem od optické osy. Když paprsek dopadá na čočku šikmo láme se pod jiným úhlem než paprsky jdoucí ve směru blízkém optické ose. S astigmatismem souvisí i zklenutí pole – vada, která způsobuje, že body ležící v rovině kolmé k optické



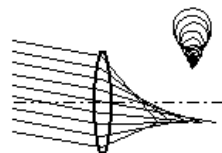
CHROMATIC ABERRATION

White light is composed of radiation of many colors. When it passes through a lens, different colors are diffracted by different amounts. Schematically, a blue image is in focus closer to the lens than a red image. Unless you correct for chromatic aberration, the edges of objects seen through your telescope will appear to be blue in a side, and orange in the other side.



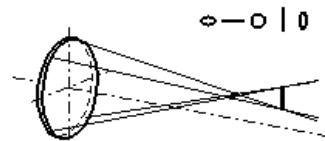
SPHERICAL ABERRATION

Consider a bright distant object on the optical axis of a lens and its image on the other side. Spherical aberration causes rays passing through the lens far away the optical axis to focus at a different distance from the lens than rays passing through the lens close to the optical axis.



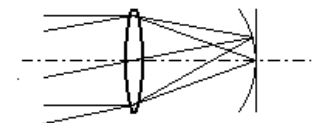
COMA

Similar to spherical aberration, coma affects images of objects not on the optical axis of the lens. In an instrument affected by coma, the image of a bright point is seen as a series of eccentric and diminishing circles or disks, giving the appearance of a comet.



ASTIGMATISM

Causes the image of a sharp point of light to appear as an ellipse away from the focal plane, with the long axis of the ellipse shifting by 90° on opposite sides of the focal plane.



CURVATURE OF FIELD

Describes a condition in which the focal plane is a curved surface rather than a true plane.

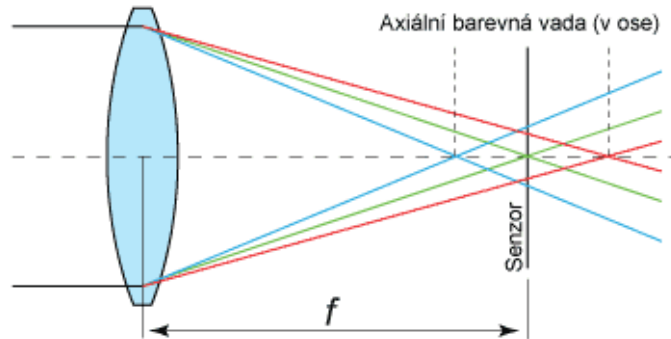


DISTORSION

Variations in the focal length of the lens with distance away from the optical axis will produce distortion, which will cause the image of a straight line to bend. The two types of distortion are: pincushion and barrel.

Fig. 5 - main optical aberrations.

Obrázek 2.19: Hlavní optické vady. Převzato z <http://www.funsci.com>.



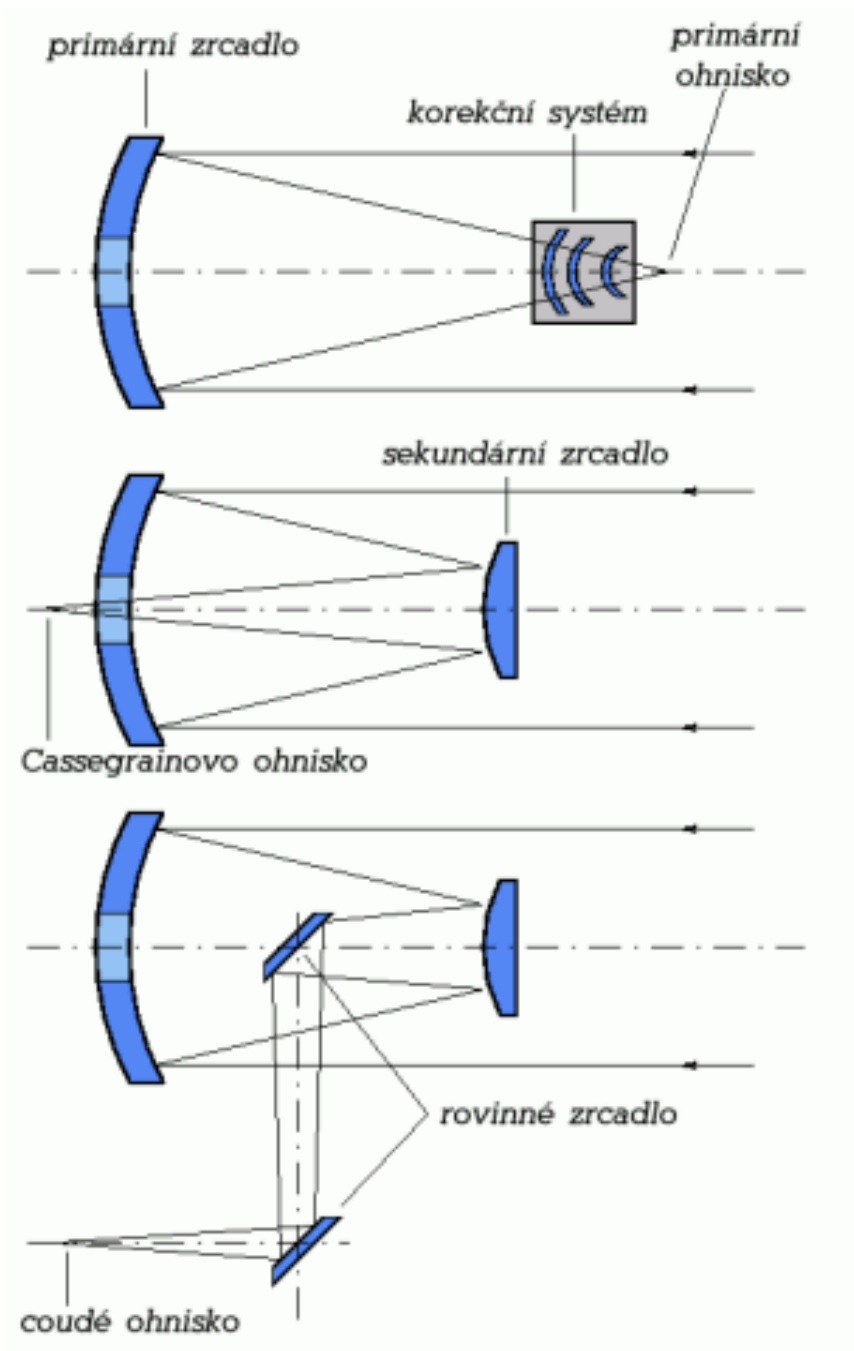
Obrázek 2.20: Barevná vada čočky. Převzato z <http://www.fotoroman.cz>.

ose se nezobrazují v rovině kolmé k ose, ale na zakřivené ploše (viz obr. 2.19). Vada bývá odstraněna současně s astigmatismem u tzv. anastigmatů.

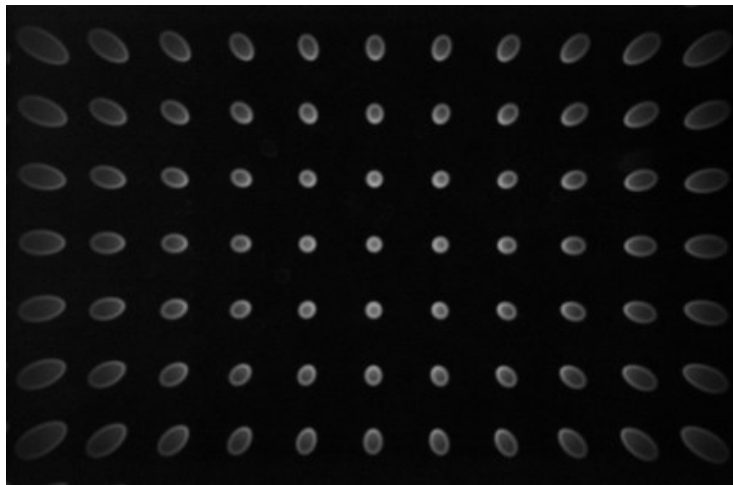
- Zkreslení obrazu (obr. 2.19) – Ke zkreslení dochází, je-li zvětšení vnějších částí předmětu odlišné od zvětšení vnitřních částí. Podle tvaru zkreslení mluvíme o zkreslení poduškovitém nebo o zkreslení soudkovitém. Soustava bez zkreslení se nazývá ortoskopická.
- Rozptyl a absorpce světla – Dochází k nim při průchodu světla každou optickou komponentou. Rozptyl dává vzniknout tzv. parazitnímu světlu, jež snižuje kontrast obrazu. Čím více optických prvků soustava obsahuje, tím se tyto jevy stávají významnějšími (obr. 2.23). Na všechny lámavé prvky se proto musí nanášet antireflexní vstvy. Na nich dochází k destruktivní interferenci mezi paprskem odraženým od povrchu čočky a paprskem odraženým od povrchu vrstvy. Povrchy zrcadel dalekohledů časem oxidují a ztrácejí svou reflexní schopnost. Po několika letech je tedy nutné je znovu pokovit.

2.1.4 Okuláry

Okulár je soustava čoček, jíž prohlížíme při vizuálním pozorování obraz vytvořený objektivem. Leží-li tento obraz před okulárem (okulár leží za ohniskovou rovinou objektivu), nazýváme takový okulár pozitivním a můžeme si představovat, že jím pozorujeme jako lupou. Nejjednodušším typem pozitivního okuláru je Ramsdenův (viz obr. 2.24). Oproti tomu u tzv. negativního okuláru leží ohnisková rovina objektivu až za první čočkou okuláru. Základní typy okulárů ukazuje obr. 2.24 Různé konstrukce okulárů se snaží optimalizovat nějaké vlastnosti okuláru. Některé okuláry disponují širokým zorným polem, jiné vynikají ostrotí kresby, další jsou levnější, nebo mají větší vzdálenost výstupní pupily, atd.



Obrázek 2.21: Klasické uspořádání. Možné optické konfigurace systému s parabolickým primárním zrcadlem. Převzato z <http://stelweb.asu.cas.cz>.



Obrázek 2.22: Zklenutí pole a astigmatismus způsobuje změny velikosti a tvaru obrazu bodového zdroje (PSF) v závislosti na jeho poloze vůči optické ose objektivu. Převzato z <http://toothwalker.org/optics>.



Obrázek 2.23: Vnitřní odrazy uvnitř Schmidtovy kamery kolem jasných objektů, zde Venuše. Paprsky vznikají ohybem světla na držácích nesoucích detektor. Převzato z <http://www.robertreeves.com/repair1.htm>.

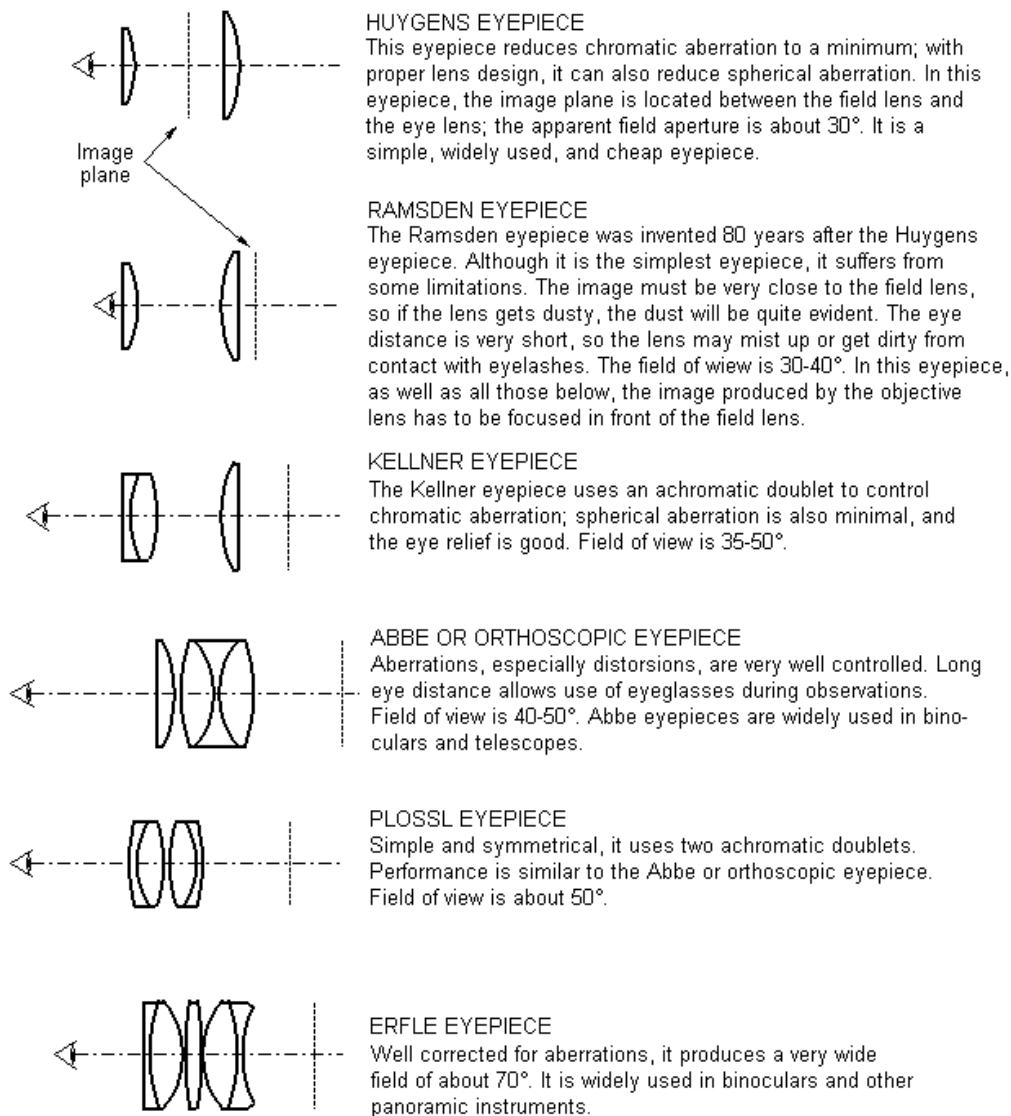
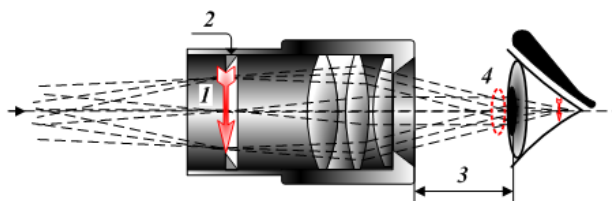


Fig. 6 - The most common eyepieces.

Obrázek 2.24: Nejběžnější typy okulárů. Převzato z <http://www.funsci.com>.



Obrázek 2.25: Vzdálenost výstupní pupily. 1 - skutečný obraz, 2 - clonka, 3 - vzdálenost výstupní pupily, 4 - výstupní pupila. Převzato z <http://en.wikipedia.org>.

Parametry okuláru

Pozorujeme-li okulárem o ohniskové vzdálenosti f_{ok} , v kombinaci s objektivem ohniskové vzdálenosti f_{ob} , dostaneme úhlové **zvětšení**

$$Z = \frac{f_{ob}}{f_{ok}}. \quad (2.6)$$

Pokud namíříme dalekohled na jasnou oblohu za dne, lze v jisté poloze za okulárem najít na stínítku ostře ohraničený obraz kruhové plošky. Jedná se o obraz první čočky nebo zrcadla objektivu vytvořený okulárem a říkáme mu **výstupní pupila**. Jelikož touto ploškou prochází veškeré světelné paprsky, které dalekohled zachytil, musíme zvolit takový okulár, aby byl průměr výstupní pupily menší než průměr zornice pozorovatele. Jinak zůstane část světla nevyužita. **Průměr výstupní pupily** E spočteme ze vztahu

$$E = \frac{f_{ok}}{f_{ob}} D = \frac{D}{Z}, \quad (2.7)$$

kde D značí průměr objektivu. Má-li být splněna podmínka, že průměr výstupní pupily má být menší než průměr zorničky oka d , je zapotřebí pozorovat s daným objektivem alespoň při zvětšení

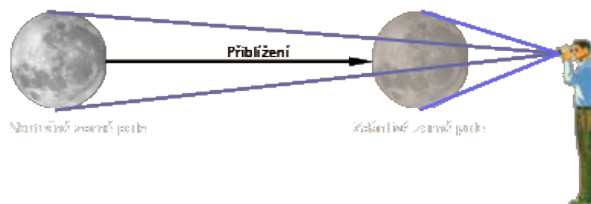
$$Z \geq \frac{d}{D} = 1,7D, \quad (2.8)$$

pro průměr zorničky 6-7 mm, kde D dosazujeme v milimetrech.

Vzdálenost výstupní pupily (eye relief) je její odstup od poslední čočky okuláru. Její hodnota by měla být větší, než alespoň 6 mm, pro pozorovatele s brýlemi i více, kvůli pohodlnému pozorování. Při pohledu z větší vzdálenosti bychom neviděli celé zorné pole, u zrcadlového dalekohledu je vidět stín sekundárního zrcátka.

Zorné pole okuláru (někde též zdánlivé zorné pole) je dané konstrukcí okuláru. V praxi nás ale bude více zajímat **zorné pole dalekohledu** (někdy též skutečné zorné pole; v angl. „field of view“, FOV). Udává, jaký je úhlový průměr části oblohy, kterou okulárem sledujeme. Je-li zorné pole okuláru ϑ , pak zorné pole dalekohledu Θ určíme ze vztahu

$$\Theta = \frac{\vartheta}{Z}. \quad (2.9)$$



Obrázek 2.26: Zorné pole. Převzato z <http://www.kalista.cz/lukas/blog>.

Při použití příliš vysokého zvětšení dosáhneme tzv. **prázdného** (mrtvého, jalového) **zvětšení**, kdy je sice obraz úhlově velký, ale obsahuje stejné podrobnosti, jaké bychom viděli i při nižším zvětšení. Zde se projevuje rozlišovací mez objektivu (viz str. 23) - zvětšení je tak velké, že úhel odpovídající rozlišovací schopnosti přístroje je zvětšen natolik, že je větší, než rozlišovací schopnost oka, tj. asi $1'$.

Normální zvětšení – Takové zvětšení, při kterém se rovnají průměry výstupní pupily přístroje a zornice oka pozorovatele. Při nižším zvětšení dopadá část světla mimo oko, při větším je obraz na sítnici oka více roztažen do šířky na větší plochu, takže je jeho plošná jasnost nižší.

Užitečné zvětšení – Zvětšení v rozmezí $D/2$ až $2D$, kde značí průměr objektivu, resp. vstupní pupily dalekohledu v milimetrech. Pozorujeme-li se zvětšením nižším, zůstanou drobné detaily vytvořené objektivem příliš malé, než aby mohly být okem postřehnuty. Při větším zvětšení hraje roli nejen optická konfigurace dalekohledu, ale také omezující vliv atmosféry. Uvedená horní hranice navíc platí jen při ideálním stavu atmosféry. Seeing dokáže znatelně omezit maximální použitelné zvětšení.

Zvětšení dalekohledu můžeme využít i k potlačení jasu oblohy. Při zvětšení obrazu se plošné objekty roztáhnou, čímž ztratí na plošné jasnosti. Oproti tomu bodové zdroje zůstanou stejně jasné. Proto v dalekohledu můžeme vidět jasné hvězdy i za dne, je-li zvětšení dostatečné.

Poznámka o zvětšení dalekohledu:

Upozorníme pro jistotu, že o zvětšení objektivu samotného, bez okuláru, např. při fotografování, nemá smysl mluvit. Na obloze měříme vzdálenosti v úhlové míře, kdežto v ohniskové rovině v délkové, např. mikrometrech. Přesto se může zdát obraz oproti pohledu pouhým okem zvětšený.

Úloha: Obraz objektu v nekonečnu promítáme objektivem dalekohledu na matnici umístěnou v ohniskové rovině. Určete, jakou ohniskovou vzdálenost objektiv musí mít, abychom, při pohledu z konvenční zrakové vzdálenosti 25 cm, viděli obraz úhlově větší, než pouhým okem. Kolikrát „zvětšenou“ planetu Jupiter s úhlovým průměrem $40''$ bychom viděli v ohnisku ondřejovského 2 m dalekohledu? V Cassegrainově ohnisku má $f=29,16$ m?

2.1.5 Filtry

Někdy bývá vhodné omezit rozsah světla, resp. záření vstupující do dalekohledu. K tomu účelu se používají nejrůznější optické filtry, které z celého spektra záření propouští jen malou zpravidla přesně definovanou část. Setkáme se i s tzv. neutrálními filtry, které zeslabují intenzitu záření víceméně rovnoměrně ve všech oblastech.

Změny ve složení záření, které prošlo filtrem, jsou způsobeny rozptylem, absorpcí, polarizací nebo interferencí. Podle kvality povrchu filtru a úhlu dopadu záření dochází i k částečnému odrazu světla. Každý filtr tedy lze charakterizovat čtyřmi parametry:

Propustnost (T - transparentnost) – udává míru propustnosti světla v jednotlivých vlnových délkách spektra.

Pohlcování (A - absorpce) – udává poměrnou část světla v jednotlivých vlnových délkách, které je filtrem pohlceno.

Odrazivost (R - reflexivita) – je část dopadajícího světla, které se na filtru odrazí.

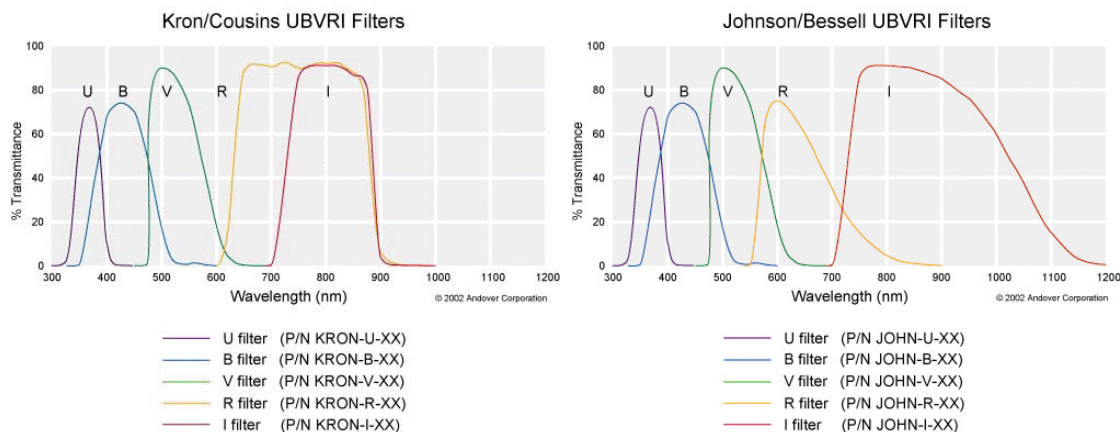
Rozptylnost (S - z angl. scattering) udává část světla, které se působením filtru rozptýlí.

Všechny uvedené faktory nabývají hodnot v intervalu $\langle 0, 1 \rangle$ a jejich součet je roven jedné. Typy optických filtrů:

- kapalinový
- želatinový
- skleněný
- polarizační
- interferenční
- interferenční polarizační

Filtry pro vizuální pozorování, fotografii

- sluneční filtr – Jeho úkolem je snížit intenzitu slunečního záření dopadajícího do dalekohledu, protože to by při plné intenzitě mohlo poškodit náš zrak nebo přístroje umístěné v ohnisku dalekohledu. Zpravidla se jedná o reflexní filtry s vysokou odrazivostí.
- měsíční filtry – Slouží pouze ke snížení jasů pozorovaného Měsíce.
- planetární filtry – Jedná se o barevné filtry ke zvýraznění detailů na planetách.
- mlhovinové filtry – Jejich úkolem je propustit záření těch vlnových délek, na nichž září pozorovaný objekt, zatímco ostatní, rušivé vlnové délky pohltí. Např. RLP (z angl. „reduction of light pollution“) potlačují záření sodíkových a rtuťových výbojek.



Obrázek 2.27: Propustnosti filtrů UBVR v systému Kron-Cousins (vlevo) a Johnson-Bessell (vpravo). Převzato z Andover corporation, <http://www.hi-technology.co.jp>.

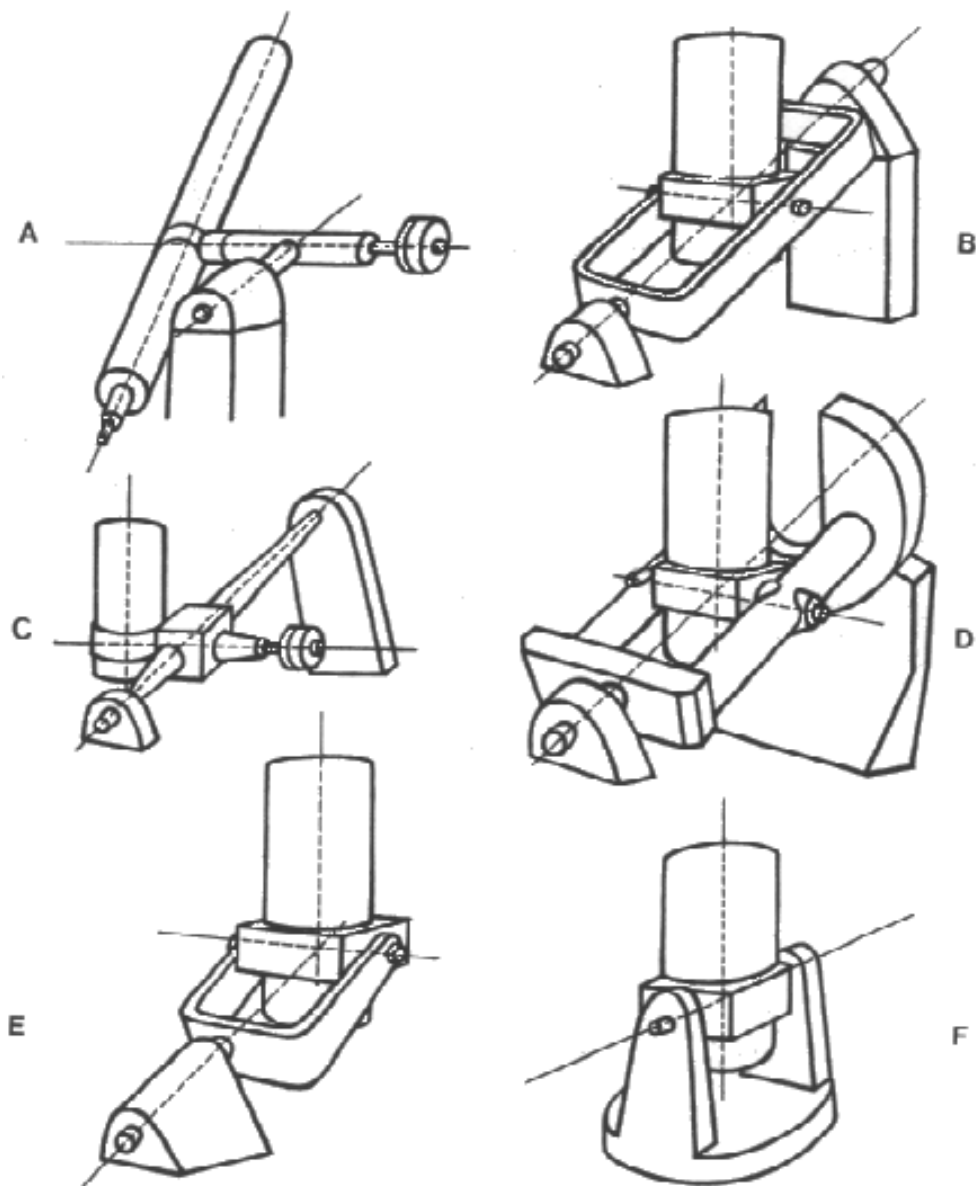
Fotometrické filtry

Potřeba porovnávat výsledky fotometrických měření hvězd pořízených na různých observatořích a různými přístroji vedla k zavedení systému fotometrických filtrů a následné standardizaci měření. Dnes nejběžnější širokopásmový systém *UBV* zavedli Johnson & Morgan (1953). Později byl rozšířen do infračervené oblasti *UBVR(IJKLMN)* (Johnson, 1965). Uživatelé CCD kamer dnes ale používají jiné varianty tohoto širokopásmového systému, vy nejčastěji filtry R_C , I_C v Cousinsově systému (Cousins, 1976)², případně v systému *UBVR* Bessella (1990) (viz obr. 2.27). Z úzkopásmových systémů filtrů je nejpoužívanější Strömgrenův *uvby*. V současné době existuje několik desítek fotometrických systémů. Jejich přehled lze nalézt například v Moro & Munari (2000), případně na <http://ulisse.pd.astro.it/Astro/AD>

2.1.6 Montáže

Montáž dalekohledu je zařízení mající za úkol dalekohled namířit na pozorovaný objekt a poté svým otáčením kompenzovat rotaci Země tak, aby dalekohled mířil stále stejným směrem vůči hvězdám. Jelikož tubus dalekohledu sám může vážit i několik tun a na sledování klademe nároky na přesnost ve zlomcích úhlové vteřiny, bývá montáž často nejdražší komponentou celého dalekohledu.

²V řadě publikací najdeme označení „Kron-Coussins system“. Kron prováděl svá *RI* fotometrická pozorování už v padesátých letech 20. století, ale jeho filtry se nerozšířily. Cousins (1976) použil velmi podobný systém jako Kron, ale lépe jej definoval a zejména nabídl pozorovatelům na jižní polokouli proměřené standardní hvězdy v E-oblastech.



Obrázek 2.28: Montáže dalekohledů. A – E. Paralaktické montáže. A. Německá; B. Anglická rámová; C. Anglická osová; D. Podkovová; E. Vidlicová. F. Azimutální montáž. Převzato z Grygar, Horský, Mayer, Vesmír, MF, Praha 1979.

Typy montáží (obr. 2.28)

- Rovníková (ekvatoreální, paralaktická) montáž – Jedna z jejích os (tzv. polární osa) je rovnoběžná s osou zemské rotace, druhá, deklinační, je k ní kolmá. Oproti azimutální montáži má výhodu, že při sledování nebeského objektu stačí otáčet dalekohledem jen kolem polární osy konstantní rychlostí. Největším dalekohledem na paralaktické montáži je 5m Haleův dalekohled na Mt. Palomar Observatory.
 - Německá montáž – Polární osa spočívá na jediném pilíři. Na jednom konci deklinační osy je připevněn tubus dalekohledu, na opačném konci protizávaží. Není příliš praktická v nižších zeměpisných šířkách, protože sloup, na němž je montáž upevněna, je namáhán jednostranně. Zde je výhodnější použít anglickou montáž.
 - Anglická montáž – Oba konce polární osy podpírají pilíře. Má dva poddruhy:
 - * Rámová montáž – Dalekohled je uchycen v protáhlém rámu. Její výhodou je absence protizávaží, ale nelze pozorovat v okolí nebeských pólů. Nebeské těleso lze sledovat nepřerušeně od jeho východu k západu bez nutnosti proložit montáž, jako u německé montáže.
 - * Osová anglická – Na rozdíl od předchozího typu jde o montáž asymetrickou. Částečně zpřístupňuje oblast kolem pólu. Je potřeba protizávaží.
 - Podkovová montáž – Podobá se rámové montáži, ale rám je uchycen na podkově otáčivé kolem polární osy. Umožňuje pozorovat i v okolí pólu.
 - Vidlicová montáž – Na polární ose je umístěna vidlice, v níž se v deklinační ose otáčí tubus dalekohledu. Je použitelná jen pro reflektory.
- Azimutální (někdy též alt-azimutální) – Montáž se otáčí kolem svislé (vzhledem k povrchu Země) tzv. azimutální osy a osy k ní kolmé, výškové. Během sledování objektu při jeho cestě oblohou se musí montáž otáčet v obou osách a to nerovnoměrně. Proto se azimutální montáže dočkaly širšího rozšíření až po nástupu počítačů. Větší nároky na řízení montáže jsou vyváženy jednoduchostí a nižšími výrobními náklady než pro paralaktické montáže. Proto se dnes používají jak pro amatérské dalekohledy (montáže typu Dobson), tak pro největší budované dalekohledy světa. Určitou nevýhodou představuje rotace obrazu sledovaného objektu. Při spektroskopii to příliš nevádí, jinak se použije derotátor pole (soustava dvou rotujících rovinných zrcadel), případně se přímo otáčí detektorem v ohniskové rovině. Azimutální montáž je navíc kompaktnější nežli paralaktická, takže se pro ni nemusí stavět tak velká kopule.

2.2 Optické detektory a jejich využití ve fotometrii

Detektorem rozumíme zařízení, které je schopno zaznamenat, tedy pozorovat a měřit tok fotonů. Z hlediska stavby detektoru rozlišujeme:

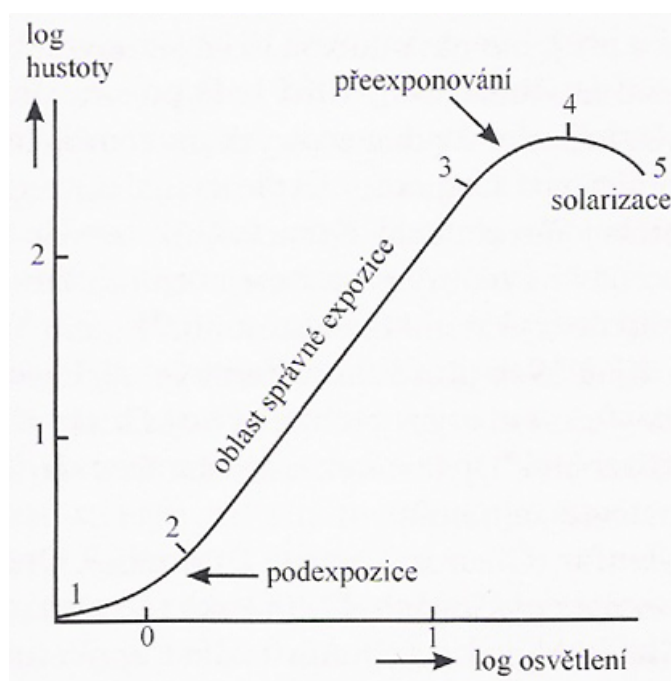
- Bodový detektor – Výstupem měření je jediná hodnota, příp. časová řada. Při fotometrickém měření musíme dovolit přístup jen světlu ze zkoumaného objektu, např. u fotonásobiče pomocí clonky.
- Lineární detektor/1D – Vytváří jednorozměrné obrázky. Sestává z několika elementů (bodových detektorů), seřazených za sebou. Výsledkem měření je uspořádaná posloupnost hodnot odpovídajících výstupům jednotlivých elementů. Detektory (např. reticon, digicon) se používaly zejména pro záznam spekter.
- Plošný detektor/2D – Vytváří plošné obrázky. Skládá se z mnoha bodových detektorů rozmístěných na ploše. Po měření získáme matici hodnot. Příkladem je sítnice oka. Umístíme-li plošný detektor do ohniskové roviny objektivu, bude každý element zaznamenávat informaci o světelném toku přicházejícím z trochu jiného úhlu, takže vytvoří rovinnou projekci části nebeské sféry (např. fotografická deska, CCD).

2.2.1 Některé obecné charakteristiky fotometrických detektorů

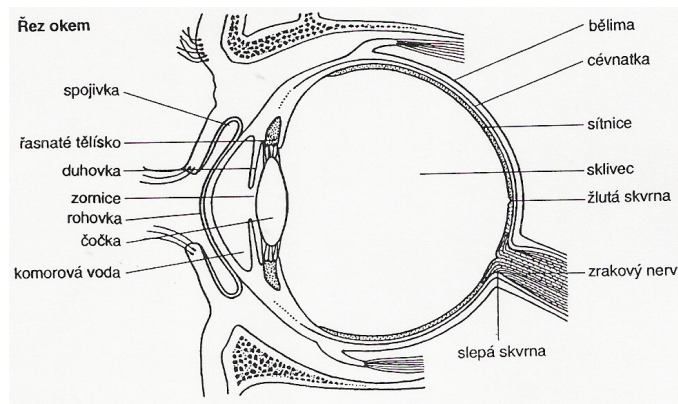
- Kvantová účinnost (zn. QE, quantum efficiency) vzhledem k nějaké vlnové délce – je poměr počtu fotonů detektorem zaregistrovaných ku počtu fotonů na detektor dopadlých. Tato definice, stejně jako nadcházející, má přesný smysl jen pro bodové detektory. V případě 1D nebo 2D detektorů se kvantová účinnost jednotlivých elementů trochu liší.
- Spektrální citlivost – Závislost kvantové účinnosti na vlnové délce, při stejném toku záření.
- Charakteristická křivka – Závislost odezvy detektoru na osvětlení (= součin dopadajícího světelného toku a expoziční doby). Pro fotometrii je výhodné, pokud je charakteristická křivka lineární, ale nemusí tomu tak být vždy, např. fotografická emulze (obr. 2.29).
- Dynamický rozsah – Poměr maximální hodnoty, jakou umí detektor vyprodukovat, ku průměrné hodnotě temného šumu, tj. signálu, který v detektoru vzniká, ale má původ jiný než dopad světla. Někdy se místo maximální hodnoty myslí hodnota horní hranice lineární části charakteristické křivky.

2.2.2 Oko

Do doby, než byl vynalezen dalekohled, byli astronomové odkázáni jen na vlastní zrak, úhломěrné přístroje a matematiku. I tak, jen s tímto vybavením, dospěli k řadě zajímavých objevů. Stačí si uvědomit, že ještě za života slavného Tychona Brahe nebyl dalekohled znám. Přitom právě z jeho pozorování vycházel Kepler, když odvodil své tři zákony o



Obrázek 2.29: Charakteristická tzv. gradační křivka fotografické emulze. Je charakterizována sklonem (gradací) lineární části. Převzato z Kleczek, Velká encyklopedie vesmíru. Academia, Praha 2002.



Obrázek 2.30: Lidské oko. Převzato z <http://fyzika.gbn.cz/>.

oběhu planet. Dalekohledem pozoroval nebe poprvé Galileo Galilei v r. 1609³. Ve spojení s dalekohledem se okem pozorovalo až do začátku 19. stol, kdy jej nahradila fotografická emulze.

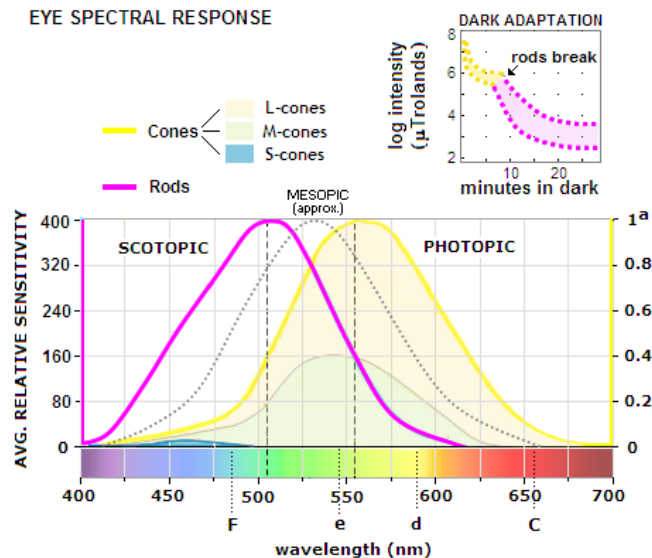
Oko jako fotometrický přístroj

Optický systém oka

- * Ohnisková vzdálenost – asi 15 mm (přední ohnisko 15.7 mm před rohovkou, zadní ohnisko 24.1 mm před sítnicí – viz obr. 2.30).
- * Průměr plně roztažené zorničky – apertura - asi 8 mm, klesá s věkem.
- * Oko je schopno vidět ostře v rozmezí 1-2° kolem své optické osy.
- * Úhlové rozlišení asi 1', uplatňuje se asi stejnou mírou ohyb světla na zornici a vzájemná vzdálenost fotoreceptorů na sítnici.
- * Oční svaly deformují čočku, čímž mění její ohniskovou vzdálenost.
- * Oko nemá barevnou vadu.
- * Propustnost čočky klesá s věkem.
- * Oko je složeno ze tří optických prostředí s různým indexem lomu (rohovka 1,37, komorová voda 1,33, čočka 1,42).
- * Optická mohutnost oka 42 D (rohovka) + 19-28 D dle akomodace.

Detektor - sítnice – Na sítnici se nalézají dva typy detektorů - tyčinky a čípky. Jsou to zakončení zrakového nervu. Jde o chemické detektory.

³Galileova pozorování jsou nejznámější, ale zřejmě o několik měsíců dříve zamířil k obloze svůj dalekohled Thomas Harriot.



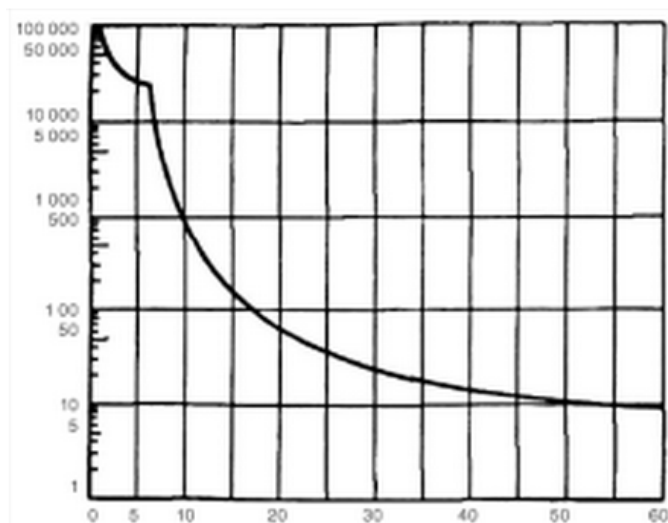
Obrázek 2.31: Spektrální citlivost oka. Převzato z <http://www.telescope-optics.net>.

Čípky Umožňují barevné (fotopické) vidění (obr. 2.31). Nachází se hlavně v okolí žluté skvrny na optické ose oka, kde čočka vytváří nejostřejší obraz. Čípků jsou tři poddruhy. Každý má jinou spektrální citlivost, čímž dohromady vytvářejí barevný vjem. To je také důvod, proč například počítačovým obrazovkám stačí kombinace jen tří barev, aby vytvořily, z pohledu lidského oka, jakoukoliv barvu. Při nízkých osvětleních přestávají čípky fungovat a nahrazují je tyčinky. Také při příliš vysokém osvětlení nejsou čípky schopné vnímat barvu. Například slunce vysoko na obloze se nám zdá bílé, protože jsou čípky přehlcené světlem, i když ve skutečnosti je žluté.

Tyčinky Tyčinek je jen jeden druh, takže umožňují vnímat pouze intenzitu světla (skotopické vidění). Na sítnici jsou rozmístěné kolem oblasti s čípků. Při vyšší intenzitě světla nepracují (obr. 2.31).

Úplná adaptace na tmu trvá až 60 min (viz obr. 2.32, 2.31 - vpravo nahoře). Během ní se rozšiřuje zornice a aktivizují tyčinky. Silné světlo adaptaci v několika sekundách zlikviduje. Pokud je při nočním vizuálním třeba, svítí se slabým červeným světlem, které adaptaci příliš nenarušuje. Při pozorování nějakého slabého objektu je lepší jej sledovat tzv. bočním (periferním) viděním, to znamená, nedívat se přímo na objekt, ale trochu vedle něj. Tím nasměrujeme světlo do oblasti sítnice s vyšší koncentrací tyčinek.

Oko vnímá při denním vidění v rozsahu vlnových délek asi 380-760 nm, rozsah i citlivost v jednotlivých vlnových délkách jsou individuální pro každého člověka. Maximální citlivost se evolučně vyvinula v okolí žlutozelené barvy (555 nm). Když uvažíme denní i noční vidění, dokáže oko pracovat v rozsahu jasů pro jiné detektory nevidaném - asi 30 mag, to je poměr světelných toků $1:10^{12}$. Při pozorném pozorování dalekohledem (tzn. několikaminutovém)



Obrázek 2.32: Typická křivka adaptace na tmu. Na ordinátě osvětlení testovací plochy v mikroluxech, na abscise trvání adaptace v minutách. Převzato od J. Boguszaková, <http://www.odbornecasopisy.cz>.

lze postřehnout asi srovnatelné detaily, jaké by byly zachycené na CCD snímku s expoziční dobou několika sekund, s tímž dalekohledem⁴. Zkušení pozorovatelé jsou schopni v nejlépších pozorovacích podmínkách spatřit pouhým okem hvězdy kolem 8 mag. V ČR však můžeme mezní hvězdnou velikost (MHV) 7 mag považovat za zcela výjimečnou a nejspíše se setkáme s MHV 5-6 mag mimo město.

Přestože vizuální pozorování jsou dnes většinou nahrazována objektivnějšími metodami, i dnes mohou kvalitní vizuální pozorování amatérských astronomů přispět k vědeckému výzkumu například pozorováním změn jasností proměnných hvězd, sledováním meteorických rojů nebo při hledání jasných supernov. Přesnost vizuálních fotometrických odhadů se pohybuje běžně kolem 0,1 mag, ve výjimečných případech řádově setiny magnitudy.

⁴Při vizuálním pozorování dalekohledem se výrazně uplatňuje i cvik oka. Trénovaný pozorovatel s horším zrakem může vidět více podrobností a rychleji se adaptovat na tmu než příležitostný pozorovatel s necvičenýma očima.

2.2.3 Fotografická emulze

Fotografie se začala používat v astronomii od r. 1840⁵. Oproti pozorování pouhým okem přinášela fotografie několik významných výhod. Záznam na fotografii je trvalý, zachytí objektivně a úplně všechny detaily. Obzvláště důležitá výhoda oproti oku je možnost dlouhodobé integrace světla.

Fotografická emulze převládala až do konce 20. století. Fotoelektrická fotometrie se začala více uplatňovat až po 2. světové válce (ale stále jen výlučně na profesionálních observatořích). Od 90. let 20. století se začaly používat CCD kamery, ale v tu dobu byly na masové rozšíření příliš drahé a měly malou plochu detektoru (CCD čipu). V posledním desetiletí však CCD prvky fotografickou emulzi téměř zcela vytlačily. Přesto i dnes je potřeba o ní něco znát, neboť jsou k dispozici rozsáhlé archivy fotografických pozorování, ze kterých lze čerpat informace o tom, jak vypadal vesmír v době jejich vzniku. Kupříkladu jde z fotografických desek sestavit světelné křivky proměnných hvězd, o kterých nebylo v době vzniku desky ani známo, že jsou proměnné.

V astronomii se uplatňovaly hlavně fotografické desky, tj. skleněné desky s nanesenou vrstvičkou světlocitlivé emulze. Filmy, běžně používané pro nevědecké účely, nejsou tolik vhodné, protože se snadno deformují, což komplikuje zaostření v ohniskové rovině objektivu (dalekohledu) a znemožňuje přesnou astrometrii. Fotografická emulze sestává z krystalků halogenidu stříbra, nejčastěji jodidu nebo bromidu stříbrného, rozptýlených v želatině. Při vystavení světlu probíhají v krystalcích chemické reakce, při nichž v každém vznikají molekuly stříbra. Při vyvolání slouží tyto molekuly jako katalyzátor, díky kterému v celém krystalku vyloučí z halogenidu veškeré stříbro a vytvoří se zrna složená z molekul stříbra. Krystalky, kde se žádné molekuly stříbra nevyskytovaly, při vyvolání reagují mnohem pomaleji. Zbytky halogenidu se odstraní v ustalovači.

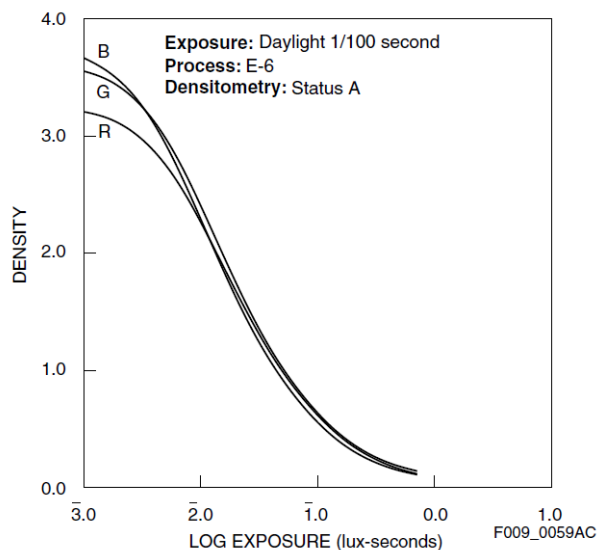
Jako míra velikosti odezvy emulze na světlo se používá denzita (hustota zčernání, opacita). Výraz pochází z dob, kdy se velikost zčernání určovala tak, že se snímek prosvětoval tenkým svazkem světla a měřil se světelný tok na opačné straně desky. Denzita D je pak definována jako dekadický logaritmus podílu světelného toku F_0 před průchodem deskou ku světelnému toku po průchodu zkoumaným bodem desky F_z :

$$D = \log_{10} \left(\frac{F_0}{F_z} \right). \quad (2.10)$$

Jelikož i čistá deska světlo trochu pohlcuje, je vždy $D > 0$.

Kvantová účinnost filmu (citlivost) závisí na velikosti krystalků emulze. Čím větší krystalky, tím větší citlivost, ale také hrubší zrno, větší zrnitost snímku.

⁵První astrofotografii (snímek Měsíce) pořídil 23.3.1840 J. Draper. Krátce nato E. Becquerel a po něm J. Draper získali fotografie slunečního spektra. První úspěšný snímek (daguerotypii) hvězd (konkrétně Vegy) pořídili J. A. Whipple s G. Bondem 17. 7. 1850. První koloidní snímek hvězd (Alkora a Mizara) pořídil G. Bond 27. 4. 1857. V roce 1881 H. Draper pořídil snímek mlhoviny v Orionu, na níž byly zaznamenány hvězdy až do 14,7 mag. A. Common experimentující se suchými deskami od r. 1879 pak pořídil několik snímků mlhoviny (nejlepší v roce 1883) na nichž ukázal, že dlouhými expozicemi na suchých fotografických deskách je možné získat obrazy hvězd, které nejsou stejným dalekohledem vizuálně pozorovatelné (podrobnosti viz (podrobnosti viz Hearnshaw, 1996).



Obrázek 2.33: Charakteristická křivka fotografické emulze (závislost fotografické denzity na osvětlení) . Jedná se o film Kodak Ektachrome E200, často používaný v amatérské astrofotografii. Křivka klesá, protože jde o pozitivní film. Převzato z <http://www.kodak.ca>.

Fotografická emulze je nelineární detektor, jak ukazují obr. 2.29 a 2.33. Krátkodobé nebo dlouhodobé expozice mají na citlivou vrstvu menší účinek než v normální oblasti, i když součin intenzity osvětlení a expoziční doby je vždy stejný. To znamená, že necháme-li na desku dopadat 10krát větší světelný tok po stejnou expoziční dobu, nebude denzita o 1 větší. Nelinearita platí také obráceně: máme-li dva objekty, z nichž první dává třikrát větší tok než druhý, nezískáme trojnásobnou expozicí druhého stejnou hustotu zčernání, jako v prvním případě. Tyto odchylky od recipročního zákona (reciprocity failure) nazýváme Schwarzschildův jev.

Oblasti gradační křivky, kde se uplatňuje při nízkých osvětleních Schwarzschildův jev, nebo oblast nasycení detektoru při vysokých osvětleních, kdy už zreagovala všechna zrna emulze, samozřejmě nejsou vhodné k fotometrii. Pro ni se používá prakticky výhradně pouze lineární část gradační křivky. Pro fotometrii je výhodnější zavést tzv. Bakerovu denzitu (Baker, 1925)

$$D_B = \log_{10} \left[\left(\frac{F_0}{F_z} \right)^\gamma - 1 \right], \quad (2.11)$$

kde γ je experimentální konstanta. Závislost na osvětlení E (světelný tok zdroje krát expoziční doba) $D_B = D_B(\log_{10} E)$ je totiž bližší přímce než závislost $D = D(\log_{10} E)$.

Schwarzschildův jev lze jednoduše vysvětlit takto: Aby v jednom krystalku emulze proběhla trvalá chemická reakce, která by měla dát vzniknout trvalému obrazu, je potřeba, aby na něj dopadly řekněme čtyři a více fotonů. Proto jsou také hrubozrné emulze citlivější. Pokud je pro dopad požadovaných čtyř fotonů na zrno potřeba dlouhé doby,

nejdou dočasné změny vyvolané prvním nebo druhým fotonem dostatečně stabilní a vlivem tepelného pohybu atomů se vyruší a požadovaná reakce neproběhne. Tepelný pohyb tedy působí proti excitaci krystalku. Uvědomme si rozdíl oproti tepelnému šumu u CCD. Tam se k užitečnému signálu šum jen přičítá, kdežto u emulze tepelný pohyb signál přímo ničí.

Hlavní cestou k omezení Schwarzschildova jevu je hypersenzibilizace emulze. Nejhorší vliv na deexcitaci krystalků má tepelný pohyb molekul vody. Hypersenzibilizace spočívá v jejich odstranění a nasáknutí emulze molekulami vodíku. Vodík brání opětovné absorpci molekul vody z ovzduší. Hypersenzibilizací se zvýší kvantová účinnost emulze asi třikrát.

Spektrální citlivostí emulze lze vhodným chemickým složením pokrýt celé atmosférické optické okno od 250 do 900 nm. Obecně je citlivost větší na modrém konci spektra. Kvantová účinnost se pohybuje kolem 3 % po hypersenzibilizaci asi 10 %.

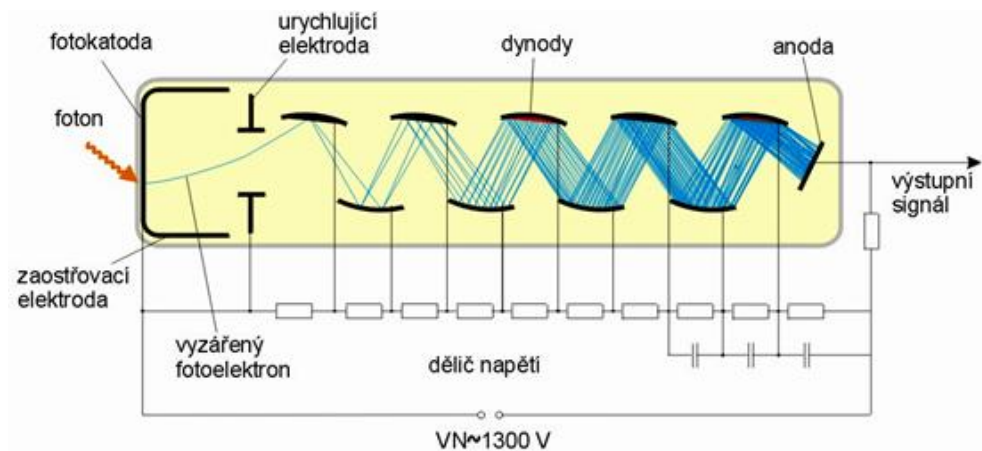
Výhody oproti CCD: Velmi velká plocha detektoru vhodná k přehlídkám oblohy. Větší rozlišení - zrna emulze jsou menší než pixely CCD čipu. Nevznikají dlouhé mezery mezi expozičními, velké CCD se musí na konci expozice vyčítat až desítky sekund. Zatím nevhodnější detektor ke sledování bolidů. Nevýhody oproti CCD: mnohem nižší kvantová účinnost. Z toho plyne potřeba delších expozičních dob a menší využití pracovního času dalekohledu. Nelinearita emulze není tolik vhodná pro fotometrii. Skleněné fotografické desky jsou křehké a špatně se skladují.

2.2.4 Fotonásobiče

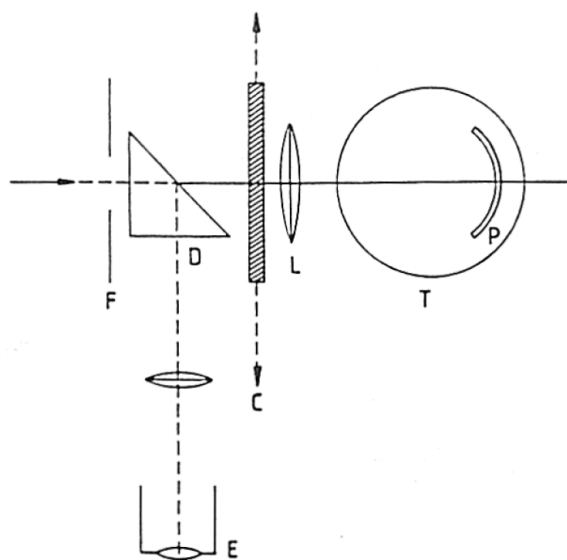
Fotonásobiče (photomultiplier, electron multiplier tube, PMT) patří v astronomii k nejčastěji používaným fotometrickým přístrojům a zároveň nejpřesnějším. Schéma fotonásobiče je znázorněno na obr. 2.34. Přístroj pracuje na základě vnějšího fotoelektrického jevu. Na přední straně evakuované trubice se nachází fotokatoda (katoda pokrytá tenkou vrstvou materiálu vykazující silný vnější fotoefekt). Dopadne-li na ní foton o energii vyšší, nežli je výstupní práce, uvolní jeden nebo více elektronů. Za katodou čeká soustava dynod, z nichž každá je připojena k vyššímu napětí než ta předchozí. Dynody jsou pokryté látkou snadno uvolňující elektrony. Elektrony uvolněné z fotokatody pak putují od předchozí dynody k následující. Přitom jim elektrické pole uděluje zrychlení, takže se při každém nárazu do dynody uvolňují další elektrony, dojde k emisi několika sekundárních elektronů. Když elektrony dorazí na anodu na zadním konci trubice, zmnoží se již každý fotelektron až desetmilionkrát. Na anodě zaregistrujeme proudový pulz v řádu jednotek mA trvající asi 5 ns.

Užití fotonásobiče při fotometrii hvězd ukazuje obr. 2.35 Před fotonásobičem se umísťují barevné filtry a clonka, která v ohniskové rovině dalekohledu vymezuje obraz zkoumané hvězdy. Sklopným zrcátkem nebo hranolem před zahájením měření nasměrujeme světlo do okuláru, abychom sledovaný objekt přesně zacílili. Fabryho čočka slouží ke koncentraci světelného svazku do jednoho bodu na fotokatodě, aby se eliminovala nerovnoměrná tloušťka světlocitlivé vrstvy, jejíž výroba je totiž technologicky náročná.

Měření jasnosti hvězdy fotonásobičem dosahuje přesnosti až 0,001 mag a časového rozlišení 10^{-3} s. Fotonásobič bývá obvykle citlivý v rozsahu vlnových délek 200-650 nm (zejména v modrém světle), ale modifikací chemického složení fotokatody lze jeho použitelnost



Obrázek 2.34: Schéma fotonásobiče. Převzato z <http://fyzika.jreichl.com>.



Obrázek 2.35: Schéma fotometru. F: clonka, D: hranol, E: okulár, C: filtr, L: Fabryho čočka, P: fotokatoda fotonásobiče, T: zbytek fotonásobiče. Převzato z skripta????.

rozšířit do 150 nm (UV záření) nebo až do 1700 nm (IR záření). U slabých zdrojů lze detekovat příchody jednotlivých fotonů, u silnějších se již jednotlivé proudové impulsy překrývají. Výstupem měření dnešního fotonásobiče je jediné číslo udávající časový integrál proudu, některé modely dovolují sledovat i průběh proudu.

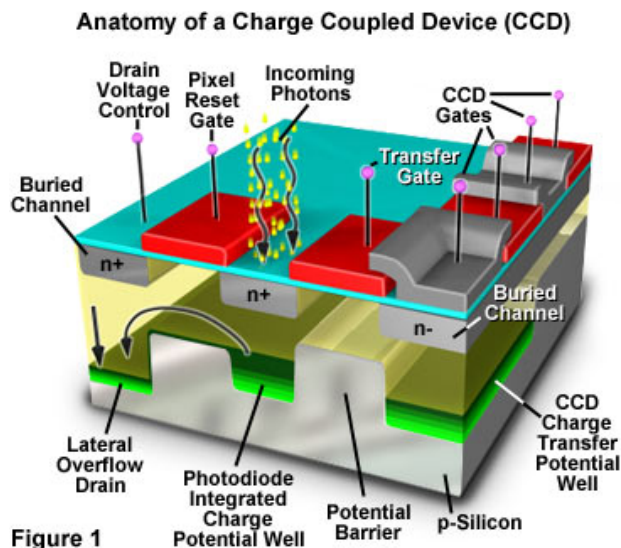
Zdroje šumu a kalibrace. Jako temný proud (dark current) označujeme proud, který fotonásobič detekuje, ale jehož příčinou nebylo záření sledovaného objektu. Způsobuje ho hlavně tepelný pohyb atomů ve fotokatodě a dynodách tím, že z jejich povrchů uvolňuje elektrony. K temnému proudu se přidávají ionty vzniklé ze zbytkového plynu v trubici fotonásobiče působením přirozené radioaktivity. Tento falešný signál změříme tak, že určíme průměrný proud procházející při zatemněném fotometru. Při měření jasnosti hvězdy pak tento proud od naměřené hodnoty odečteme.

Kromě temného proudu pozorujeme ještě příchody částic kosmického záření. Když se nějaká střeťne s fotokatodou vyvolá záblesk Čerenkovova záření. To snadno poznáme podle podle silného proudového pulzu asi 100krát silnějšího, než běžně dávají fotony. Tyto pulzy do měření nezapočítáváme. Podobně vynecháváme neobvykle dlouhé nebo slabé pulzy. Toto je však možné jen pro slabé zdroje, kde můžeme sledovat jednotlivé pulzy.

Měření ovlivňuje mnoho dalších faktorů: úhel dopadu světla na fotokatodu, jeho polarizace, orientace fotonásobiče v magnetickém poli Země, která se s otáčením dalekohledu za hvězdami mění, atd. Projevují se ve změně kvantové účinnosti přístroje. Proto je třeba provádět několikrát během noci kalibrační měření a výsledky poopravit (viz Harmanec (2010), str. 32)

2.2.5 CCD

Dalším, velice často používaným, fotometrickým detektorem jsou CCD kamery (z angl. Charge Coupled Device). Na rozdíl od fotonásobiče se jedná o detektor dvojrozměrný, tj. výsledkem měření je matice hodnot (tzn. obrázek). Také pracují na základě fotoelektrického jevu, tentokrát však vnitřního. Hlavní součástí je CCD čip. Ten obsahuje destičku polovodivého materiálu, nejčastěji křemíku (obr. 2.36) s nanosenou vrstvičkou průhledné elektricky izolující látky (oxid křemičitý). Na povrchu čipu je rovnoměrně rozmístěná soustava elektrod, připojených ke kladnému napětí zdroje. Na spodní stranu čipu se přivádí záporné napětí. Dopadne-li na čip foton o dostatečné energii, dojde fotoefektem k uvolnění elektronu. Elektron si přitáhne nejbližší anoda a vzniklá díra putuje ke katodě. Oblast, z níž proudí elektrony k jedné dané anodě, se říká pixel. Počet elektronů shromážděných během expozice pod anodou je přímo úměrný počtu fotonů dopadlých na její pixel. Každý pixel má samozřejmě jen omezenou kapacitu elektronů (full-well capacity). Po dosažení této meze totiž začne úhrnný náboj elektronů vyrovnávat náboj anody a elektrony mohou přejít do sousedního pixelu. Jakmile je tedy světla příliš, vygeneruje se elektronů tolik, že se snaží přetékat do sousedních pixelů - pozorujeme tzv. blooming. Vzhledem ke konstrukci CCD se elektronům daří nejlépe uniknout v jednom směru, pozorujeme typické protažení



Obrázek 2.36: Anatomie CCD čipu. Převzato z <http://www.circuitstoday.com/2010>.

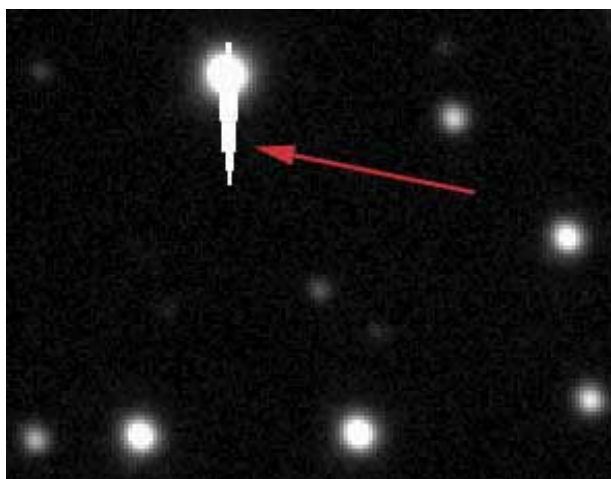
obrazu jasných objektů (viz obr. 2.37).⁶

Po ukončení expozice se zavře závěrka kamery, aby již světlo na čip nedopadalo, a zbývá čip vyčíst, tzn. změřit naakumulovaný náboj v každém pixelu. K tomu je vyhrazena jedna řada pixelů na kraji CCD čipu zvaná registry (obr. ??). Elektronů lze v čipu přesouvat tím, že na anodách periodicky měníme napětí, čímž vzniknou jakési vlny potenciálu unášející s sebou elektrony. Při vyčítání posuneme všemi elektrony o jednu řadu směrem k registru, čímž ho zaplníme. Na to posunujeme elektrony v registru k jeho konci, kde již čeká AD převodník. Ten změří náboj z pixelu, který k němu právě dorazil a převede jej na číselnou hodnotu v jednotkách ADU (analog-to-digital unit). Celý proces se opakuje, dokud není čip zcela vyčten. Výstupní hodnoty v ADU jsou celočíselné nezáporné hodnoty v obvykle 16 bitovém rozsahu - 0 až $(2^{16} - 1)$. Počet elektronů připadajících na 1 ADU se označuje jako zisk (gain) AD převodníku.

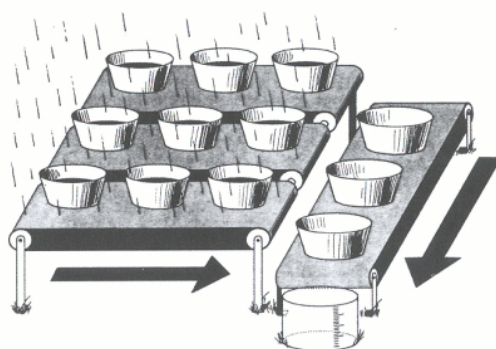
CCD dosahují velmi dobré přesnosti měření, při kvalitním zpracování lepší než 0,01 mag. Spektrální citlivost se pohybuje asi od 400 do 1200 nm s maximem v okolí 700 nm (červené světlo). Po nanesení antireflexních vrstev lze obor citlivosti protáhnout k až asi 250 nm do UV oblasti spektra. V dlouhovlnné oblasti spektra nemají fotony dostatečnou energii, aby způsobily vnitřní fotoefekt. Kvantová účinnost může pro vhodnou vlnovou délku přesáhnout 90%, jinak se pohybuje spíše kolem 80% (obr. 2.39).

Šum. Podobně jako u fotonásobiče se i u CCD projevuje temný proud. Tepelný šum tvoří šumové elektrony v množství s normálním rozdělením. Roste exponenciálně s teplo-

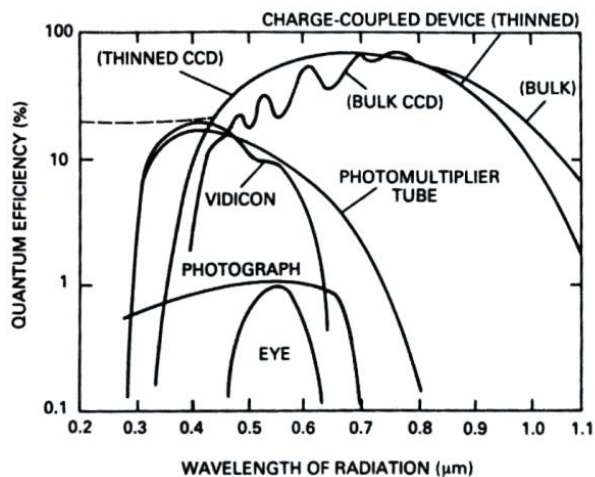
⁶Výrobci CCD kamer odstraňují tento efekt vřazením anti-bloomingových hradel (anti-blooming gate, ABG), jakýchsi „odvodňovacích kanálek“. Jejich nevýhodou je ale, že zaujímají až 30 % plochy snímáče a snižují jeho citlivost vůči světlu a protože mezi buňkami je najednou prostor, který se nevyužije ke shromažďování obrazové informace, snižují i rozlišovací schopnost.



Obrázek 2.37: Blooming se projevuje charakteristickými „ocásky“ kolem jasných hvězd. Převzato z <http://www.ccd.com>.



Obrázek 2.38: CCD čip můžeme přirovnat k sadě nádobek, které během deště měří množství srážek. Po dešti se nádoby posunují na dopravníkových pásech k měřicí stanici. Voda shromážděná k každé nádobce je pak přelita do měřicí nádoby, množství je změřeno a na výstupu dostaneme údaj o množství vody v každé jedné nádobce. Převzato z Janesick & Blouke, *Sky and Telescope*, vol. 74, p. 238.



Obrázek 2.39: Srovnání kvantové účinnosti detektorů. Převzato z <http://www.astro.ljmu.ac.uk>.

to, proto je snaha chladit čip CCD kamery na co nejnižší teplotu. U profesionálních přístrojů chlazením tekutým dusíkem případně suchým ledem (pevný CO_2). Většina kamer rozšířených i mezi amatéry však používá chlazení Peltierovým článkem. Zbytkový tepelný šum je pak třeba korigovat pomocí tzv. temného snímku, dark framu (obr. 2.40).

Kromě tepelného šumu je na čipu pro každý pixel nastavena určitá úroveň napětí (offset), aby výsledný signál byl vždy kladný. AD převodník při převodu náboje na signál v ADU přičítá k výsledku konstantu, která se může pro každý pixel trochu lišit. Navíc měření náboje není bez chyb. Ke každému obrázku, který kamera vyprodukuje, je tak přičtena jistá matice - tzv. bias (offset) (obr. 2.40).

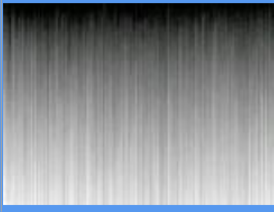



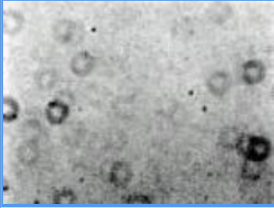

Kalibrace. Každý snímek objektu pořízený CCD kamerou je vhodné kalibrovat. Celý proces kalibrace surového snímku pomocí korekčních snímků (bias, dark frame a flat field) označujeme jako redukci snímku. Kvalita korekčních snímků zásadním způsobem rozhoduje o přesnosti výsledné fotometrie nebo vzhledu astrofotografie.

Proces redukce lze zapsat takto

$$\text{redukovaný snímek} = \frac{(\text{surový snímek} - \text{master bias} - \text{master dark})}{\text{master flat}}, \quad (2.12)$$

kde master flat je zpravidla normovaný medián flat field korekčních snímků opravených o temné snímky. Je třeba upozornit na to, že pokud máme k dispozici temné snímky stejné expoziční doby jako světlé snímky, není třeba provádět bias korekci.

Bias snímky získáme s nulovou expozicí při zavřené závěrce. Ne všechny kamery to ale umožňují. Děláme-li bias vícekrát, bude mít konkrétní pixel bias hodnoty s normálním rozdělením. Čím více snímků je lépe, protože vyčítací šum v master bias snímku klesá s druhou mocninou počtu bias snímků. Jako výsledný, master bias použijeme průměr nebo medián ze získaných snímků. Pozor, odečítáme-li od obrázku dark frame, odečítáme tím zároveň i bias.

	Frame	Data	Measured magnitude of RX Andromedae
Bias			10.0 +/- .4 Vmag
Dark			10.2 +/- .1 Vmag
Flat			10.25 +/- .05 Vmag

Obrázek 2.40: Ukázka vlivu použití kalibračních snímků na světlý snímek pole RX Andromedae. Převzato ze CCD Manual 2010, <http://www.aavso.org>.

Korekční temné snímky získáme expozicí se zavřenou závěrkou (o stejné délce expozice) jako světlé snímky, které budeme redukovat. Temných snímků pořizujeme několik. Celková expoziční doba temných snímků by měla být alespoň 5krát delší, než expoziční doba objektu, jinak kalibrace povede k nárůstu šumu. Z porízených temných snímků vytvoříme medián a tak získáme tzv. master dark.

Při výrobě CCD čipu se nikdy nepodaří udělat všechny pixely úplně stejné, takže každý má trochu odlišnou citlivost. Kalibrace se dělá pomocí flat field snímku, resp. master flat snímku (obr. 2.40). Flat fieldem se navíc odstraní vliv vinětace optiky dalekohledu i stínů zrníček prachu na CCD čipu. Pro porízení flat field snímků (flatů) je zapotřebí nějaké rovnoměrně zářící plochy. K tomu účelu někdy bývá v kopuli dalekohledu k dispozici rovnoměrně nasvícené bílé plátno (home flat). Jinak lze použít oblohu za soumraku (sky flat). Flat snímky je třeba nasnímat pro každý použitý filtr zvlášť.

Objekt fotografujeme alespoň dvakrát, abychom mohli nalézt a odstranit případné artefakty. Mezi nejběžnější patří nežádoucí zjasnění jednotlivých pixelů, tzv. hot pixely. To může být způsobeno vadou daného pixelu i např. dopadem vysokoenergetického kosmického záření. V pixelu, který takové záření zasáhne se vyprodukuje $10^3 - 10^4$ elektronů. Počet zásahů se mění s nadmořskou výškou pozorovatelný a činí asi 1-2 částice/cm²/min.

2.3 Spektrografy

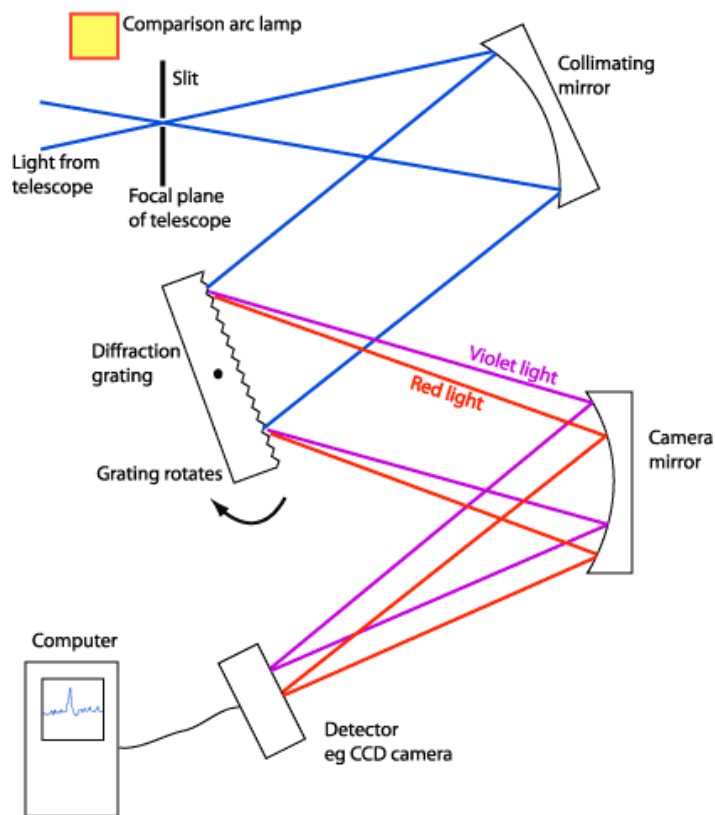
Základní astronomický spektrograf se skládá ze štěrbinu, kolimátoru, disperzního prvku (typicky difrakční mřížka nebo hranol), kamery a detektoru. Základní schéma spektrografu ukazuje obr. 2.41. Štěrbinu tvořena dvěma rovnoběžnými břity a je umístěna v ohniskové rovině dalekohledu. Právě štěrbinou vybíráme z celé oblohy objekt, který nás zajímá (hvězdu, galaxii,..). Kolimátor je tvořen spojkou nebo konkávním zrcadlem a mění rozbíhavý svazek paprsků prošlých štěrbinou na svazek rovnoběžných paprsků. Výhodou použití zrcadla je to, že netrpí barevnou vadou. Na disperzní mřížce nebo hranolu dochází k rozkladu světla. Paprsky se odchýlí od svého původního směru o úhel závislý na své vlnové délce (tudíž paprsky stejné vlnové délky se stanou rovnoběžnými a paprsky různé vlnové délky různoběžnými). Dále světlo pokračuje přes objektiv kamery, kterým je fokusováno na detektor, např. CCD⁷.

Základními charakteristikami spektrografu jsou (**lineární**) **disperze**, která vyjadřuje jaká část spektra, kolik nanometrů, se vejde na 1 mm spektrogramu, a **rozlišovací schopnost**, což je poměr vlnové délky k nejmenšímu rozlišitelnému rozdílu vlnových délek u dané vlnové délky. Matematicky,

$$R = \frac{\lambda}{\delta\lambda}, \quad (2.13)$$

kde $\delta\lambda$ značí rozdíl vlnových délek odpovídajících dvěma sousedním pixelům.

⁷Pokud je detektorem „jen“ lidské oko, mluvíme o spektroskopu.



A Schematic Diagram of a Slit Spectrograph

Obrázek 2.41: Schéma spektrografu. Mřížka se otáčí jen tehdy, když chceme na detektor nasměrovat určitou část spektra. Převzato z <http://outreach.atnf.csiro.au>.

2.3.1 Hranolový spektrograf

Jako disperzní člen se používá buď skleněný hranol nebo mřížka. Hranol je historicky starší. Na hranolu dochází k rozkladu světla díky rozdílnému indexu lomu materiálu hranolu pro různé vlnové délky světla. Pro dosažení maximálního rozdílu mezi odchylkou červených a modrých paprsků, tzv. úhlové disperze, se někdy používá i více hranolů za sebou, ale za cenu výrazného poklesu množství prošlého světla. Je zřejmé, že poloha s spektrální čáry v ohniskové rovině spektrografu souvisí s vlnovou délkou světla λ , které ji vytváří. Funkci $\lambda(s)$ nazýváme disperzní křivkou spektrografu.

$$\lambda = \lambda_0 + \frac{C}{(s - s_0)^\alpha}, \quad (2.14)$$

kde λ představuje vlnovou délku odpovídající zkoumanému bodu spektra, vzdálenému s od nějakého, libovolně zvoleného počátku s_0 . Konstanty λ_0, C, α a s_0 se musí určit experimentálně fitováním. Vidíme, že závislost $\lambda(s)$ je silně nelineární. U dlouhých vlnových délek je spektrum příliš zhuštěno, u krátkých zbytečně roztaženo. Díky tomuto jevu a ztrátám světla absorpcí při průchodu hranolem a odrazu světla na jeho stěnách se dává přednost mřížkovým spektrografům. Hranolem také není možné zkoumat spektrum záření v ultrafialové oblasti, protože tato část spektra je sklem pohlcena.

Objektivový hranol

Umísťuje se před objektiv. Umožňuje nám sledovat najednou spektra všech hvězd v zorném poli. Spektra se mohou překrývat. Známý Henry Draper Catalogue (HD) hvězdných spekter byl vytvořen na základě pozorování s objektivovým hranolem.

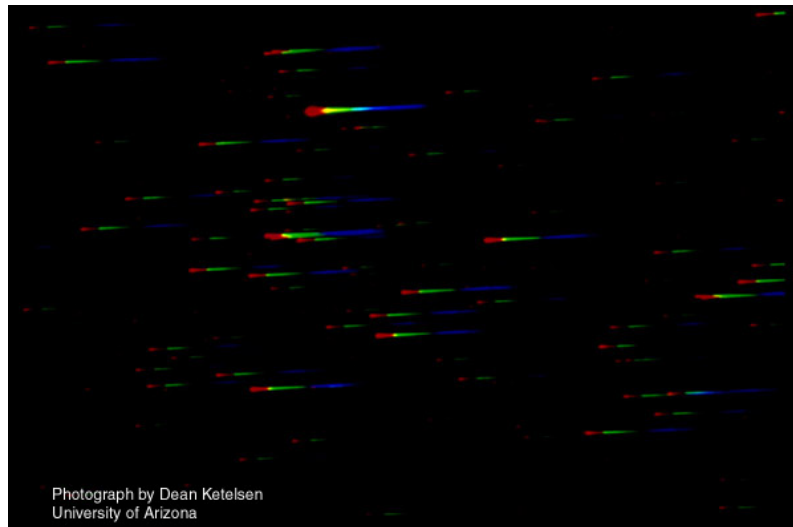
2.3.2 Mřížkový spektrograf

Na rozdíl od hranolového spektrografu je u mřížkového disperze stejná ve všech oborech spektra. K rozkladu světla se používá ohybového jevu na mřížce a následné interference. V praxi se setkáme s dvěma typy ohybových mřížek. Průhledové mají vrypy provedeny na průhledné planparalelní, oboustranně broušené skleněné desce. U odrazových mřížek jsou vrypy ryté do kovového zrcadla nebo napařené vrstvy hliníku na skleněné destičce. Mřížka funguje pro světlo obdobně jako systém rovnoběžných úzkých štěrbin, kde dochází kromě odrazu také k ohybu světla a následné interferenci. Dopadá-li na mřížku světlo pod úhlem α a odráží-li se pod úhlem β , nastane pro vlnovou délku λ konstruktivní interference, pokud existuje číslo $m \in \{0, 1, 2, \dots\}$ takové, že platí rovnice

$$m\lambda = d(\sin \beta + \sin \alpha), \quad (2.15)$$

kde d označuje tzv. mřížkovou konstantu, tj. vzdálenost sousedních vrypů mřížky.

Odvození vztahu (2.15) (obr. 2.43): Nechť záření o vlnové délce λ dopadá na mřížku pod úhlem α . Na vrypu nebo štěrbině mřížky dojde k ohybu světla. Odchylku zvoleného ohnutého paprsku od kolmice k rovině mřížky označme β . Na sousedním vrypu též vznikl



Obrázek 2.42: Spektrogram Hyád pořízený objektivovým hranolem. Zdroj: Dean Ketelsen, <http://mcdonaldobservatory.org/teachers/classroom/spectroscopy>.

paprsek odchýlený o úhel β . Po průchodu objektivem kamery dopadnou oba tyto původně rovnoběžné paprsky na stejný bod v ohniskové rovině, kde se obě vlnění složí. Ke konstruktivní interferenci dojde, mají-li oba paprsky dráhový rozdíl ΔS rovný nějakému celočíselnému násobku své vlnové délky. Jelikož na objektivu kamery dráhový rozdíl nevzniká, zbývá jen dráhový rozdíl od mřížky, který činí $\Delta S = d(\sin \alpha + \sin \beta)$. Z toho plyne vztah (2.15).

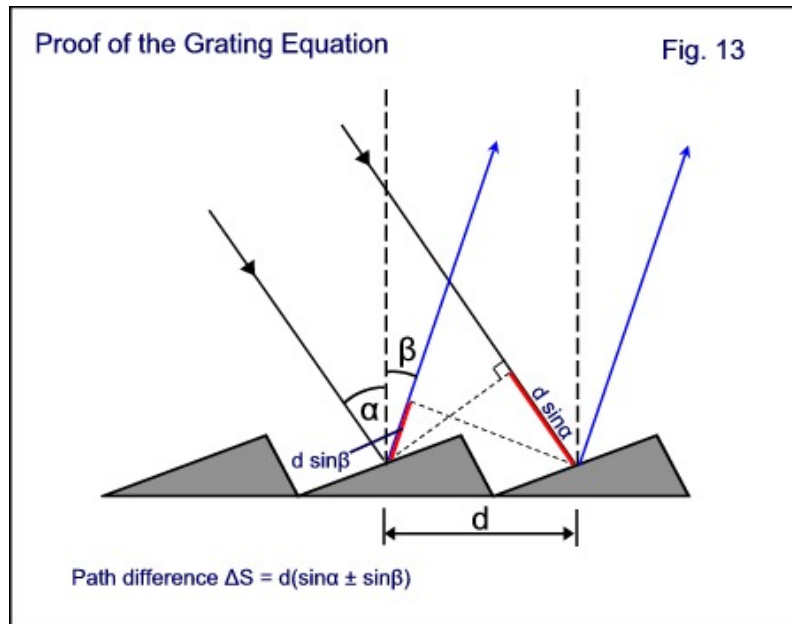
Ve výsledku tedy získáme obraz spektra na detektoru. Mřížka však na rozdíl od hranolu nevytváří jedno spektrum, ale celou řadu spekter odpovídajících různým hodnotám m , tzv. **řádům spektra**. Spektra různých řádů se částečně překrývají 2.44. Zkoumáme-li nějaký neznámý objekt, míchala by se spektra přes sebe, což by nám znemožnilo správnou identifikaci spektrálních čar. V tom případě před spektrograf zařadíme barevný filtr, jímž umožníme průchod jen určitému rozsahu vlnových délek tak, aby se různé řády nepřekrývaly. Při zkoumání již známého spektra může být překrývání řádů naopak užitečné. Např. sledujeme-li krátkodobé variace spektra Slunce, můžeme v několikanásobně překrytém spektru naráz pozorovat velký rozsah vlnových délek na malé ploše detektoru.

Když spektrum zachytíme nějakým plošným nebo lineárním detektorem, bude na lineární souřadnici s zachycen signál vyprodukovaný světlem vlnové délky λ dané rovnicí

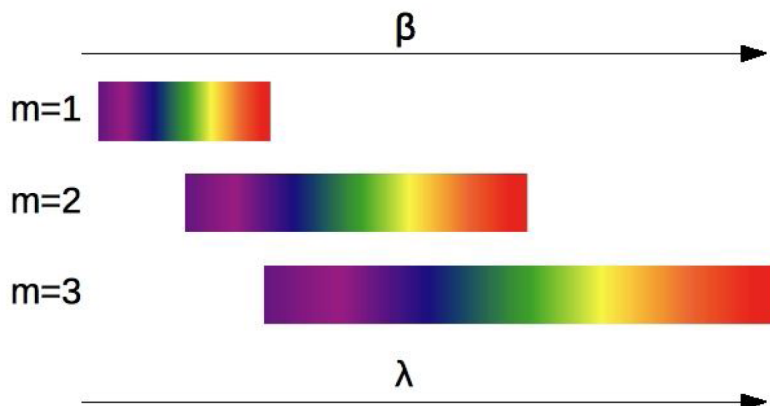
$$\lambda = \frac{10^6 d}{m} \left(\sin \alpha + \sin \left(\frac{s - s_0}{f_{cam}} + \alpha - \psi_0 \right) \right), \quad (2.16)$$

kde f_{cam} je ohnisková vzdálenost objektivu kamery, α úhel dopadu světla na mřížku. Konstanty s_0 a ψ_0 se musí určit experimentálně. Jak již bylo zmíněno, na rozdíl od hranolového spektrografu si s a λ odpovídají téměř lineárně.

Jako **spektrální rozlišení**, někdy též **úhlová disperze**, označujeme veličinu $\frac{d\beta}{d\lambda}(\lambda)$.



Obrázek 2.43: K odvození mřížkové rovnice 2.15. Převzato z <http://www.williams.edu/Astronomy/Course-Pages>.



Obrázek 2.44: Překládání řádů spekter. Převzato ze skriptá????.

Lineární škála na detektoru, tzv. **lineární disperze** je pak dána rovnicí (2.1). Pro mřížkový spektrograf získáme spektrální rozlišení derivací vztahu (2.15) podle β při konstantním úhlu dopadu α . Pak dostaneme

$$\frac{d\beta}{d\lambda} = \frac{m}{d \cos \beta}. \quad (2.17)$$

Připomeňme ještě další charakteristiku spektrografu – **rozlišovací schopnost**. Dá se ukázat, že pro mřížkový spektrograf ji lze vyjádřit nejen jako podíl vlnové délky λ , ve které měříme, k nejmenšímu intervalu vlnových délek $\delta\lambda$, které ještě spektrografem rozlišíme (např. rozdíl vlnových délek odpovídajících dvěma sousedním pixelům), ale také jako součin řádu spektra m a počtu vrypů mřížky N

$$R = \frac{\lambda}{\delta\lambda}(\lambda) = mN. \quad (2.18)$$

Pokud tedy máme mřížku s 600 vrypů na 1 mm o délce 50 mm, má mřížka celkem 30 000 vrypů a v prvním řádu pak rozlišovací schopnost 30 000, ve druhém 60 000 atd.

Rowlandův spektrograf

U mřížkových spektrografů se setkáme s celou řadou konstrukcí. Nejjednodušší uspořádání s odrazovou mřížkou představuje Rowlandův spektrograf (obr. 2.45), který nepotřebuje ani kolimátor, ani objektiv kamery. Tvoří jej jediná komponenta, vydutá mřížka. Tím jsou minimalizovány světelné ztráty absorpcí a rozptylem. Ohnisková plocha tvoří válec.

Blazeované mřížky

Jsou konstruované tak, že většina světla padne do jednoho určitého řádu spektra, takže je o to jasnější. Dosáhne se toho určitým sklonem vrypů vůči rovině mřížky. Blazeovaná mřížka (blazed grating) se vždy optimalizuje pro nějakou vlnovou délku.

Echelle spektrograf

V obyčejném jednomřížkovém spektrografu mřížka sice způsobí difrakci, ale jednotlivé řády spektra se překrývají. Abychom tomu zabránili použijeme stejný trik ještě jednou: již rozloženému světlu postavíme do cesty další mřížku, jejíž vrypů budou kolmé ke směru disperze (obr. 2.46). Tím získáme tzv. ešeleťové spektrum, kde jsou jednotlivé řády spektra zobrazeny v řádcích pod sebou (obr. 2.47, 2.48, 2.49). Na plošný detektor pak zachytíme velkou část spektra.

Mnohovláknová spektroskopie

Klasická spektroskopie má nevýhodu, že lze najednou pozorovat spektrum jen jedné hvězdy. Celkem nedávno se na velkých observatořích začala používat mnohovláknová spektroskopie. Do ohniskové roviny se umístí deska s vyraženými otvory v místech, kde se ve zkoumaném poli zobrazují hvězdy. Z otvorů se jejich světlo vede optickými vlákny do spektrografu (obr.

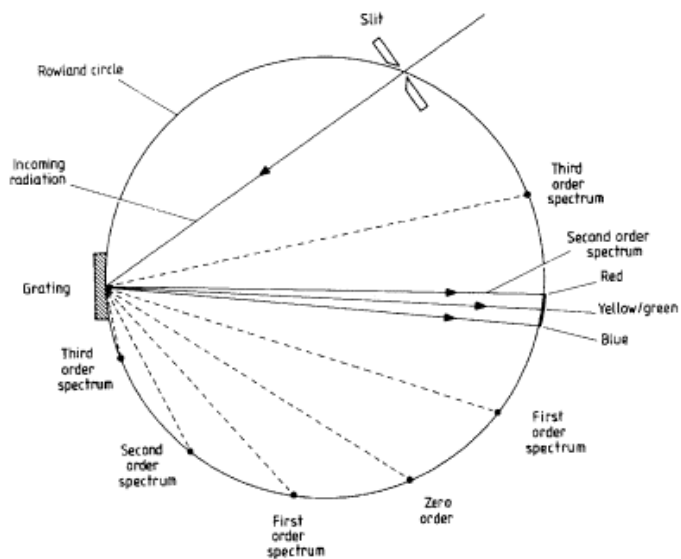
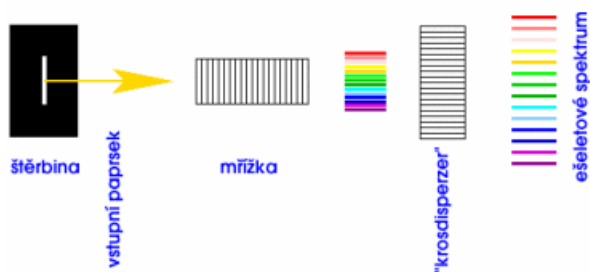


Figure 4.1.12. Schematic diagram of a spectrograph based upon a Rowland circle, using a curved grating blazed for the second order.

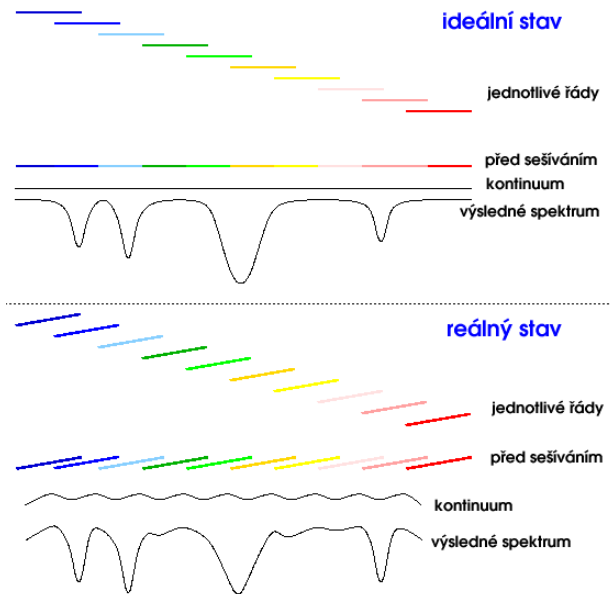
Obrázek 2.45: Rowlandův spektrograf s dutou mřížkou. Převzato z <http://www.physics.uc.edu/~sitko/AdvancedAstro/4-Spectroscopy/Spectroscopy.htm>.



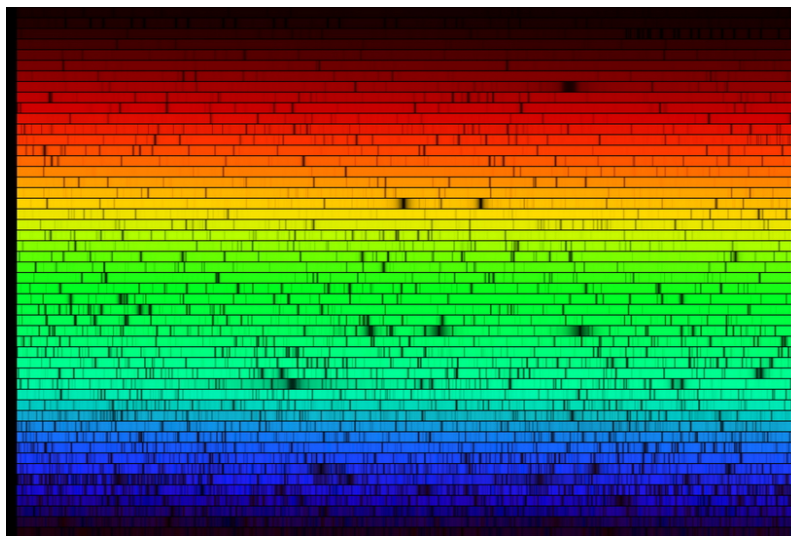
Obrázek 2.46: Schřma řinnosti eřeletovřho spektrografu. Převzato z <http://pleione.asu.cas.cz/~slechta>.



Obrázek 2.47: Surové spektrum Síria z ešletového spektrografu. Převzato z <http://www.astrosurf.com/buil/echelle/first.htm>.

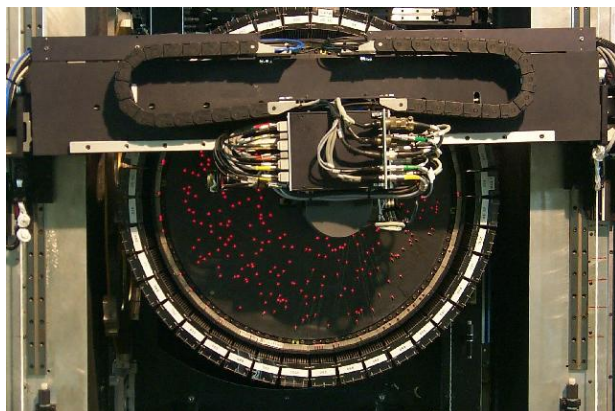


Obrázek 2.48: Spojování různých řádů spektra z ešletového spektrografu. Převzato z <http://pleione.asu.cas.cz/slechta>.

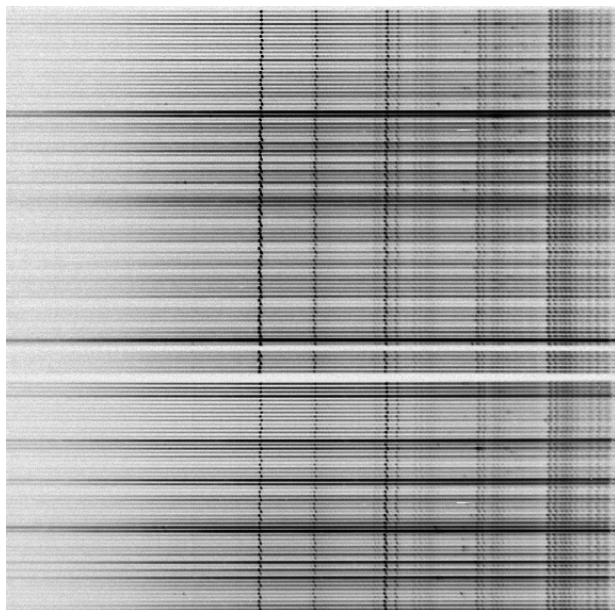


Obrázek 2.49: Spektrum Slunce z ešletového spektrografu s vysokým rozlišením, kde jsou jednotlivé řády již upraveny a poskládány pod sebe. Barvy jsou pak přidány uměle. Zdroj: Nigel Sharp, National Optical Astronomical Observatories/National Solar Observatory at Kitt Peak/Association of Universities for Research in Astronomy a the National Science Foundation.

2.51 Získáme tak spektra všech objektů v poli najednou zobrazená nad sebou (obr. 2.50). Během expozice jednoho hvězdného pole vyrábí automatický robot masku pro další pole v pozorovacím programu. Zavedením této technologie se velmi zvýšilo využití pozorovacího času dalekohledu.



Obrázek 2.50: Detekční deska spektrografu 2dF Anglo-Australského dalekohledu připravovaná pro pozorování robotem. Optická vlákna jsou osvětlena červeně. Převzato z http://www.2dfquasar.org/Spec_Cat/basic.html.



Obrázek 2.51: Vychištěný obrázek 150 spekter galaxií ze spektrografu 6dF (pole $6,6^\circ \times 6,6^\circ$) UK Schmidt Telescope. Převzato z <http://www.roe.ac.uk/ifa/wfau/6df/>.

Kapitola 3

Rádiová astronomie

V srpnu 1931 zachytil americký fyzik českého původu Karl Guthe Jansky rádiové signály přicházející z vesmíru, přesněji ze souhvězdí Střelce, od objektu známého dnes jako Sgr A. Přestože to bylo vlastně náhodou (původně totiž hledal možné zdroje rádiových poruch pro firmu Bell), je pokládán za zakladatele radioastronomie.

Velkou výhodou radioastronomie je, že je možné pozorovat i ve dne a nevádí ani oblačnost. Podle způsobu výzkumu můžeme radioastronomii rozdělit na:

- pasivní – studuje pouze rádiové vlny pasivně přijímané z vesmíru. Předmětem studia jsou tělesa sluneční soustavy (např. Slunce, Jupiter), objekty ze světa hvězd (hvězdy, některé dvojhvězdy, mlhoviny, zbytky supernov, planetární mlhoviny, molekulová oblaka) nebo hvězdných soustav (galaxie, galaktická jádra, kvazary).
- aktivní (radarová astronomie) – pomocí radaru vysílá signál, který po odrazu od cíle opět přijímá a analyzuje. Je omezena jen na Zemi a její nejbližší okolí. Studuje polární záře, meteory, zemskou atmosféru (ionosféru), Slunce, Měsíc, Merkur, Venuši, planety.

Oblasti hvězdné oblohy, které jsou v rádiové oblasti jasnější než okolní hvězdná obloha se nazývají rádiové zdroje. První objevené rádiové zdroje se označovaly latinským jménem souhvězdí + písmeno, např. Cygnus A. V 60.-70. letech minulého století pak zkratkou z čísla např. 3C273, což značí 273. objekt ve 3. Cambridgeském katalogu. Nové označení dle IAU v sobě skrývá souřadnice; např. 19N4A značí že objekt leží na rektascenzi mezi $19 - 20^h$, na severní polokouli (N), na deklinaci mezi $40-50^\circ$ a navíc je uvedeno pořadí zdroje v oblasti (A). Příklad: Tau A = 05N2A = NGC 1952 = M1 = Krabí mlhovina.

Základními přístroji jsou rádiové teleskopy, rádiové interferometry, spektrografy a radary. Rozlišovací schopnost radioteleskopů je dána vztahem (2.2). Vzhledem k vlnové délce rádiového záření propouštěného zemskou atmosférou (obr. 1.1) v řádech jednotek metrů, stačí vyrobit zrcadla s centimetrovou přesností. Pro rádiové záření tedy můžeme snadno vyrobit velmi velké průměry antén. Největší plně pohyblivé radioteleskopy jsou Green Bank Telescope (USA) s anténou 100×110 metrů a 100metrový radioteleskop v Effelsbergu (Německo). Největší nepohyblivá celistvá anténa je o průměru 305 m v Arecibu na Portoriku, ale ve výstavbě je radioteleskop FAST na jihovýchodě Číny, který má mít průměr

500 metrů. Největší samostatný radioteleskop světa RATAN 600 o průměru 600 metrů pracuje v Rusku.

V roce 1946 byla představena astronomická interferometrie. Astronomické interferometry sestávají ze soustav klasických parabolických antén (např. One-Mile Telescope) nebo jde o pole jednorozměrných antén (např. Molonglo Observatory Synthesis Telescope) nebo dvojrozměrné pole nesměrových dipólů (např. Tony Hewish's Pulsar Array). Jednotlivé antény jsou spolu spojeny. Zachycené signály z různých teleskopů se pomocí aperturní syntézy skládají, interferují tak, že vlny o stejné fázi se posilují a vlny o fázi opačné se ruší. Cílem těchto pozorování je především zvýšit úhlové rozlišení. Rozlišovací schopnost sestavy interferometru je stejná, jakou by měla jediná anténa s průměrem shodným se vzdáleností dílčích antén. Mezi velké rádiové interferometry patří například soustava 27 antén Very Large Array v Novém Mexiku, USA, která dosahuje rozlišení až 0,2 úhlových vteřin ve 3 cm vlnových délkách. Od 70. let minulého století je možné využívat jako součásti rádiových interferometrů radioteleskopy po celé zeměkouli a dokonce i ve vesmíru, vznikla interferometrie s velmi dlouhou základnou (Very Long Base Interferometry – VLBI).

Při studiu blízkých objektů sluneční soustavy nejsme odkázáni jen na pasivní příjem, ale můžeme vysílat vlastní rádiové vlny. Jako radar může pracovat i radioteleskop v Arecibu. Zpracováním rádiových pulsů odražených od zkoumaného objektu lze například zjistit vzdálenosti a rotační rychlosti planet. Byla tak velmi přesně zjištěna i hodnota astronomické jednotky. Při sledování meteorů pak můžeme určovat jejich rychlost, vzdálenost a směr. Základním vztahem radarové astronomie vztah mezi intenzitou přijaté ozvěny, vlastností cíle, jeho vzdáleností a vlastnostmi pozorovací aparatury – tzv. radarová rovnice

$$P_R = \frac{P_T G_T A_R \sigma}{(4\pi)^2 r^4}, \quad (3.1)$$

$$A_R = \frac{\lambda^2}{4\pi} G_R, \quad (3.2)$$

kde r je vzdálenost objektu, σ [m^2] radarový účinný průřez sledovaného tělesa (je vždy menší než geometrický průřez), P_T výkon vysílače, P_R [W] přijímaný signál, G_T zisk vysílací antény, G_R zisk přijímací antény, A_R apertura antény radaru, λ vlnová délka signálu. Pomocí radarové rovnice lze i odhadnout, jaký dosah má zvolený radioteleskop. Po úpravě vztahu 3.1 dostaneme

$$r_{max} = \sqrt[4]{\frac{\sigma P_V A^2}{4\pi \lambda^2 P_0}}, \quad (3.3)$$

kde r_{max} je vzdálenost, do které lze objekt změřit a P_0 je nejmenší signál, jaký může radar ještě zachytit.

Kapitola 4

Infračervená astronomie

Infračervená (IR) astronomie je oblastí astronomie a astrofyziky, která studuje astronomické objekty na vlnových délkách v intervalu 0.75 až 300 mikrometrů (viz tabulka 4.1). Z jedné strany je tato oblast vymezena světlem o vlnových délkách 380 až 750 nm a z druhé strany submilimetrovými vlnami.

Existenci infračerveného záření ve spektru Slunce objevil roku 1800 W. Herschel. Po rozkladu slunečního světla hranolem zjistil, že teploměr ukazuje největší teplotu tam, kde už ale žádné záření nebylo okem vidět, za červeným okrajem spektra. Ale až počátkem 20. století se podařilo vyvinout dostatečně citlivý detektor pro IR fotometrii několika set hvězd. Nicméně IR astronomie byla až do konce 50. a začátku 60. let minulého století „klasickými“ astronomy opomíjena a byla spíše výsadou fyziků. Teprve úspěch radioastronomie v 50. letech a nové detektory pro IR záření položily skutečné základy moderní infračervené astronomie.

Protože je infračervené záření svou vlnovou délkou blízké viditelné části spektra, je možné zejména pro „blízkou“ IR oblast používat stejné přístroje, dalekohledy jako pro světlo. Speciální teleskopy (jako je např. James Clerk Maxwell Telescope na Mauna Kea) se používají až ke studiu vzdálenějších částí IR spektra. Při pozorování IR záření ale značné

Tabulka 4.1: Infračervená okna

Vlnová délka [μm]	Obor	Dalekohledy
0,65 - 1,0	R a I	prakticky všechny optické dalekohledy
1,25	J	většina optických dalekohledů a IR dalekohledy
1,65	H	většina optických dalekohledů a IR dalekohledy
2,2	K	většina optických dalekohledů a IR dalekohledy
3,45	L	většina optických dalekohledů a IR dalekohledy
4,7	M	většina optických dalekohledů a IR dalekohledy
10	N	většina optických dalekohledů a IR dalekohledy
20	Q	většina optických dalekohledů a IR dalekohledy

problémy způsobuje vodní pára v zemské atmosféře, která absorbuje jeho značnou část. Atmosféra sama pak v IR oblasti září. Z tohoto důvodu jsou IR teleskopy umísťovány do míst s velkou nadmořskou výškou a nízkou vlhkostí vzduchu, například Mauna Kea Observatory (4205 m n. m.) nebo ALMA v Chile (5000 m n.m.) v chilské poušti Atacama či observatoř v Antarktidě. Dalekohledy pro IR astronomie musí být zpravidla chlazené na nízkou teplotu, protože zdroje IR záření mají teplotu řádově stovky kelvinů a pokud by dalekohled a detektor nebyly chlazeny, mohlo by tepelné záření samotného detektoru kontaminovat studované záření vesmírného objektu.

Dnes už existují i významné přehlídkové projekty v IR oblasti spektra, jako například 2MASS (Two Micron All Sky Survey). Významné jsou i IR observatoře na oběžné dráze kolem Země. Z dřívějších uveďme družici IRAS, která v roce 1983 provedla IR přehlídku 95 % hvězdné oblohy v 12, 25, 60 a 100 μm . Našla 250 tisíc IR zdrojů. V okolí ekliptiky našla meziplanetární prach, který odráží IR záření Slunce. V současné době jsou to pracují na oběžné dráze Herschel Space Observatory a Spitzer Space Telescope (viz tabulka 1.1).

Používané IR detektory zaznamenaly během uplynulého půlstoletí obrovský vývoj. V padesátých letech 20. století se začalo používat PbS (sulfidu olova) chlazeného tekutým dusíkem na 77 K. Při dopadu IR záření o vlnové délce $\lambda=1-4\mu\text{m}$ se mění se elektrický odpor PbS, který je možné měřit. V roce 1961 byl poprvé použit germaniový bolometr, který byl několikrát citlivější než předchozí detektory. Malý proužek germania byl umístěn do nádoby s malým otvorem. Jakmile dopadne záření na germanium, ohřeje ho a změní jeho vodivost. Pak se měří proud procházející proužkem. Musí se chladit na teplotu 4 K, takže je celá nádobka umístěna v tekutém heliu. Detektor je citlivý v celém rozsahu IR vlnových délek. V současné době nejpoužívanější IR detektor HgCdTe je z telluridu rtuti a kadmia. Někdy je označován jako MCT nebo CMT (mercury cadmium telluride) nebo MerCad. Pracuje podobně jako PbS, jen je mnohem citlivější k IR záření. Podle složení (poměru Hg a Cd) je schopný pracovat v různých oblastech IR části spektra.

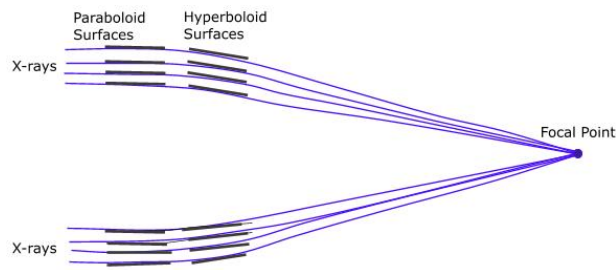
Kapitola 5

Rentgenová astronomie

Rentgenová astronomie se zabývá studiem rentgenových zdrojů v rozmezí vlnových délek 8 nm až 8 pm, frekvencí od přibližně 50 PHz do 50 EHz a energií zhruba 0,12 až 120 keV. V rozmezí od 10 nm do 0.1 nm (kolem 0,12 až 12 keV) mluvíme o měkkém rentgenovém záření (soft X-rays) a pro vlnové délky 0.1 nm až 0.01 nm (od přibližně 12 do 120 keV) jako o tvrdém rentgenovém záření (hard X-rays). Na jedné straně je rentgenové záření vymezeno ultrafialovým zářením a na druhé gama zářením.¹

Přestože W. C. Röntgen objevil záření, jež nese jeho jméno, v roce 1895, v astronomii byly využito až po druhé světové válce. Zemská atmosféra rentgenové záření nepropouští a tak je nutné vykonávat měření v tomto oboru spektra ve vysokých výškách nebo nejlépe zcela mimo zemskou atmosféru, v kosmickém prostoru. Zpočátku se využívalo raket, ale pozorování trvalo jen několik minut. Atmosférické balóny poskytovaly delší pozorovací čas, ale jen pro záření s vyšší energií, protože se nedostaly příliš vysoko. Jako detektor sloužily Geigerovy-Müllerovy počítací. Mnohem přesnější zařízení k zaznamenání rentgenového záření je rentgenový dalekohled. Při jeho konstrukci bylo nutné vyřešit řadu problémů. Rentgenové paprsky se téměř nelámou, navíc se tyto vysokoenergetické fotony odráží jen pod úhlem dopadu větším než 85° . Proto jsou na odrazné plochy kladeny velké nároky. Potahují se tenkou vrstvou kovu s vysokou elektronovou hustotou (Ni, Au, Pt, Ir) a hladkost povrchu má být 1 nm. Všechny rentgenové dalekohledy vycházejí z Wolterovy konstrukce, kdy je rentgenové záření fokusováno pomocí několika sousedních parabolických a hyperbolických ploch vložených do sebe (obr. 5.1). Wolterova zrcadla se používají ve třech konfiguracích. Problémy jsou zatím s fokusací záření s energiemi nad 100 keV. Jako detektory se používají CCD prvky ve spojení s luminiscenčními deskami. CCD samotné není citlivé na rentgenové záření, ale detekuje světélkování vhodné luminiscenční desky. Vhodnými materiály mohou být jodid sodný NaI nebo směs jodidu cesia CsI a sodíku. Rentgenové dalekohledy se umísťují na paluby družic a pracují v kosmickém prostoru. Mezi nejvýznamnější rentgenové observatoře patří Uhuru, Chandra nebo XMM Newton (viz

¹Nedávno došlo k novému oddělení rentgenového a gama záření. Ve starších knihách je jako hranice uváděna vlnová délka 10^{-11} nm. Ale poté, co byly objeveny nové zdroje rentgenového a gama záření, se oblasti obou záření překrývaly. Proto se nyní typ záření rozlišuje podle jeho původu: rentgenové paprsky jsou vyzařovány elektrony mimo jádro, zatímco zdrojem gama záření je jádro.



Obrázek 5.1: Schéma rentgenového dalekohledu Wolterovy konstrukce. Převzato z <http://ixo.gsfc.nasa.gov/images/science>.

tabulka 1.1).

Nejbližším, ale velmi slabým zdrojem rentgenového záření jsou polární záře v atmosféře. Nejjasnějším je naše Slunce. Nejpočetněji zastoupenými zdroji v naší Galaxii jsou rentgenové dvojhvězdy (např. dvojhvězda s akrečním diskem Sco X-1 nebo soustava tvořená černou dírou a masivní hvězdou Cyg X-1). Méně často se setkáme se zdroji v podobě zbytků supernov, nov. Ve světě galaxií jsou vydatnými rentgenovými zdroji aktivní galaxie, kvazary, rádiové galaxie nebo kupy galaxií.

Kapitola 6

Astronomie gama záření

Protože zemská atmosféra je tuto nejenergetičtější část spektra elektromagnetického vlnění nepropustná mohla se gama-astronomie začít rozvíjet až začátkem 60.let minulého století. První stovka gama-fotonů byla detekována dalekohledem na gama záření na palubě družice Explorer 11 v roce 1961. Následovala řada družic, ale nejpodivnější objev pochází z přelomu 60. a 70. let a byl učiněn vojenskými satelity Vela. Ty měly původně monitorovat gama záření vzniklé při pokusných výbuších jaderných zbraní, ale ukázalo se, že častěji zaznamenají gama-záblesk ze vzdáleného vesmíru než ze Země. Na přelomu 20. a 21. století pracovalo v kosmu několik gama observatoří, například CGRO (Compton Gamma-Ray Observatory), BeppoSAX, INTEGRAL, GLAST a další.

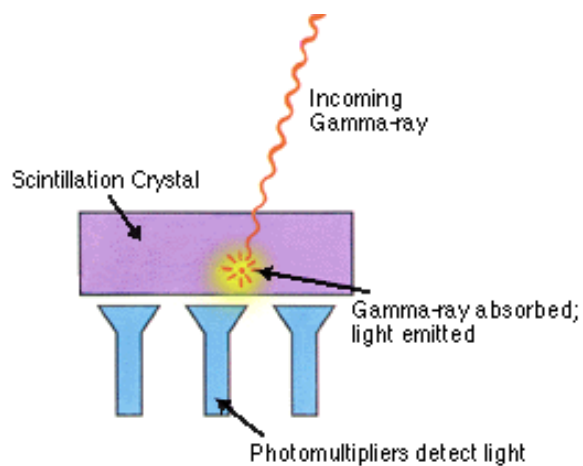
Pozorování gama-záření z vesmíru je důležité proto, že některé při určitých významných jevech ve vesmíru jako výbuch supernovy, hypernovy, pád hmoty do černé díry apod. je velká část energie vyzářena v oblasti gama záření. Navíc gama-detektory odhalily zcela nové úkazy jako gama-záblesky (gamma ray burst, GRB).

Fotony gama záření mají mnohonásobně vyšší energii než fotony světla. Můžeme je detekovat sledováním efektů, které způsobí na látce při dopadu. Těchto projevů může být několik. Gama-záření se může srazit s elektronem a způsobit tak Comptonův rozptyl nebo může dostat elektron na vyšší energetickou hladinu, může dojít k fotoionizaci. Ale vzhledem k vysoké energii gama záření, může se část energie transformovat na hmotu vytvořením další částice – pozitronu (produkce páru). Všechny tyto interakce hýbou s elektrony, takže vzniká proud. Jeho měření lze odhadnout energii a směr původního gama záření.

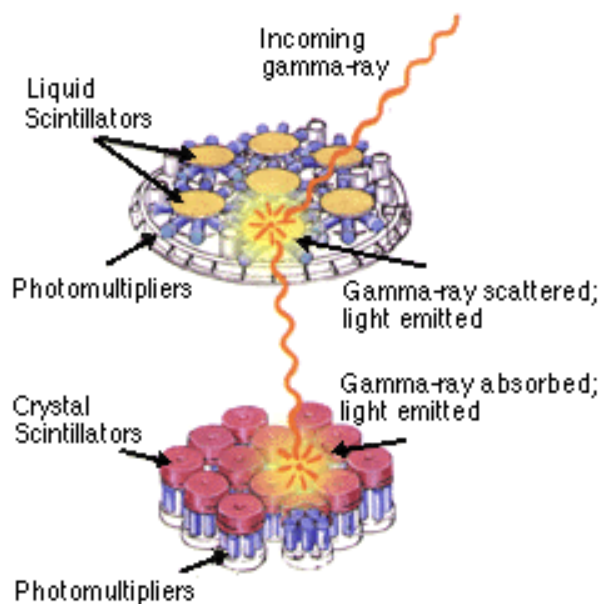
U optických dalekohledů pro získání ostrého obrazu soustředíme paprsky do ohniska, tedy měníme směr fotonů, ale bez nějaké velké změny energie. To ale není možné u gama záření. Zrcadla a čočky s gama zářením moc dobře nepracují. Když gama záření zasáhne materiál (čočky nebo zrcadla), tak s ním interaguje tak, že se gama záření zničí nebo ztratí velkou část své energie. Výsledkem je pak obraz, který není tak ostrý (nemá tak dobré úhlové rozlišení) jako třeba obraz v optické oblasti spektra.

Pro pozorování zdrojů gama-záření se používají detektory:

- scintilační detektor (při malých energiích 100 keV až 10 MeV) – pevná nebo tekutá látka, v níž elektron, uvolněný při dopadu gama-fotonu fotoelektrickým jevem nebo Comptonovým rozptylem, vyvolá světelný záblesk;



Obrázek 6.1: Scintillator Image. Převzato z [http : //imagine.gsfc.nasa.gov/docs/science/how_l1/gamma_detectors.html](http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/science/how_l1/gamma_detectors.html).



Obrázek 6.2: Diagram of a Compton Scatter Telescope. Převzato z [http : //imagine.gsfc.nasa.gov/docs/science/how_l1/gamma_detectors.html](http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/science/how_l1/gamma_detectors.html).

- jiskrová komora (při energiích 30 MeV až 10 GeV) – gama-foton materializuje dvojici elektron-pozitron, která se pohybuje ve směru dopadajícího fotonu. Rozlišovací schopnost je asi 1° .
- optické dalekohledy (při nejvyšších energiích) – gama-foton vytvoří ve vysoké atmosféře dvojici elektron-pozitron. Obě částice mají vysokou energii a při průchodu atmosférou vytvoří elektromagnetickou spršku, v níž se střídá emise sekundárních gama-fotonů a materializace. Při tom energetické částice vysílají Čerenkovovo záření, které je možné v noci zachytit optickými dalekohledy jako světelný záblesk. Z takových observatoří jmenujme například H.E.S.S., VERITAS, MAGIC, CANGAROO III nebo HEGRA.

Kapitola 7

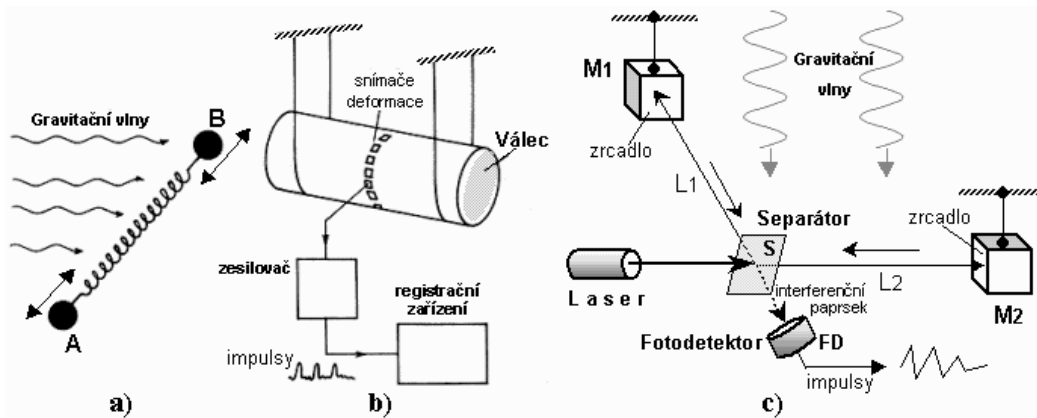
Astronomie gravitačních vln

Astronomie gravitačních vln se snaží zachytit gravitační vlny (chvilkové deformace prostoročasu předpovězené Einsteinem v obecné teorii relativity) jako projevy dějů probíhajících u neutronových hvězd, černých děr, při výbuchu supernovy nebo hypernovy či událostí krátce po velkém třesku.

Těleso tvaru protáhlého rotačního elipsoidu s malou poloosou r a poměrem poloos a rotující kolem malé poloosy úhlovou rychlostí ω vyzařuje gravitačními vlnami výkon

$$L_g = \frac{GM^2\omega^2r^4(a+1)^6(a-1)^2}{64c^5}. \quad (7.1)$$

Gravitační vlny byly zatím potvrzeny jen nepřímo zkracováním oběžné doby binárních pulsarů, např. binárního pulsaru PSR 1913+16. I když už roku 1972 J. Weber (obr. ??) ohlásil, že se mu podařilo gravitační vlny detekovat, nejsou jeho výsledky z několika důvodů přijatelné (více např. v Ullmann (1986)). Weber nicméně postavil skutečně první detektory gravitačních vln (obr. ??). Šlo o několik zavěšených hliníkových válců (153 cm dlouhých, 66 cm v průměru). Deformace válce, které by vlny způsobovaly, detekoval pomocí piezoelektrických článků. Jinou možností detekce gravitačních vln jsou interferometrické experimenty (obr. ??c). Při průchodu gravitační vlny by se měla měnit vzdálenost mezi tělesy. Změna vzdálenosti se sleduje interferometricky. Čím delší ramena interferometru, tím snáze se vlna zaregistruje. V současné době (2010) se o zachycení gravitačních vln snaží několik detektorů. Největší je americký LIGO (Laser Interferometer Gravitational wave Observatory). V Evropě jsou VIRGO a GEO a v Japonsku TAMA. V r. 2011 se plánuje vypuštění interferometrických družic LISA s rameny interferometru několik milionů km.



Obrázek 7.1: Detekce gravitačních vln. a) Harmonický oscilátor tvořený dvěma tělesy A a B spojenými pružinou je nejjednodušším rezonančním detektorem gravitačních vln. b) Rezonanční detektor gravitačních vln tvořený masivním (pružným) válcem v němž gravitační vlny vyvolávají kmity. Pomocí vhodných snímačů deformace jsou tyto mechanické kmity převáděny na elektrické signály a dále zpracovávány. Detektor tohoto typu zkonstruoval J.Weber v r.1968. c) Interferometrický detektor gravitačních vln. Převzato z <http://astronuklfyzika.cz/Gravitace2-7.htm>.

Kapitola 8

Neutrinová astronomie

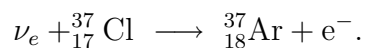
Neutrinová astronomie se zabývá kosmickými neutrinovými zdroji, šířením neutrinového záření kosmickým prostředím a neutrinovými detektory. Jaderné reakce ve hvězdách, výbuchy supernov apod. produkují hojně neutrina, ale jen velmi malé množství z nich může být detekováno neutrinovými dalekohledy. Neutrinová astronomie je motivována zejména snahou pozorovat procesy, které nejsou dosažitelné optickými dalekohledy, například. děje ve slunečním jádru. Nicméně zatím je tento obor stále v plenkách. Dosud jediná potvrzená mimozemská neutrina jsou ze Slunce a supernovy SN1987A.

Neutrino se podařilo experimentálně dokázat až roku 1956. Dnes víme, že existují tři formy neutrino – elektronové, mionové a tauonové, přičemž posledně jmenované se podařilo detekovat až roku 2000. Mají velmi malý účinný průřez, což velmi ztěžuje jejich detekci. Prakticky bez problémů prochází látkou. Například naším organismem jsou zachycena jen jedno nebo dvě neutrino z 10^{24} slunečních neutrin, které naším tělem za dobu života projdou.

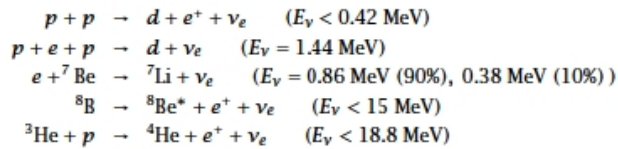
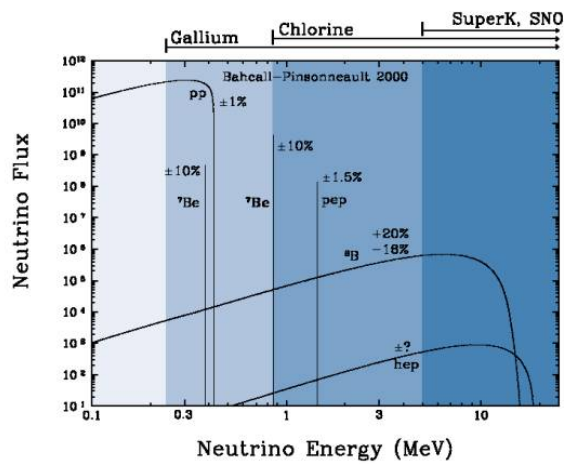
V r. 1968 provedl Davis experiment s 600 tunami C_2Cl_4 . Detekoval průměrně 1 neutrino denně. Teoreticky předpovězená frekvence měla být $3\times$ větší. Problém slunečních neutrin se později vyřešil oscilací neutrin, kdy část elektronových neutrin na cestě od Slunce k Zemi mění svoji identitu. Sluneční neutrino vypovídají o okamžitém výkonu slunečního nitra. Lze vytvořit spektrum závislosti energie–tok neutrin (obr. 8.1). Množství neutrin vyjadřujeme pomocí tzv. sluneční neutrinové jednotky (SNU), tedy jednotky pro měření toku slunečních neutrin, která je definovaná jako 10^{-36} neutrin zachycených jedním atomem (^{37}Cl) za 1 s.

Používané neutrinové detektory:

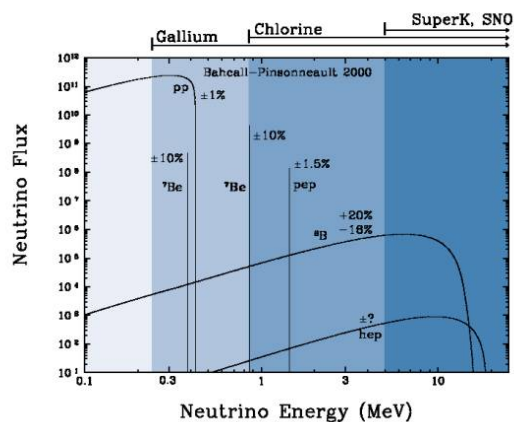
- Chlórový detektor. Neutrino se zachycují ve velké nádrži s C_2Cl_4 . Kolem 1/4 přírodního chlóru je izotop $^{37}_{17}Cl$. Má-li neutrino energii alespoň 0,9 MeV, je šance, že nastane reakce



Reakce funguje jen pro elektronová neutrino. Vznikne nestabilní izotop argonu, který se rozpadá zpět na chlór, přičemž vyzáří rentgenový foton. Ten detekují fotonásobiče obklopující nádrž.



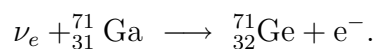
Obrázek 8.1: Energetické spektrum slunečních neutrin a reakce, které je při p-p cyklu vyprodukuje. Je naznačeno, jakými detektory se dá neutrino dané energie zachytit. Převzato z <http://www.chemistry.bnl.gov/SciandTech/SN/default.htm> a <http://www.slac.stanford.edu/econf/C990809/docs/suzuki.pdf>.



Obrázek 8.2: Neutrinový vodní detektor Super-Kamiokande. Vodní nádrž obklopují fotonásobiče. Zdroj: Kamioka Observatory, ICRR, University of Tokyo.

Průkopníkem těchto detektorů byl R. Davis, Jr., který na konci šedesátých let minulého století experimentoval s perchlorethylenem, který se běžně používá na čištění.

- Vodní detektor. Na stěnách nádrže s vodou jsou umístěny fotonásobiče. Neutrino může vyrazit elektron nebo mion z molekuly vody, přitom vznikne Čerenkovovo záření. Dá se zjistit čas přiletu neutrina a jeho směr. Platí je pro elektronová neutrina. Je citlivější než chlórový detektor. Příkladem je japonský Kamiokande a nový Super-Kamiokande (obr. 8.2), či SNO (Sudbury Neutrino Observatory) v Kanadě.
- Galiový detektor. Funguje stejně jako chlórový detektor. Galium interaguje s neutriny nad 0,23 MeV. Probíhá reakce



Příkladem je experiment SAGE (Soviet–American Gallium Experiment) v Rusku nebo evropský projekt GALLEX v Itálii.

Kapitola 9

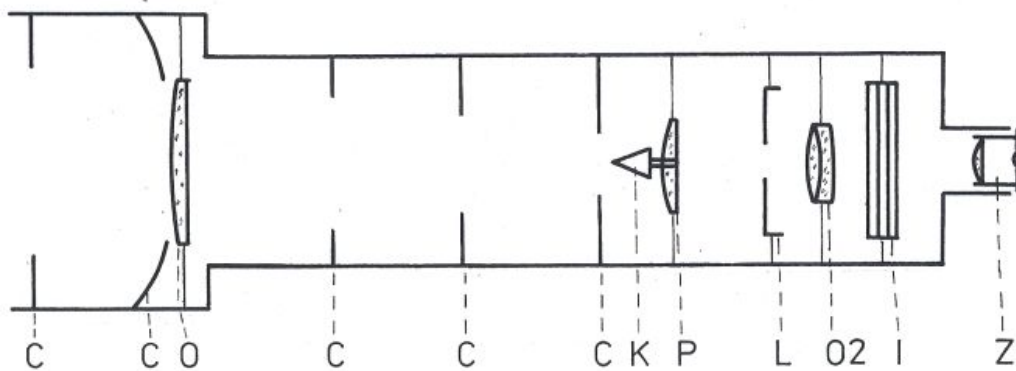
Přístroje sluneční fyziky

Pozorování Slunce vizuálně

Pozorování sluneční fotosféry a tzv. slunečních skvrn je zajímavé zejména v době maxima činnosti. Bez speciálního vybavení je však přímé pozorování Slunce dalekohledem velmi nebezpečné! **V žádném případě se nedívejte do dalekohledu na Slunce, pokud není na dalekohledu umístěn helioskopický okulár nebo speciální sluneční filtr.** Pokud není filtr ve standardní výbavě dalekohledu, lze jej i vyrobit z speciální folie. Při vlastním pozorování pak nezapomeňte zaclonit nejen hlavní dalekohled, ale i hledáček. Nejbezpečnější metodou pozorování je projekce na bílý papír nebo stínítko umístěný za ohniskovou rovinu. A ani při míření dalekohledu na Slunce není nutné se na něj dívat, stačí sledovat stín dalekohledu... Pokud se však přece jen rozhodnete pro přímé pozorování, například detailů slunečních skvrn, použijete *Herschelův okulár (helioskopický okulár)*. V tom případě je před klasický okulár vložen průhledný skleněný klín, který odráží většinu světla mimo okulár, do vlastního okuláru odráží jen asi 5 % světla.

Pro pozorování sluneční koróny i mimo slunečních zatmění sestrojil v roce 1930 B. Lyot *koronograf* (obr. 9.1) Hlavním nedostatkem tohoto zařízení byla vysoká citlivost na rozptýlené světlo znehodnocující výsledný obraz. Původní model měl totiž jen jednoduchou clonu a nepoužíval monochromatický filtr. Umísťoval se tedy zpravidla na vysokohorské observatoře. Pomocí korunografu s filtrem pro některou z koronálních čar můžeme studovat strukturu a vývoj koróny. V optické oblasti pozorujeme zakázané čáry emitované zakázanými přechody v iontech železa Fe X (červená koronální čára), Fe XIV (zelená) a Ca XV (žlutá). Pokud je korunograf vybaven $H\alpha$ filtrem, slouží k pozorování protuberancí a nazývá se protuberanční dalekohled.

Velké sluneční observatoře používají speciální *sluneční dalekohledy*. Jde o reflektory nebo refraktory, u nichž velikost slunečního disku v ohniskové rovině je přibližně rovna jedné setině ohniskové vzdálenosti. To znamená, že velikost obrazu Slunce v ohniskové rovině v centimetrech bude stejná jako délka ohniskové vzdálenosti v metrech, proto mají sluneční dalekohledy velkou ohniskovou vzdálenost. Někdy jsou instalovány atypicky vodorovně, svisle nebo šikmo (viz obr. ??). Otáčení dalekohledu nahrazuje tzv. *celostat* (někdy též *coelostat*), který sleduje Slunce na obloze a vrhá jeho světlo do dalekohledu. Coelostat (obr. 9.3) tvoří dvě (primární a sekundární) rovinná zrcadla. Primární zrcadlo se otáčí

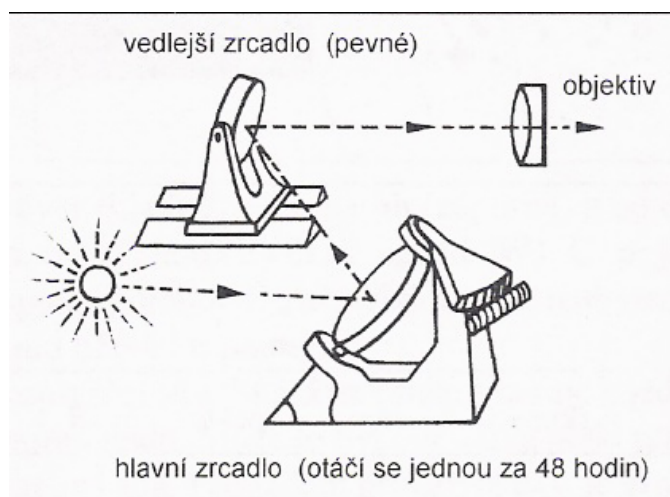


Obrázek 9.1: Schéma původního Lyotova koronografu: C – clony, O – objektiv, P – pomocná čočka, I – interferenční filtr, Z – okulár. Obraz fotosféry se odráží od pláště clony do stran a dopadá na vyčerněné stěny tubusu, kde je absorbován. Kuželovitá clona K je upevněna v pomocné čočce, která přenáší její obraz do roviny tzv. Lyotovy clony L. Druhý objektiv O2, který se nachází za čočkou, znovu zobrazí rovinu okolo kuželovité clony, která vlastně představuje okolí Slunce těsně nad fotosférou. Tento druhý obraz přechází potom interferenčním filtrem do okuláru, nebo dopadá na citlivou fotografickou vrstvu. Zdroj: <http://www.astro.cz/clanek/3643>.

rovnoměrně kolem světové osy jednou za 48 hodin a odráží paprsky na pevné sekundární zrcadlo. Od něj pak míří paprsky do slunečního dalekohledu.



Obrázek 9.2: McMath-Pierce Telescope – sluneční dalekohled observatoře na Kitt Peaku.
Zdroj: <http://nsokp.nso.edu/mp/imagetab.html>.



Obrázek 9.3: Schéma horizontálního celostatu. Převzato z Kleczek: Velká encyklopedie vesmíru.

Kapitola 10

Doporučená literatura

<http://www.star.bris.ac.uk/bjm/lectures/astech/> - Zde najdete prezentace používané na přednášce.

<http://www.williams.edu/Astronomy/Course-Pages/211/assignment.html> - Kurz blízky přednáškám ZAaA I a II. Obsahuje zajímavé animace a applety.

<http://spiff.rit.edu/classes/> - Stránka užitečná ve spojení s Googlem.

<http://www.astro.ufl.edu/~oliver/ast3722/ast3722.htm>

<http://outreach.atnf.csiro.au/education/senior/astrophysics/>

<http://www.telescope-optics.net/> - Optické dalekohledy.

Ivo Zajonc, Teleskopie, <http://www.jiast.cz/category/teleskopie>

Zdeněk Řehoř, <http://astro.posec.cz> - část Teorie

Antonín Vítek, Karel Pacner: *http://technet.idnes.cz/jak – lidstvo – otvíralo – okno – do – vesmíru – exkluzivní – serial – o – dobytí – kosmu – 1qg – /tec_vesmir.asp?c = A071231_192624_tec_vesmir_vse*

Literatura

- Baker, A. E. 1925 Proc. R. Soc. Edinburgh 45, 166
Bessell, M. S. 1990, PASP 102, 1181
Cousins, A.W.J., 1976, MNRAS 81, 25
Johnson, H. L., 1965, ApJ 141, 923
Johnson, H. L., Morgan, W.W., 1953, ApJ 117, 313
Harmanec, P. 2010, AST007.pdf - učební texty
Hearnshaw, J. B. 1996, Cambridge University Press
Moro, D., Munari, U., 2000, A & A Suppl. **147**, 361
Oberth, H. 1923, v „Die Rakete zu den Planetenräumen“ (Raketou k planetám)
Reichhardt, T. 2003, Nature 421, 308-309
Spitzer, L. jr. 1946, Astronomical Advantages of Extra-terrestrial Observatory (Výhody mimozemské observatoře pro astronomii)
Young, A. T., Irvine, W. M. 1967, Astron. Journal 72, 945–950
Ullmann, V. 1986, Gravitace, černé díry a fyzika prostoročasu, ČAS ČSAV Ostrava 1986