ZÁKLADY ASTRONOMIE A ASTROFYZIKY II
Látka přednášená M. Wolfem

Na základě svých poznámek z přednášky a další literatury sepsal M. Bílek.

Verze 0.2: 10. května 2010

Toto je zatím pracovní verze skript. Je neúpná 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

Kapitola 1

Optická astronomie

1.1 Optické dalekohledy

Astronomické dalekohledy mají za úkol

- soustředit na detektor co největší světelný tok,
- vytvářet ve své ohniskové rovině obraz sledovaného objektu,
- při pozorování okem úhlově zvětšovat obraz (za použítí okuláru !).

1.1.1 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 (Obr. 8) - 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 odrazem na dvou hranolech).
- Keplerův dalekohled (Obr. 6) - 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. 8) (Obr. 18). Proto objektivy sestavujeme z několika čoček z materiálů o různých indexech lomu.

- Achromát - Objektiv složený ze dvou čoček o různých indexech lomu (Obr. 9) 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. 9 a Obr. 19). 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 neznatelnou (Obr. 20).

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, nežli zrcadlové stejných rozměrů. Do začátku 20. stol. se většinou stavěli refraktory. Jak se s postupem doby začaly stavět větší a větší dalekohledy, bylo na přelomu století jasné, že refraktory dosahují svého vrcholu. Největší čočkový dalekohled světa stojící na Yerkesově observatři disponuje průměrem 102 cm. Větší čočka by se už deformovala vlastní vahou (Obr. 39). Zrcadlo naopak může být ze zadní strany bez omezení podepřeno. Velké silné čočky se při změně teploty deformují. V průběhu tepelné stabilizace vytváří objektiv obraz zcela degradovaný, jaký by odpovídal nepřesně vybroušené čočce. Při výrobě čočky se musí přesně opracovat obě její optické plochy, u zrcadla stačí pouze jedna.

Reflektory

Objektiv tvoří zrcadlo, nebo jejich soustava.

- Newton (Obr. 15) - 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.
- Cassegrain (Obr. 14) - 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. 9) 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 Cassegranovy konstrukce.

- Gregory (Obr. 41) - Sekundární zrcadlo má tvar dutého elipsoidu. Světlo z primárního zrcadla nejprve protíná v primárním ohnisku a potom se teprve odrazí zpět od sekundárního zrcadla. Z toho důvodu je dalekohled poměrně dlouhý. Další nevýhodou je malé zorné pole. Gregoryho dalekohled je s oblibou používán k pozorováním Slunce. V primárním ohnisku totiž lze umístit clonku, která ostíní tu část slunečního disku, kterou nechceme pozorovat, takže se dalekohled tolik nepřehřívá.
- Ritchey-Chrétien (čti „Riči-Krétién") (Obr. jako Cassegrain) - V současné době nejpoužívanější konstrukce velkých moderních dalekohledů. Primární zrcadlo je duté hyperbolické a sekundární také hyperbolické ale vypuklé. Systém je prostý komy i sférické aberace (viz str. 8).

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. Proto můžeme nahradit primární parabolické zrcadlo, které je největší, snadněji a levněji vyrobitelným zrcadlem kulovým.

- Schmidtova komora (šmitka) (Obr. 43) - 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 přídavný optický lámavý člen, rovnač pole, jenž převede obraz na rovinný. Systém se vyznačuje vysokou světelností 1-3 (viz str. 9).

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

- Schmidt-Cassegrain (Obr. 13) - Od obyčejného Cassegrainova dalekohledu se liší kulovým primárním zrcadlem a korekční deskou.
- Maksutov (Obr. 12) - 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.
- Super-Schmidtova komora (Obr. 44) - kulové primární zrcadlo, 2 korekční desky, kulová ohnisková plocha. Pro vysokou světelnost až 0,7 a široké zorné pole se využívá k pozorování meteorů a umělých družic.

1.1.2 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. 9, 16) - Vyskytuje se jen u přístrojů obsahujících nějaký lámavý optický prvek - čočku nebo korekční desku. Je způsobená tím, že index lomu materiálu čočky je jiný pro každou vlnovou délku světla. Tím pádem jsou ohniska kratších vlnových délek blíže čočce, než delších (Obr. 18). Pro čočku platí mezi ohniskovou vzdáleností f (viz str. 9) a indexem lomu n vztah
$$\frac{1}{f} = (n-1)\left(\frac{1}{r_1} - \frac{1}{r_2}\right), \tag{1.1}$$
kde r_1 a r_2 jsou poloměry křivosti přední a zadní strany čočky. Jak známo, index lomu klesá s rostoucí vlnovou délkou.

- Sférická vada (Obr. 10, 16) - 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 nejlepším 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. 10), 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. 10, 16) - 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. PSF vypadá jako kometka. Je 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 přídavným refrakčním členem, komakorektorem, který se umísťuje mezi zrcadlo a ohnisko (Obr. 29 nahoře).

- Astigmatismus (Obr. 5, 10, 16) - PSF je elipsa protažená směrem od optické osy. Je způsobená tím, že když světlo dopadá na čočku „z boku" chová se čočka, jako by měla jiný poloměr křivosti a tedy i jinou ohniskovou vzdálenost.

- Rozptyl a absorpce světla - Dějí se při průchodu světla každou optickou komponentou. Rozptyl dává vzniknout tzv. parazitnímu světla, jež snižuje kontrast obrazu. Čím více optických prvků soustava obsahuje, tím se tyto jevy stávají významnějšími (Obr. 42). Na všechny lámavé prvky se proto musí nanášet antireflexní vstvy. Na nich dochází k destruktivní interferenci mezi paprskem odraženým od povchu 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.

1.1.3 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. 45). Je definována jako vzdálenost hlavního bodu optické soustavy 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 spojné soustavy vpustíme paprsek světla rovnoběžný s optickou osou. Paprsek projde soustavou, kde se posune a ohne, a protne optickou osu v ohnisku (dle definice ohniska). Prodloužíme-li nyní vystupující paprsek v přímku a totéž provedeme se vstupujícím paprskem, protnou se obě přímky v bodě, který leží v hlavní rovině. Tím je vše definováno! Pro rozptylnou soustavu je defnice analogická. Místo pojmu efektivní ohnisková vzdálenost se běžně říká jen ohnisková vzdálenost.

- Světelnost (přesněji relativní otvor, zn. $f/\#$) - Poměr f/D. Zvětšíme-li průměr zrcadla 2×, soustředí dalekoled 4× více paprsků světla. Zvětšíme-li ohniskovou vzdálenost 2×, vzroste obsah obrazu sledovaného plošného objektu 4×. Tím se ale také světlo rozředí na 4× 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 takokvou 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.)

  Pozor, v optice se pro tuto veličinu používá název relativní otvor. Světelností optici myslí relativní otvor vynásobený účinností přenosu světla soustavou.

  Skutečnost, že dalekohled nebo fotografický objektiv má světelnost např. 8 se často vyjadřuje symbolem $f/8$.

  Světelnost také vyjadřuje sbíhavost výstupního světelného svazku. Při použití přístroje s velkou světelností dopadají na každý bod obrazové roviny paprsky světla v širokém rozsahu úhlů, 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 $''$/mm.

  Úhel Δ v $''$, který připadá na délku s v ohniskové rovině dalekohledu je v přiblížení pro malé úhly dán vztahem
$$\Delta = \frac{206265 \cdot s}{f}. \tag{1.2}$$
  Číselná konstanta v čiteteli 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 (1.2) 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. 19).

  Naopak, Gauss definoval ohniskovou vzdálenost optické soustavy pomocí vztahu (1.2).

- Difrakční kroužky - Zrcadlo nebo čočka dalekohedu fungují jako otvor, na kterém dochází k ohybu světla. Bodový zdroj (hvězda) se proto zobrazí jako kroužek obklopený světlými prstenci, jejichž intenzita od středu rychle slábne (Obr. 46) ovšem jen v případě, že neuvažujeme optické aberace a neklid atmosféry. Airyho disk je kruh kolem středu difrakčního obrazce dosahující prvního minima jasnosti.

- Rozlišovací schopnost (difrakční limit) - Podle Rayliegheva 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 (Obr. 47). Pro záření vlnové délky λ platí vztah udávající difrakční limit δ dalekohledu
$$\sin\delta = \frac{1.220\lambda}{D}, \tag{1.3}$$
  (δ vyjde v radiánech). Pro viditelné světlo se v přiblížení pro malá δ používá vztah
$$\delta = \frac{128}{D}, \tag{1.4}$$
  přičemž za D dosazujeme v milimetrech a δ vyjde v úhlových vteřinách. Snadno nahlédneme, že dalekohled většího průměru má větší rozlišovací schopnost.

- PSF (Point Spread Function, funkce rozmazání bodu) Uvažme bodový zdroj, jehož světlo prochází skrz optickou soustavu a je zaznamenáváno dvourozměrným detektorem. Pak jako PSF nazveme funkci dvou proměných, jejíž hodnoty jsou úměrné světelnému toku na povrchu detektoru. PSF normujeme na 1 :
$$\int_{\mathbb{R}^2} PSF(x,y)\mathrm{d}x\mathrm{d}y = 1.$$

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. PSF dále ovlivňuje vše, co způsobuje "rozmazání" obrazu: ohybové jevy na objektivu (Obr. 10, 46), vzdálenost objektivu od detektoru (zaostření), neklid zemské atmosféry (Obr. 11), nečistoty na objektivu, atd. PSF je 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 dvourozměrná Gaussova funkce. Při velmi klidném ovzduší obraz hvězdy navíc obklopují difrakční kroužky (Obr. 11). Pozorovaný obraz vzniká konvolucí skutečného obrazu s PSF, viz Obr. 23.

Úloha: Odhadněte, kolik pixelů CCD na ondřejovském 65-cm 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 dalekokled 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 Zěmě 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. Ne-bodový objekt považujeme za rozlišený, rozprostírá-li se alespoň přes 2 pixely.

1.1.4 Okuláry

Okulár je soustava čoček, jíž prohlížíme při vizuálním pozorování obraz vytvořený objektivem. Leží-li tento obraz před okulárem, nazýváme takový okulár pozitivním a můžeme si představovat, že jím pozorujemem jako lupou. Oproti tomu u tzv. negativního okuláru leží ohnisková rovina objektivu až za první čočkou okuláru. Okulárů existuje celá řada konstrukcí (některé ukazuje Obr. 17). Každá optimalizuje nějaké vlastnosti okuláru. Některé okuláry disponují širokým zorným polem, jiné vynikají ostrostí kresby, další jsou levnější, nebo mají větší vzdálenost výstupní pupily, atd.

Parametry okuláru

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

$$M = \frac{f_{ob}}{f_{ok}}.$$

Obrazu první čočky nebo zrcadla objektivu vytvořeném okulárem říkáme **výstupní pupila**. Jelikož touto ploškou prochází veškéré 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

$$E = \frac{f_{ok}}{f_{ob}} D = \frac{D}{M},$$

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

$$M \geq \frac{d}{D} = 1,7D\ ,$$

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

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.

Další parametrem okuláru představuje **skutečné zorné pole**. Je to číslo dané konstrukcí okuláru. V praxi je podstatné **zdánlivé zorné pole**. Udává, jaký je úhlový průměr části oblohy, kterou okulárem sledujeme. Je-li skutečné zorné pole ϑ, zdánlivé zorné pole Θ určíme ze vztahu

$$\Theta = \frac{\vartheta}{M}.$$

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. 10) - zvětšení je tak velké, že úhel odpovídající rozlišovací schopnosti přístroje je zvětšen natolik, že je větší, než rozlišovací schopnost oka, tj. asi $2'$.

Normální zvětšení - Takové zvětšební, 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 hraničící s prázdným zvětšením. Pozorujeme-li se zvětšením nižším, zůstanou drobné detaily vztvořené objektivem příliš malé, než aby mohly být okem postřehuty. Toto však platí jen při ideálním stavu atmosféry. Seeing dokáže znatelně omezit maxmální 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

Upozorněme 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?

1.1.5 Filtry

1.1.6 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 několk tun a na sledování klademe nároky na přesnost ve zlomcích úhlové vteřiny, bývá montáž často nejdražší komponentou celého dalekohledu.

Typy montáží, (Obr. 49)

- Rovníková (ekvatoreální, paralaktická) montáž - Jedna z jejích os je rovnoběžná s osou zemské rotace, tzv. polární osa, druhá, deklinační, je k ní kolmá. Oproti azimutární montáži má výhodu, že při sledování nebeského objektu stačí otáčet jen polární osou konstantní rychlostí. Největšímm dalekohledem na paralaktcké montáži je 5 m Haleův dalekohled na Palomar Observatory.

  ∘ Německá montáž - Polární osa spočívá na jediném pilíři. Na jednom konci deklinační osy je připevněn tubus dalekohledu, na opačném konci protizávaží. V nižších zeměpisných šířkách je nepraktická, protože sloup, na němž je montáž upevněna, jednostranně namáhán. Zde se radeji použije anglická montáž.

◦ Anglická montáž - Oba konce polární osy podpírají pilíře. Má dva poddruhy:

∗ Rámová montáž - Dalekohled je uchzcen v protáhlém rámu. Její výhodou je absence protizávaží. Nelze pozorovat v okolí nebeských pólů. Nebeské těleso lze sledovat nepřerušeně od jeho východu k západu bez nutnosti proložit montáž, jak se tomu dělá s německou montáží.

∗ Osová anglická - Podobá se předchozímu typu, ale dalekohled je rovnoběžný s polární osou. Částečně zpřístupňuje oblast kolem pólu. Je potřeba protizávaží.

◦ Podkovová montáž - Podobá se rámové montáži, ale rám je uchzcen na podkově otáčivé kolem polární osy. Umožňuje pozorovat i v okolí pólu.

◦ Vidlicová montáž - Polární osa má na jednom konci vidlici. Ve vidlici se v deklinační ose otáčí tubus dalekohledu. Je použitelná jen pro reflektory.

- Azimutární - Montáž se otáčí kolem svislé (vzhledem k povrchu Země), azimutární, 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 došly azimutární montáže širšího rozzšíření až po nástupu počítačů. Při stavbě velkých moderních dalekohledů se již počítá výhradně s azimutární montáží. Lze ji mnohem snadněji a levněji vzroit než stejně velkou rovníkovou. Určitou nevýhodu představuje rotace obrazu kolem sledovaného objektu. Provádíme-li s dalekohledem spektroskopii, tak to nevadí, jinak se použije derotátor pole (soustava dvou rotujících rovinných zrcadel), případně se přímo otáčí detektorem v ohniskové rovině. Azimutární montáž je kompaktnější nežli paralaktická, takže se pro ní nemusí stavět tak velká kopule.

1.2 Optické detektory a jejich využití ve fotometrii

- Bodový detektor - Výstupem měření je jediná hodnota, příp. časová řada. Př. fotonásobič. Při fotometrickém měření musíme dovolit přístup jen světlu ze zkoumaného objektu, např. u fotonásobiče clonkou.

- Lineární detektor/1D - Vytváří jednorozměrné obrázky. Sestáva z několika elementů, které lze považovat za bodové detektory, seřazených za sebou. Výsledkem měření je uspořádaná posloupnost hodnot odpovídajících výstupům jednotlivých elementů. Př. reticon, digicon. Používaly se zejména pro záznam spekter.

- Plošný detektor/2D - Vytváří rovinné obrázky. Skládá se z mnoha bodových detektrů rozmístěných na ploše. Po měření získáme matici hodnot. Umístíme-li plošný detektor do ohniskové roviny objektivu, bude každý element zaznamenávat informaci o světelném toku přicházejím z trochu jiného úhlu, takže vytvoří rovinnou projekci nebeské sféry. Př. sítnice oka, fotografická deska, CCD.

1.2.1 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 jednotlivý elementů opravdu trochu liší.
- Spektrální citlivost - Závislost kvantové účinnosti na vlnové délce, při stejném světelném toku záření.
- Charakteristická křivka - Závislost závislost 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.
- 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.

1.2.2 Oko

Do doby, než byl vynalezen dalekohled, byli astronomové odkázáni jen na vlastní zrak, úhloměrné 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 oběhu planet. Dalekohledem pozoroval nebe poprvé Galileo Galilei v r. 1609. Ve spojení s dalekohledem se okem pozorovalo až do začátku 19. stol, kdy jej nahradila fotografická emulze.

Oko jako fotometrický přístroj

optický systém

- Ohnisková vzdálenost - asi 15mm.
- Průměr plně roztažené zorničky-apertura - asi 8mm, klesá s věkem.
- Oko je schopno vidět ostře v rozmezí 1-2° kolem své optické osy.
- Úhlové rozlišení asi 2", uplatňuje se asi stejnou mírou ohyb světla na zornici a vzájemná vzdálenost fotoreceptorů na sítnici.
- Oční svaly deformují čočku, čímž mění její ohniskovou vzdálenost.
- Propustnost čočky klesá s věkem.

– Oko nemá barevnou vadu.

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

Čípky Umožňují barevné vidění. 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 barvy, 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. Na sítnici jsou rozmístěné kolem oblasti s čípky. Při vyšší intenzitě světla nepracují.

Úplná adapce na tmu trvá 15-30 min. 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 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, záleží na konkrétním člověku. Maximální citilivost se evolučně vyvynula v okolí žlutozelené barvy (555 nm). Když uvážíme denní i noční vidění, dokáže oko pracovat v rozsahu jasu pro jiné detektory nevídaném - asi 30 mag, to je poměr světelných toků 1:10^{12}. Při pozorném pozorování dalekohledem (tzn. několikaminutovém) lze postřehnout asi srovnatelné detaily, jaké by byly zachycené na CCD snímku s expoziční dobou několika sekund, s týmž dalekohledem. Zkušení pozorovatelé jsou schopni v nejlepších 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.

V dnešní době pozorují vizuálně amatéři, kteří mohou vědeckému výzkumu přispět například pozorováním změn jasností proměnných hvězd, sledováním meteorických rojů, nebo při hledání jasných supernov. Přesnost vizuálních fotometrických odhadů se pohybuje kolem 0,1 mag.

1.2.3 Fotografická emulze

Klasická fotografie začala být použitelná v astronomii od r. 1870, kdy byla vynalezena fotografická emulze. Oproti pozorování pouhým okem přinášela několik významných výhod. Záznam na fotografii je tvalý, zachytí objektivně a úplně všechny detaily. Obzvláště důležitá výhoda oproti oku je možnost dlouhodobé integrace světla. Již krátce po zavedení fotografické emulze, v r. 1883 vznikla fotografie mlhoviny M45, která jako první ukázala tak slabé hvězdy, jež nešly okem vidět ani v největších dalekohledech.

Fotografická emulze převládala až do konce 20. stol. Pravda, CCD kamery se sice používají již od 50. let 20. stol, ale v tu dobu byly na masové rozšíření příliš drahé a měly malou plochu detektoru (CCD čipu). V posledním desetiletí však CCD 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 fotografikých desek sestrojit světelné křivky proměnných hvězd, o kterých nebylo v době vzniku desky ani známo, že jsou proměnné.

V astronomii se uplatňovali hlavně fotografické desky, tj. skleněné desky s nanesenou vstvičkou 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 nějakého halogenidu stříbra, nejčastěji jodidu nebo bromidu stříbrného, rozptýlených v želatině. Při vystavení světu 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 prosvětloval 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 světelému toku po průchodu zkoumaným bodem desky F_z:

$$D = \log_{10}\left(\frac{F_0}{F_z}\right). \tag{1.5}$$

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.

Fotografická emulze je nelineární detektor, jak ukazuje Obr. 50. To znamená, že necháme-li na desku dopadat 10 krát větší světelný tok po stejnou expoziční dobu, nebude denzita o 1 větší. Nelinearita platí také obráceně: máme-li dva objekty z nichž první dává třiktát větší tok než druhý, nezískáme trojnásobnou expozicí druhého stejnou hustotu zčernání, jako v prvním případě. Tuto ztrátu citlivosti pro slabé zdroje nazýváme Schwazschildův jev (reciprocity failure).

K fotometrii je vhodná především lineární část křivky. Porušení linearity při velkých osvětleních způsobuje nasycení detektoru - všechna zrna emulze zreagovala. Při nízkých osvětleních se silně uplatňuje Schwarzschildův jev. Pro fotometriii je výhodnější zavést tzv. Bakerovu denzitu

$$D_B = \log_{10}\left[\left(\frac{F_0}{F_z}\right)^\gamma - 1\right], \tag{1.6}$$

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 $D = D(\log_{10} E)$.

Náznak vysvětlení Schwartzschildova jevu. Aby v jednom krystalku emulze proběhla trvalá chemická reakce, je potřeba, aby na něj dopadly, řekněme, tři fotony. Proto jsou také hrubozrnné emulze citivější. Na druhou stranu, tepelný pohyb atomů působí proti excitaci krystalku. Proto, když dopadají fotony příliš pomalu, tepelný pohyb stačí rušit vyvolanou excitaci, takže reakce neproběhne. Uvědomme si rozdíl oproti tepenému šumu u CCD. Tam se k užitečnému signálu šum jen přičítá, kdežto u emulze tepelný pohyb signál přímo ničí.

Hlavní cestou k omezení Schwartzschildova 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 3 krát.

Spektrální citlivostí emulze lze vhodným chemickým složením pokrýt celé atmosférické optické okno od 250 do 900nm. Obecně je ciltivost 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 expozicemi, velké CCD se musí na konci expozice vyčítat až desítky sekund. Zatím nejvhodnější detektor k sledování bolidů. Nevýhody oproti CCD: mnohem nižsší 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.

1.2.4 Fotonásobiče

Fotonásobiče (photomultiplier, electron multiplier tube, PMT) patří v astronomii k nejčastěji používaným fotometrickým přístrojům a zároveň nejpřesnějším. Schéma fotonásobiče je znázorněno na Obr. 1. 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 (asi 4). Když elektrony dorazí na 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.

Na dalším obrázku (Obr. 60) můžeme vidět, jak se fotonásobič používá při fotometrii hvězd. Před fotonásobič 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. Je totiž technologicky náročné ji rovnoměrnou vyrobit.

Měření jasnosti hvězdy fotonásobičem dosahuje přesnosti až $0,001$ mag a časového rozlišení 10^{-3} s. Fotonásobič bývá obvykle ciltlivý v rozsahu vlnových délek 200-650 nm (zejména v modrém světle), ale modifikací chemického složení fotokatody lze jeho použitelnost rozšířit do 150 nm (UV záření), nebo nahoru do 1700 nm (IR záření). U slabých zdrojů lze detekovat příchody jednotlivých fotonů, u silnějších se již jednotlivé proudové impulzy překrývají. Výstupem měření dnešního fotonásobiče je jediné číslo udávající časový integrál proudu, některé modely dovolují sledovat průběh proudu.

Zdroje šumu a kalibrace. Jako temný proud (dark current) označujeme proud, který fotonásobič detekuje, ale jeho nevyvolalo ho světlo. 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 střetne s fotokatodou vyvolá zábles Čerenkovova záření. To snadno poznáme podle podle silného proudového pulzu asi 100 krát 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. (viz [1]). Projevují se ve změně kvantové účinnosti přístroje. Proto je třeba provádět několikrát během noci kalibrační měření a výsledky poopravit (viz Harmanec, str. 32)

1.2.5 CCD

Dalším, velice často používaným, fotometrickým detektorem jsou CCD kamery (Charge Coupled Device, čteno česky "cé cé dé", nebo častěji anglicky "sí sí dý"). Narozdíl od fotonásobiče se jedná o detektor dvourozměrný, 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,(viz. Obr. 3) s nanesenou vrstvičkou průhledné elektricky izolující látky (oxid křemičitý). Na povrchu čipu jsou 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 k fotoefektem k uvolnění elektronu. Elektron si přitáhne nejbližší anoda a vzniklá díra putuje ke katodě. Oblasti, 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 spousedního pixelu - pozorujeme tzv. blooming (viz Obr. 24).

Po ukončení expozice se zavře závěrka kamery, aby již světlo nedopadalo, a zbývá čip vyčíst, tzn. změřit naakumulovaný náboj v každém pixelu. K tomu je vyhrazena jedna řada pixelů na kraji CCD čipu zvaná registr (Obr. 51). Elekrony lze v čipu přesouvat tím, že na anodách periodicky měníme napětí, čímž vzniknou jakési vlny potenciálu unášející s sebou elektrony. Při vyčítání posuneme všemi elekrony 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 nezápone hodnoty v obvykle 16 bitovém rozsahu - 0 až $(2^{16}-1)$. Počet elektronů připadajících na 1 ADU se zve zisk (gain) AD převodníku.

CCD dosahují velmi dobré přesnosti měření 0,01 mag. Spektrální citlivost se pohybuje asi od 400 do 1200 nm s maximem v okolí 600 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 dostatačnou energii, aby způsobily vnitřní fotoefekt. Kvantová účinnost může pro vhodnou vlnovou délku přesáhnout 90%, jinak se pohybuje spíše kolem 80% (Obr. 28).

Šum a kalibrace. Podobně jako u fotonásobiče se i u CCD projevuje temný proud. Tepelný šum tvoří šumové elektrony v množství s normálním rozdělením. Roste exponencielně s teplotou. Kosmické záření (kosmiky) vytváří na snímku jasné tečky, hot pixely, protože vyprodukuje v pixelu, který zasáhne, 10^3-10^4 elektronů. Počet zásahů se mění s nadmořskou výškou pozorovatelny a činí asi 1-2 částice/cm^2/min. Tepelný šum se potlačuje chlazením CCD kamery tekutým dusíkem, suchým ledem (pevný CO_2), nebo alespoň Peltierovým článkem. Přesto, ač ve snížené míře, znatelně přetrvává. Vypořádáme se s ním pomocí tzv. dark framu (temného snímku)(Obr. 26). Získáme jej provedením expozice se zavřenou záklopkou. Dark framů pořizujeme několik, většinou se stejnou expoziční dobou jakou má snímek objektu našeho zájmu, který chceme korigovat. Celková expoziční doba dark framů by měla být alespoň 5 krát delší, než expoziční doba objektu, jinak kalibrace povede k nárůstu šumu. Poté z hodnot odpovídajích si pixelů v jednotlivých dark framech vybereme medián, čímž získáme výsledný master dark. Ten pak odečteme od snímku objektu. Objekt fotografujeme alespoň dvakrát, abychom mohli nalézt hot pixely a odstranit je.

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 tudíž přičtena jistá matice - tzv. bias (offset) (Obr. 27). Děláme-li bias vícekrát, bude mít konkrétní pixel biasu hodnoty s normálním rozdělením. Bias najdeme tím, že provedeme se zavřenou záklopkou nejkratší expozici, kterou kamera umožňuje. Jako výsledný master bias použijeme průměr nebo medián z několika takových snímků. Pozor, odečítáme-li od obrázku dark frame, odečítáme tím zároveň i bias.

Při výrobě CCD čipu se nikdy nepodaří udělat všechny pixely úplně stejné, takže každý má trochu odlišnou citlivost. Kalibrace se dělá pomocí flat fieldu (Obr. 25). Jedná se o snímek nějaké rovnoměrně zářící plochy. K tomu účelu někdy bývá v kopuli dalekohledu k dispozici rovnoměrně nasvícene bílé plátno. Jinak lze použít oblohu za soumraku. Průměr několika flat fieldů dosadíme do (1.7). Flat fieldem se navíc odstraní vliv vinětace optiky dalekohledu i stínů zrníček prachu na CCD čipu.

Celý proces kalibrace surového snímku dark framem, biasem a flat fieldem označujeme jako redukci snímku. Dohromady je tedy

$$\text{redukovaný snímek}[x, y] = \frac{F \cdot (\text{surový snímek}[x, y] - \text{master dark}[x, y])}{\text{flat field}[x, y] - \text{bias}[x, y]}. \tag{1.7}$$

Normovací konstantu F volíme zpravidla jako maximální hodnotu jmenovatele (1.7).

1.3 Spektrografy

Základní schéma spektrografu ukazuje Obr. 33. Štěrbinou vybíráme ze zorného pole jeden objekt, který nás zajímá, např. hvězdu. Kolimátor mění rozbíhavý světelný svazek vystupující z dalekohledu na rovnoběžný. Na disperzní mřížce nebo hranolu dochází k rozkladu světla. Paprsky se odchýlí od svého půvoního 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. CCD.

Jako kolimátor a objektiv kamery spektrografu lze použít jak čočky, tak i zrcadla. Zrcadla však netrpí barevnou vadou.

Jako disperzní element 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. Uveďme vztah, který pro hranolový spektrograf přibližně udává, jaký bod spektra odpovídá jaké vlnové délce:

$$\lambda = \lambda_0 + \frac{C}{(s - s_0)^\alpha}. \tag{1.8}$$

V něm s představuje vzdálenost zkoumaného bodu spektra od nějakého, libovolně zvoleného, počátku a λ jemu odpovící vlnovou délku. 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 dlouhých zbytečně roztaženo. Díky tomuto jevu a ztrátám světla apsorbcí při průchodu hranolem a odrazu světla na jeho stěnách se dává přednost mřížkovým spektrografům. Hranolem též nejde zkoumat spektrum v UV záření, ježto jej sklo pohlcuje.

Na mřížce dochází k rozkladu v důsledku interference záření. Mřížky mohou být dělané jak na odraz tak na průchod. U odrazných mřížek jsou do skla vybroušeny dlouhé uzké vrypy (grooves) sloužící jako rovinná zrcátka. Mřížka se ke světlu chová jako systém rovnoběžných úzkých štěrbin, takže kromě odrazu dochází na mřížce 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 $m \in \{0, 1, 2, \ldots\}$ takové, že platí rovnice

$$m\lambda = d(\sin\beta + \sin\alpha), \tag{1.9}$$

kde d označuje tzv. mřížkovou konstantu - vzdálenost sousedních vrypů mřížky.

Odvození (1.9) (Obr. 35): Nechť záření o vlnové délce λ dopadá na mřížku pod úhlem α. Na vrypu nebo štěrbině mřížky dojde k ohybu světla jako na úzké štěrbině. Zkoumejme nějaký ohnutý paprsek. Jeho odchylku od kolmice k rovině mřížky označme β. Na sousedním vrypu též vznikl paprsek odchýlený o úhel β. Po odrazu na objektivu kamery dopadnou oba tyto 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 při odrazu na objektivu kamery dráhový rozdíl nevzniká, zbývá jen dráhový rozdíl od mřížky, který číní $\Delta S = d(\sin\alpha + \sin\beta)$. Z toho plyne (1.9).

Ve výsledku tedy získáme obraz spektra na detektoru. Avšak najednou získáme celou řadu spekter odpovídajících různým m, tzv. **řádům spektra**. Spektra různých řádů se částečně překrývají (Obr. 52). 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 linární souřadnici s zachycen signál vyprodukovaný světlem vlnové délky λ dané rovnicí

$$\lambda = \frac{10^6 d}{m}\left(\sin\alpha + \sin\left(\frac{s - s_0}{f_{cam}} + \alpha - \psi_0\right)\right), \tag{1.10}$$

kde f_{cam} ohniskovou vzdálenost objektivu kamery, α úhel dopadu světla na mřížku a konstanty s_0 a ψ_0 se musí určit experimentálně. Narozdíl od hranolového spektrografu si s a λ odpovídají téměř lineárně.

Jako **spekrální rozlišení** označujeme veličinu $\frac{\mathrm{d}\beta}{\mathrm{d}\lambda}(\lambda)$. Lineární škála na detektoru je pak dána rovnicí (1.2). Pro mřížkový disperzér získáme spektrální rozlišení derivací (1.9) podle β, držíme-li α konstantní. Obdržíme

$$\frac{\mathrm{d}\beta}{\mathrm{d}\lambda} = \frac{m}{d\cos\beta} \tag{1.11}$$

Rozlišovací schopnost

$$R = \frac{\lambda}{\delta\lambda}(\lambda), \tag{1.12}$$

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

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 se vždy optimalizuje pro nějakou vlnovou délku.

Echellete 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 vrypy budou kolmé ke směru disperze. Tím získáme tzv. echelletové spektrum, kde jsou jednotlivé řády spektra zobrazeny v řadcích pod sebou (Obr. 36). 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 ohniskove 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. 37). Získáme tak spektra všech objektů v poli najednou zobrazená nad sebou (Obr. 38). 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.

Rowlandův spektrograf

Rowlandův spektrograf (Obr. 61) nepotřebuje ani kolimátor, ani objektiv kamery. Tvoří jej jediná komponenta, vydutá mřížka. Tím pádem jsou minimalizovány světelné ztráty absorpcí a rozptylem. Ohnisková plocha tvoří válec.

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 hrnolem.

1.4 Vliv atmosféry

Atmosférou prochází jen optické a rádiové záření, mikrovlnné a infračervené jen na vysoko položených místech (Obr. 4). Neklid atmosféry, **seeing**, vzniká, protože se mísí atmosférické vrstvy různých teplot a tedy i různých indexů lomu. Když vidíme poblikávání hvězd na obloze, **scintilaci**, to se projevuje seeing. Seeing rozmazává obrazy hvězd na snímku. Místo bodového objetu je zaznamená jako dvourozměrný gausssián. Míru seeingu charakterizujeme pomocí FWHM (Obr. 53) obrazu hvězdy. Seeing se v ČR pohybuje kolem 2-5 $''$, na nejlepších pozorovacích místech světa klesá k 1 $''$. Bez adaptivní optiky je jakýkoliv dalekohled, co do rozlišovací schopnosti, srovnatelný s 25 cm dalekohledem.

Kapitola 2

Rádiová astronomie

Rozlišovací schopnost je dána (1.3). Vzhledem k vlnové délce rádiového záření propouštěného zemskou atmosférou (Obr. 4) v řádech jednotek metrů, stačí vyrobit zrcdla s centimetrovou přesností. Pro rádiové záření tedy můžeme snadno vyrobit velmi velké průměry antén. Green Bank 100 m pohyblivý, Arecibo 305 m pevný, snímá 20° pás oblohy. Možno pozorovat i ve dne.

Rádiová interferometrie. Kombinujeme signál z více antén. Rozlišovací schopnost je stejná jakou by měla jediná anténa s průměrem shodným se vzdáleností dílčích antén.

Co se září v rádiové oblasti. Slunce, galaktická jádra, některé dvojhvězdy, kvazary, Jupiter, korona Slunce, meteory.

Označování rádiových zdrojů. První objevené zdroje - souhvězdí+písmeno, např. Cygnus A. 60.-70. léta 3C273 3: třetí katalog, C: Cambridge, 273: pořadí zdroje. Nové IAU označení 19N4A 19: rektascenze$\in [19, 20]$, N: severní polokoule, 4: deklinace$\in [40, 50)$, A: pořadí zdroje v oblasti. Tau A = 05N2A = NGC 1952 = M1 = Krabí mlhovina.

Radarová měření. Anténa vyšle rádiový pulz a čeká na odražené záření. Dá se ppužít k určování vzdáleností a rotačních rychlostí planet. Nejpřesnější měření astronomické jednotky pochází z radarových pozorování. Radioteleskop Arecibo může pracovat jako radar. Při sledování meteorů zjistíme rzchlost, vzdálenost a směr.

Radarová rovnice. r_{max} vzdálenost, do které lze objekt změřit; P_0 $[W]$ nejmenší signál, jenž může detektor ještě zachytit; P_V $[W]$ vysílaný výkon; σ $[m^2]$ průřez sledovaného tělesa, započítává se i odrazivost; A $[m^2]$ plocha antény radaru; zesílení (gain) vysílače G_V,

$$G_V := \frac{4\pi A}{\lambda^2}. \tag{2.1}$$

Tok záření u tělesa bude

$$G_V := \frac{G_V P_V}{4\pi r^2}. \tag{2.2}$$

Výkon zachycený plochou σ

$$\frac{\sigma G_V P_V}{4\pi r^2}. \tag{2.3}$$

Tok u přijímací antény

$$P_0 = \frac{\sigma \; G_V P_V}{(4\pi r^2)^2} \tag{2.4}$$

(všimněme si závislosti na čtvrté mocnině vzdálenosti), tedy

$$r_{max} = \sqrt[4]{\frac{\sigma P_V A^2}{4\pi \lambda^2 P_0}} \quad \ldots \text{ Radarová rovnice.} \tag{2.5}$$

Kapitola 3

Infračervená astronomie

W. Herschel kolem r. 1800 objevil infračervené záření Slunce pomocí hranolu a teploměru. Teploměr ukazoval největší teplotu tam, kde žádné záření nebylo okem vidět. 1878 T. Edison pozoroval IČ záření Arktura.

Detektory.

- PbS - Registruje záření s λ=1-4μm, mění se jeho elektrický odpor. Musí se chladit N_2, CO_2, He_2.
- Polovodiče Ge+Cu - Také při osvětlení mění elektrický odpor. λ=5-15 μm.

Družice IRAS. Přehlídka oblohy v 12, 25, 60 a 100 μm roce 1983. Přehlédla 95% oblohy. Našla 250 tis. zdrojů. V okolí ekliptiky našla meziplanetární prach - odráží IČ záření Slunce.

Kapitola 4

Rentgenové a gamma záření

Neprochází atmosférou. Fotony se popisují podle jejich energie. Vysokoenergitické fotony se odráží jen pod úhlem dopadu větším než 85° . Vyvstávají vzsoké nároky na hladkost povrchu kolem 1 nm. Rentgenové záření se foku pomocí Wolterova zrcadla (Obr. 54). Skládá se z několika rotačních parabolických a hyperbolických ploch vložených do sebe. Pro záření nad 100 keV neumíme postavit zařízení pro fokusaci.

Zdroje RTG záření. Sco X-1 dvojhvězda s akrečním diskem, Cyg X-1 soustava tvořená černou dírou a masivní hvězdou, jádra galaxií, aktivní galaxie, kvazary, zbytky po výbuchu supernov, rovina Galaktického disku.

Detektory.

- CCD + luminiscenční deska - CCD není v na RTG záření ciltivé. Místo toho sleduje světélkování vhodné luminiscenční desky. Vhodnými materiály mohou být NaI nebo směs CsI a Na.
- Geigerovy čítače

Kapitola 5

Gravitační vlny

Stále unikají přímé detekci. Byly potvrzeny nepřímo zkracováním oběžné doby binárních pulsarů. Pokusy o detekci.

- Weber (1969) se snažil odhalit příchod vln pomocí hliníkového válce (Obr. 56). Deformace válce, které by vlny způsobovaly, detekoval pomocí piezoelektrických článků. Aparatura byla umístěna v závěsu, take byla izolována od okolních vibrací. Válec měl rezonovat s očekávanými vlnami.

- Interferometrické experimenty (Obr. 57). Při průchodu gravitační vlny by se měla měnit vzdálenost mezi tělesy. Změna vzdálenosti se sleduje interferometricky. Čím delší ramena interferometru, tím snáze se lna zaregistruje. Probíhá experiment LIGO. V r. 2011 se plánuje vypuštění inteferometrických družic LISA s rameny interferometru několik milionů km.

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

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

Kapitola 6

Neutrina

Neutrina vypovídají o okamžitém výkonu slunečního nitra. Lze vytvořit spektrum závislosti energie-tok (Obr. 58).

Detekci ztěžuje velmi malý účinný průřez neutrin.

- Chlórový detektor. Neutrina 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

  $$\nu_e +^{37}_{17}\mathrm{Cl} \longrightarrow {}^{37}_{18}\mathrm{Ar} + \mathrm{e}^-.$$

  Reakce funguje jen pro elektronová neutrina. Vznikne nestabilní izotop argonu, který se rozpadá zpět na chlór, přičemž vyzáří rengenový foton. Nádrž obklopují fotonásobiče.

  V r. 1968 provedl Davis experiment s 600 tunami C_2Cl_4. Detekoval průměrně 1 neutrino denně. Teoreticky předpovězená frekvence měla být 3× větší. Tím se přišlo na oscilaci neutrin.

- Vodní detektor. Na stěnách nádrže s vodou jsou umístěny fotonásobiče. Neutrino může vyrazit leektron nebo mion z molekuly vody, přitom vznikne Čerenkovovo záření. Dá se zjistit čas příletu neutrina a jeho směr. Jen pro elektronová neutrina. Ciltivější než chlórový detektor. Př. Super-Kamokande.

- Galiový detektor. Funguje stejně jako chlórový detektor. Galium interaguje s neutriny nad 0,23 MeV. Probíhá reakce

  $$\nu_e +^{71}_{31}\mathrm{Ga} \longrightarrow {}^{71}_{32}\mathrm{Ge} + \mathrm{e}^-.$$

  Př. experiment SAGE.

Sluneční neutrinová jednotka (SNU) = 10^{-36} neutrin za s na atom Cl.

Kapitola 7

Sluneční dalekohledy

Koronograf (Obr. 62)- Ke sledování sluneční korony mimo sluneční zatmění. V koroně pozorujeme čáry Ca XV, Fe XIII, odpovídají teplotě 10^6K.

Herschelův okulár - K pozorování Slunce vizuálně okulárem. Zařazuje se přímo před okulár. Odráží většinu světla mimo okulár.

Coelostat - Nahrazuje montáž dlouhých slunečních dalekohledů dalekohledů. Skládá se ze dvou pohyblivých zrcadel. Zrcadla odráží sluneční světlo do nepohyblivého dalekohledu.

Kapitola 8

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 blízký přednáškám ZAaA I a II. Obsahuje zajímavé animace a applety.
`http://spiff.rit.edu/classes/` - Stránka užitečná ve spojením 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.