

## 0.1 Spektroskopie

Abychom světlo mohli detailně analyzovat, nutně potřebujeme *spektrograf*, jehož základní součásti jsou: štěrbinu v ohniskové rovině  $\rightarrow$  kolimátor  $\rightarrow$  disperzní člen (hranol nebo mřížka)  $\rightarrow$  objektiv kamery  $\rightarrow$  detektor (viz obr. 1). Měli bychom je ostatně umět najít u každého spektrografu. Svazek se postupně mění z rozbíhavého (za štěrbinou), na rovnoběžný (za kolimátorem), mnoho rovnoběžných (za mřížkou), mnoho sbíhavých (za objektivem).<sup>1</sup> Proč potřebujeme štěrbinu? Protože světlo rozmítáme do strany dle vlnové délky  $\lambda$ . Získáme tak dvourozměrný obraz  $(\lambda, y)$ . Skutečný spektrograf může být uspořádán jako na obr. 2.

Mezi základní parametry patří:

1. rozlišení  $R$ , vyjádřené jako poměr  $\lambda$  a nejmenšího rozlišitelného rozdílu  $\delta\lambda$ :

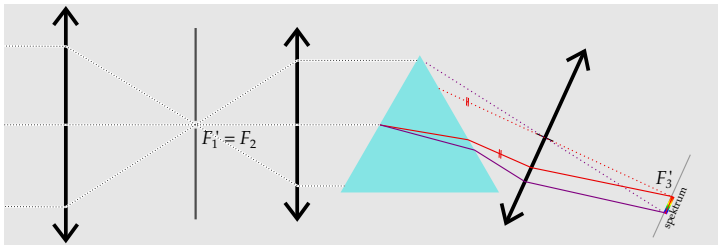
$$R = \frac{\lambda}{\delta\lambda}, \quad (1)$$

je omezeno zejména rozměrem štěrbinu, aberacemi optiky (spektrografu) a difrakcí tamtéž. Naopak seeing pozorování tolik neovlivňuje, padá-li nějaké světlo neustále do štěrbinu.

2. rozsah vlnových délek  $(\lambda_1, \lambda_2)$ , daný lineárním rozměrem detektoru, příp. jeho citlivostí nebo únosností aberací. Někdy se pozorují pouze okolí diagnostických spektrálních čar.
3. rozměr štěrbinu (nebo otvoru)  $d_s$ , nebo odpovídající úhlový rozměr  $\phi_s = d_s/f$ ; musí být samozřejmě v souladu s rozměrem obrazu hvězdy v ohniskové rovině dalekohledu, resp. seeingem  $\phi_s$ .
4. propustnost  $T$  celého spektrografu, jež je snižována všemi prvky spektrografu, počínaje štěrbinou a omezenou citlivostí detektoru konče.
5. disperzní relace  $\lambda(s)$ , čili vztah vlnové délky k lineární souřadnici  $s$  v ohniskové rovině kamery.
6. nejistota měření radiální rychlosti  $\sigma_{RV}$  a její krátkodobá a dlouhodobá stabilita, která je rozhodující, chceme-li konec konců pozorovat terestrické planety.

---

<sup>1</sup>Úplně nejjednodušší by bylo následující uspořádání: bodový zdroj  $\rightarrow$  mřížka (disk DVD)  $\rightarrow$  oko  $\rightarrow$  sítnice. Od zdroje je svazek rozbíhavý a teprve v oku se mění na sbíhavý. Můžeme si takto snadno prohlédnout spektrum vzdálených žhavených žárovek, nízkotlakých sodíkových výbojek, vysokotlakých sodíkových výbojek (ty jsou nejzajímavější), různých zářivek nebo zdrojů LED.



Obrázek 1: Školní schéma čočkového dalekohledu a čočkového hranolového spektrografu, pohled shora. Převzato z <http://www.astrohk.cz/prvouka/>.

### 0.1.1 Hranolový spektrograf

Pro rozmetení do strany je možné využít lomu světla v hranolu, přesněji závislosti indexu lomu  $n(\lambda)$  na vlnové délce  $\lambda$ . Fialové se přitom lomí více než červené. Disperzní křivka pro hranol má proto tvar:

$$\lambda = \lambda_0 + \frac{C}{(s - s_0)^\alpha}, \quad (2)$$

kde  $s$  označuje lineární souřadnici v ohniskové rovině; parametry  $\lambda_0$ ,  $C$ ,  $s_0$  a  $\alpha$  se musejí určit kalibrací, čili expozicí srovnávacího spektra thorium–argonové výbojky. Rozlišení  $R$  není konstantní, červené spektrum (neřkuli IR) je rozlišeno hůře. Tuto nepříjemnost lze kompenzovat dvojicí hranolů [1]. V případě pozorování bodových zdrojů je možné pořídit spektra hromadně pomocí *objektivového hranolu*, ovšem za cenu poměrně malého  $R$ .

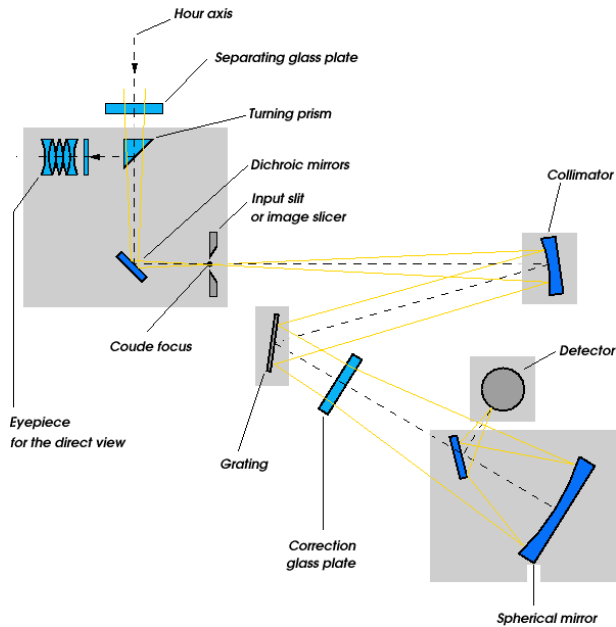
### 0.1.2 Mřížkový spektrograf

Druhou možností je využít difrakce světla na mřížce. V zásadě existují dvě uspořádání mřížkového spektrografu: Czerny–Turner se dvěma zrcadly (obr. ??) a Littrow s jedním dubletem (obr. ??). V obou případech platí mřížková rovnice:

$$m\lambda = d(\sin \alpha + \sin \beta), \quad (3)$$

kde  $m$  označuje řád spektra,  $d$  vzdálenost mezi vrypy,  $\alpha$  úhel dopadu,  $\beta$  úhel odrazu. Jde o směr, ve kterém se pozoruje maximum difrakčního obrazce, neboť dráhový rozdíl (vznikající před mřížkou plus za mřížkou) je roven celočíselnému násobku  $\lambda$ , což je podmínka pro konstruktivní interferenci. Není pak divu, že disperzní křivka pro mřížku má tvar:

$$\lambda = \frac{d}{m} \left[ \sin \alpha + \sin \left( \frac{s - s_0}{f_{cam}} + \alpha - \psi_0 \right) \right], \quad (4)$$



Obrázek 2: Schéma spektrografu v coude ohnisku 2m dalekohledu v Ondřejově. Jedná se o uspořádání typu Czerny–Turner (srov. obr. ??). Jednotlivé součásti, kterými světlo od dalekohledu prochází, jsou: oddělovací skleněná destička, zdroj a otočné zrcátko pro flat (nevyznačeny), otočný hranol, odhledový okulár, dichroické zrcadlo, rovinné zrcátko a kamera okolí štěrbin (n.), štěrbina široká 0,2 mm (úhlově 0,6''), dvojice hranolů, karusel s neutrálními filtry a ThAr výbojka pro kalibrační spektrum (n.) polopropustné zrcátko a expozimetr (n.), barevné filtry (n.), karusel se clonami pro Foucaultův test (n.), kolimátor  $f/32$  (tj. totéž jako u dalekohledu), mřížka 833,17 vrypů/mm, pracující v 1. nebo 2. řádu, korekční deska Schmidovy komory, kulové zrcadlo  $f = 700$  mm, rovinné zrcadlo, odrážející světlo do strany, a detektor CCD E2V 2048 krát 512 pixelů, s velikostí pixelu  $d_p = 13,5 \mu\text{m}$ , v Dewarově nádobě, chlazené kapalným dusíkem na 158 K. Rozlišení dosahuje  $R = \lambda/\delta\lambda = 13000$ . Spektrální rozsah je 510 až 910 nm v 1. řádu, a 370 až 510 ve druhém. Převzato z <https://stelweb.asu.cas.cz/~slechta/2m/coude/index.html>.

kde opět  $s_0, \psi_0$  jsou kalibrační parametry. Lineární rozlišení dosahuje:

$$R = mN, \quad (5)$$

kde  $N$  je celkový počet vrypů na celé mřížce. Úhlové rozlišení je dáno derivací (3) při  $\alpha = \text{konst.}$ :

$$\frac{d\beta}{d\lambda} = \frac{m}{d \cos \beta}. \quad (6)$$

### 0.1.3 Echelletový spektrograf

Chceme-li dosáhnout vysokého rozlišení, nezbyvá než pracovat ve vysokých řádech  $m$ . Problém je, že řády  $m > 2$  se překrývají a směřuje do nich málo světla. Echellet [ešelet] to řeší (čtvercovým) otvorem namísto štěrbin, mřížkou a druhou mřížkou *kolmo*, která slouží jako *krosdisperser*, rozmítající světlo i ve směru  $y$ . Výsledný dvourozměrný obraz je tedy  $(\lambda, \lambda)$ .

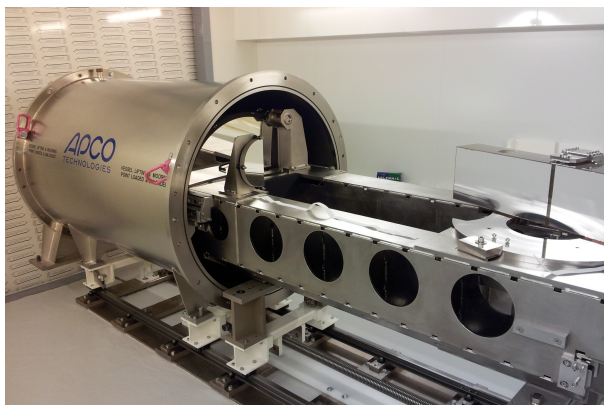
První mřížka bývá vzhledem k optické ose nakloněna pod velkým úhlem a mívá relativně málo vrypů na mm, ale při velkém  $\alpha$  to je efektivně více. Vyrábí se *blazeovaná* (jako pila), aby směřovala co nejvíce světla do zvoleného řádu. Namísto druhé mřížky může být použit *grism* (grating + prism), provedený jako hranol, který má vrypů na jedné stěně. Výhodou takového uspořádání je eliminace komy při určitém vrcholovém úhlu hranolu, takže z vad omezujících rozlišení spektrografu zbývá jen astigmatismus (Buil 2016).

Příkladem mohou být spektrografy HARPS (obr. 3), umístěný na 3,6m dalekohledu na La Silla, nebo ESPRESSO (obr. 4), určený pro nekoherentní ohnisko VLT (UT1 až 4). Nejistota určení radiální rychlosti dnes dosahuje neuvěřitelných  $\sigma_{RV} = 10^{-1} \text{ m s}^{-1}$ .

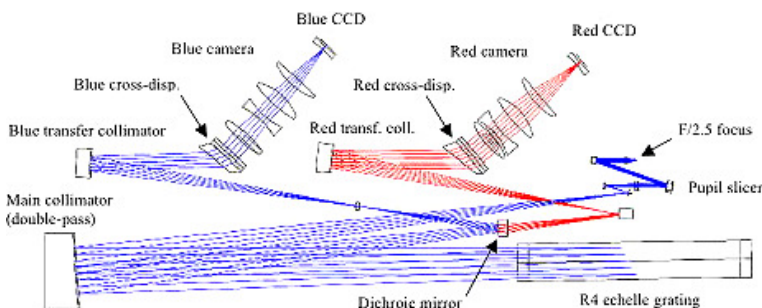
### 0.1.4 Mnohovláknová spektroskopie

Účinnost spektroskopie je mizivá, jednak vzhledem k tomu, že spektrografem zachycujeme pouze určitý rozsah vlnových délek  $\lambda_1, \lambda_2$ , používáme řadu zrcadel, čoček a filtrů, což degraduje propustnost  $T$ , ale především ve štěrbině pozorujeme pouze jediný objekt! Toto lze však napravit pomocí optických vláken, která se pomocí robotického polohovače rozmístí na magnetickou desku v ohniskové rovině tak, aby do každého dopadalo světlo jedné hvězdy z pozorovaného pole. Světlo je posléze vedeno do štěrbin spektrografu, kde jsou vlákna uspořádána vertikálně. Získáme tak dvourozměrný obraz  $(\lambda, \text{objekt})$ . Přístroj FLAMES na VLT takto umožňuje pozorování  $10^2$  hvězd najednou (obr. 5).

Optické vlákno sestává z jádra, s vyšším indexem lomu, a pláště. Na rozhraní, při přechodu z opticky hustšího do opticky řidšího prostředí, může nastat *totální odraz*. Když je  $\alpha_2 = 90^\circ$ , pak se úhel  $\alpha_1$  nazývá mezní,  $\sin \alpha_m = \frac{n_2}{n_1}$ ; podmínkou



Obrázek 3: Echelleový spektrograf HARPS, celý umístěný ve vakuové komoře s tlakem  $P = 1$  Pa, aby se zásadně omezily fluktuace indexu lomu  $n(\rho, T)$ . Je napájen z Cassegrainova ohniska 2 optickými vlákny délky 38 m, jejichž průměr odpovídá  $1''$  na obloze. Vlevo je vidět zerodurový hlavní kolimátor,  $D = 730$  mm,  $f = 1560$  mm, určený pro trojnásobný průchod (také je patrné nějaké malé pomocné zrcadlo), vpravo zerodurová echelleová mřížka, mající 31,6 vrypů/mm, blazeovaná a skloněná pod úhlem  $75^\circ$ . Ostatní optické komponenty jsou ve spodní části, zejména grism FK5, 257,17 vrypů/mm, objektiv kamery sestávající ze 6 elementů v 6 skupinách,  $f = 728$  mm,  $f/3,3$ , a detektor se dvěma čipy CCD E2V, 4096 krát 4096 pixelů, každý s  $d_p = 15 \mu\text{m}$ . Kryostat zajišťuje chlazení na 148 K a tepelnou stabilitu 0,1 K. Spektrální rozsah dosahuje 378 až 691 nm, rozlišení  $R = 120\,000$ . Přesnost určení radiální rychlosti je  $\sigma_{RV} = 0,3 \text{ m s}^{-1}$  a dlouhodobá stabilita  $0,6 \text{ m s}^{-1}$  (Mayor a spol. 2003). Převzato z <https://www.eso.org/sci/facilities/lasilla/instruments/harps/inst/description.html>.



Obrázek 4: Schéma echelleového spektrografu ESPRESSO. Optické vlákno, přivádějící světlo z nekoherentního ohniska všech 4 dalekohledů VLT, je připojeno na cylindrickou optiku tvarující pupilu (anamorphic pupil slicer), aby měla co nejmenší rozměr a ostré hrany. Svazek pak směřuje na hlavní kolimátor (pro dvojitý průchod), který jej však nemění na rovnoběžný, nýbrž na mírně sbíhavý, velkou obdélníkovou mřížku, tentýž kolimátor, dichorické zrcadlo, rozdělující svazek na modrý a červený, polní čočku nebo polní zrcadlo, a pro každý svazek je zvlášť druhý kolimátor, vytvářející rovnoběžný svazek, krosdisperzer (grism), kamera s 5 elementy, optimalizovaná vždy pro omezený spektrální rozsah. Rozlišení dosahuje až  $R = 220\,000$ , přesnost  $\sigma_{RV} = 10^{-1} \text{ m s}^{-1}$  (ale při nižším  $R$ ). Převzato z Mégevand a spol. (2014).



Obrázek 5: Polohovač optických vláken v přístroji FLAMES (Pasquini a spol. 2002). Na magnetické desce vidíme zakončení optických vláken (v podobě výstupků) rozmístěná tak, aby odpovídala polohám hvězd v ohniskové rovině, přičemž vlákna samotná směřují k okraji a posléze do štěrbin spektrografu. Převzato z <http://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/flames/inst/Giraffe.html>.

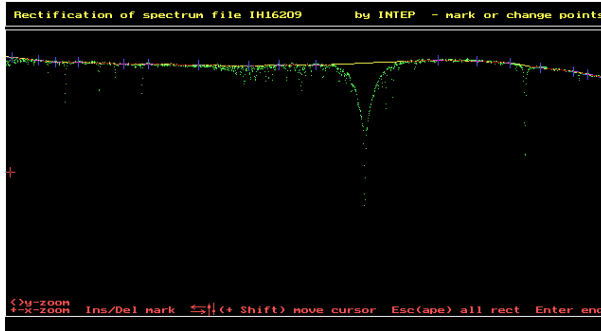
tedy je  $\alpha_1 \leq \alpha_m$ . Útlum dosahuje jen  $0,2 \text{ dB km}^{-1}$ , což odpovídá poklesu výkonu dle vztahu  $10 \log_{10} P/P_0$ .

### 0.1.5 Redukce, rektifikace a určení radiální rychlosti

Základní redukce snímků spekter je totožná jako u jakýchkoliv jiných snímků, neboť používáme CCD. Potřebujeme tedy offset, dark a flat. Při dostatečném chlazení detektoru (kapalným dusíkem s teplotou  $T = 77 \text{ K}$ ) může být ovšem zanedbatelný  $S_{\text{dark}}$ . Navíc musíme neustále pořizovat snímky kalibračního spektra thorium–argonové výbojky, abychom odvodili disperzní relaci  $\lambda(s)$  a její případné změny během pozorování.

Některými spektrografy se střídavě pořizují také spektra oblohy, aby bylo možné odečíst  $S_{\text{sky}}$ . To je možné provádět pohybem dalekohledu tam a zpět (nodding). U optovláknových spektrografů lze pro oblohu vyhradit několik vláken, mít vždy dvojici pro objekt/oblohu anebo nejlépe dvojici přepínat, aby se vystřídal optické dráhy (Rodrigues a spol. 2012). Jedná se ovšem pouze o odečtení emise oblohy, nikoli absorpce (telurických čar) nebo rozptylu, jichž se tak snadno nezbavíme.

Největší problém je s určením kontinua. Protože atmosféra spektrum různě za-



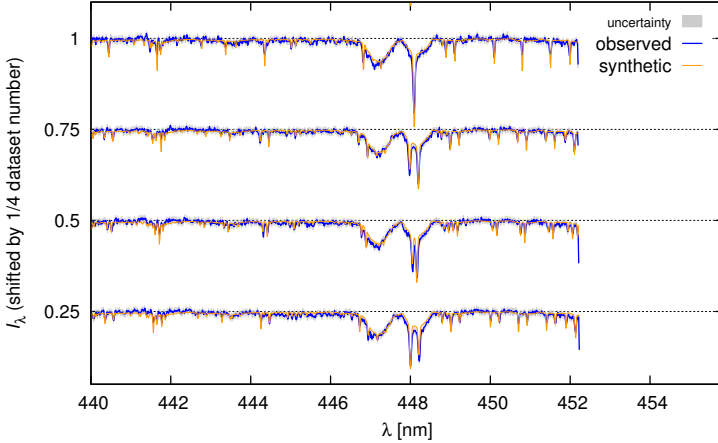
Obrázek 6: Rektifikace spektra hvězdy  $\iota$  Her program SPEFO. Jedná se manuální proložení Hermitovým polynomem vyššího stupně kontinuem, tzn. mimo spektrální čáry. Nejvýraznější absorpční čarou je zde  $H_{\alpha}$  na  $\lambda = 653$  nm. Převzato z [http://stelweb.asu.cas.cz/retarchive/pages/software/spefo/spefo\\_examples.html](http://stelweb.asu.cas.cz/retarchive/pages/software/spefo/spefo_examples.html).

křivuje, provádí se jeho rektifikace (neboli narovnáání). Spektrum se aproximuje polynomem, a to pouze v místech, kde předpokládáme kontinuum (cf. obr. 6). Po dělení dostaneme normalizovanou intenzitu, mající v kontinuu  $\bar{I}_{\lambda} = 1$ . Postup však není zcela jednoznačný a může vést k systematickým chybám radiálních rychlostí RV. Správně bychom měli nejistoty v rektifikaci promítnout do  $\sigma_{RV}$ .

Nejjednodušším způsobem určení RV by byla optimalizace parametrů analytického profilu některé spektrální čáry, přičemž by se použil Gaussův profil pro jádro, Lorentzův profil pro křídlo nebo Voightův profil pro celou čáru. Obdobně jednoduchá je metoda zrcadlení. Takové metody však selhávají pro vícenásobné hvězdy v kvadratuře, kdy je  $RV \doteq 0$  a čáry složek se překrývají. Obdobným problémem je blending s jinými čarami ve spektru. Za určitých okolností může pomoci rozmotání spektra (disentangling) ve Fourierově prostoru (Hadrava 1995). Tím můžeme také odlišit telurické čáry, které jsou statické ( $RV = 0$ ) a u kterých se hloubka zvětšuje se vzdušnou hmotou  $X$ . Pokud se v pozorovaném spektru nachází difúzní interstelární pás (DIB), což bývají velmi úzké absorpční čáry, může se kalibrace RV provést vzhledem k němu. Obecnější postup analýzy spektra je ovšem...

## 0.1.6 Porovnání se syntetickými spektry

Vzhledem k tomu, že existují rozsáhlé databáze Ambre, Pollux, Bstar, Ostar, Phoenix (Palacios a spol. 2010, de Laverny a spol. 2012, Lanz a Hubený 2007, Lanz a Hubený 2003, Husser a spol. 2013), nabízí se možnost srovnání pozorovaných a syntetických spekter. Kromě RV jako „bonus“ získáme parametry hvězdných atmosfér. Jako volné jsou: efektivní teplota  $T_{\text{eff}}$ , logaritmus gravitační zrychlení  $\log g$ , promítnutá rotační rychlost  $v_{\text{rot}} \sin I$  a metalicita  $Z$ . Syntetické spektrum je třeba



Obrázek 7: Malá podmnožina pozorovaných spekter  $\xi$  Tauri (modře), porovnaná s trojicí syntetických spekter (oranžově) pro složky Aa, Ab (s ostrými čarami) a B (se širokými). Dopplerovské posuny byly nastaveny podle N-částicového modelu, tudíž není žádný problém s blendingem čar v horním spektru. Parametry komponent byly voleny následující: efektivní teplota  $T_{\text{eff}} = 10\,700; 10\,480; 14\,190$  K, gravitační zrychlení  $\log_{10}[g]_{\text{CGS}} = 4,08; 4,01; 4,527$ , promítnutá rotační rychlost  $v_{\text{rot}} \sin I = 12,6; 14,3; 229,2$  km s $^{-1}$ , metalicita  $Z$  byla sluneční. Relativní luminozity byly  $L = 0,203; 0,134; 0,644$ , přičemž složka C je natolik slabá, že se s ní nepočítá. Syntetická spektra byla připravena programem Pyterpol (Nemravová a spol. 2016).

roztočit, dopplerovskými posunout a váhovat luminozitou:

$$I'_\lambda = \sum_{j=1}^{N_{\text{bod}}} \frac{L_j}{L_{\text{tot}}} I_{\text{syn}} \left[ \lambda \left( 1 - \frac{v_{\text{rad}j+\gamma}}{c} \right), T_{\text{eff}j}, \log g_j, v_{\text{rot}j}, Z_j \right], \quad (7)$$

Jedním z programů, který lze použít pro interpolaci je Pyterpol (obr. 7; Nemravová a spol. 2016). Pokud by hvězdy byly roztočené příliš, museli bychom ovšem integrovat přes povrch kvůli gravitačnímu a okrajovému ztemnění (Aufdenberg a spol. 2006).

- [1] Andor Mechelle 5000 spectrograph, <http://www.andor.com/spectrograph/mechelle-spectrograph>
- [2] Aufdenberg J.P., Mérand A., Coudé du Foresto V., Absil O., Di Folco E., Kervella P., Ridgway S.T. a spol. 2006 *Astron. Astrophys. J.*, 645, 664–675
- [3] Buil Ch. 2016 A low cost spectrograph, <http://www.astrosurf.com/buil/us/spe1/spectro2.htm>
- [4] Hadrava P. 1995 *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 114, 393–396
- [5] Husser T.-O., Wende-von Berg S., Dreizler S., Homeier D., Reiners A., Barman T., Hauschildt P.H. 2013 *Astron. Astrophys.*, 553, A6
- [6] Lanz T., Hubený I. 2007 *Astron. Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 169, 83



- [7] Lanz T., Hubený I. 2003 *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 146, 417
- [8] de Laverny P., Recio-Blanco A., Worley C.C., Plez B. 2012 *Astron. Astrophys.*, 544, A126
- [9] Mayor M., Pepe F., Queloz D. a spol. 2003 *Messenger*, 114, 20–24
- [10] Mégevand D., Zerbib F.M., Di Marcantonio P. a spol. 2014 *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy V*, 9147
- [11] Nemravová J., Harmanec P., Brož M., Vokrouhlický D., Mourard D., Hummel C.A., Cameron C. a spol. 2016 *Astron. Astrophys.*, 594, A55
- [12] Palacios A., Gebran M., Josselin E. a spol. 2010 *Astron. Astrophys.*, 516, A13
- [13] Rodrigues M., Cirasuolo M., Hammer F., Royer F., Evans C., Puech M., Flores H. a spol. 2012 *SPIE Conf.*, 8450



# Literatura

## Obecná literatura, učebnice

- [1] Kitchin C.R. 2014 *Astronomical Techniques*, Taylor & Francis, Boca Raton, ISBN 978-1-4665-1115-6
- [2] Schroeder D.J. 2000 *Astronomical Optics*, Academic Press, San Diego, ISBN 0-12-629810-6
- [3] Sterken Ch., Manfroid J. 1992 *Astronomical Photometry. A guide*, Kluwer Academic Publishers, Dordrecht, ISBN 0-7923-1776-9
- [4] Stix M. 2002 *The Sun. An Introduction*, Springer-Verlag, Berlin, ISBN 3-540-53796-1
- [5] Walker G. 1987 *Astronomical Observations: An Optical Perspective*, Cambridge University Press, Cambridge, ISBN 0-521-32587-0
- [6] Wilson R.N. 2007 *Reflecting Telescope Optics I: Basic Design Theory and its Historical Development*, Springer, Berlin, ISBN 978-3-540-40106-7
- [7] Wilson R.N. 1999 *Reflecting Telescope Optics II: Manufacture, Testing, Alignment, Modern Techniques*, Springer-Verlag, Berlin, ISBN 3-540-60356-5

## Reference

- [8] Baker J.G. 1969 *IEEE Transactions on Aerospace and Electronic Systems*, 5, 2, 261–272
- [9] Bardeen J., L.N. Cooper, J.R. Schrieffer 1957 *Phys. Rev.*, 108, 5, 1175–1205
- [10] Biochemie procesu vidění,  
[http://www.wikiskripta.eu/index.php/Biochemie\\_procesu\\_vidění](http://www.wikiskripta.eu/index.php/Biochemie_procesu_vidění)
- [11] Bracewell R.N. 1962 *Radio astronomy techniques*, Handbuch der Physik, LIV, ed. Flügge, Springer Verlag, s. 41
- [12] Bradt H. 2004 *Astronomy Methods: A Physical Approach to Astronomical Observations*, Cambridge University Press, Cambridge, ISBN 0-521-36440-X
- [13] Cayrel M. 2012 *Proc. SPIE*, 8444, 69
- [14] Cooley J.W., Tukey J.W. 1965 *Math. Comput.*, 19, 297–301
- [15] Curcio C.A., Sloan K.R., Kalina R.E., Hendrickson A.E. 1990 *J. Comparative Neurology*, 292, 4, 497–523

- 
- [16] Das P., R.B. Ouboter, K.W. Taconis 1965 *Low Temperature Physics* LT9, 1253
- [17] Flagg R.S. 2012 JOVE RJ1.1 Receiver Kit, [http://radiojove.gsfc.nasa.gov/telescope/rcvr\\_manual.pdf](http://radiojove.gsfc.nasa.gov/telescope/rcvr_manual.pdf)
- [18] Freedman M.S., Lucas R.J., Soni B., von Schantz M., Munoz M., David-Gray Z. a spol. 1999 *Science*, 284, 5413
- [19] Ginzburg V.L., L.D. Landau 1950 *Zhurnal Eksperimentalnoi i Teoreticheskoi Fiziki*, 20, 1064
- [20] Glindeman A. 2008 *Introduction to spatial interferometry*, ESO Garching
- [21] Goodman L.A. 1962 *J. Amer. Stat. Assoc.*, 57, 297, 54–60
- [22] Gross H., Zügge H., Peschka M., Blechinger F. 2007 *Handbook of Optical Systems, Volume 3, Aberration Theory and Correction of Optical Systems*. ISBN 978-3-527-40379-0
- [23] Hanson D., S. Hoover, A. Crites, P.A.R. Ade, K.A. Aird, J.E. Austermann, J.A. Beall a spol. 2013 *Phys. Rev. Lett.*, 111, 14, 141301
- [24] Haniff C.A. 2006 *An introduction to closure phases*, [http://nexsci.caltech.edu/workshop/2006/talks/Haniff\\_closure.pdf](http://nexsci.caltech.edu/workshop/2006/talks/Haniff_closure.pdf)
- [25] Hodgkin A.L., Huxley A.F. 1952 *J. Physiology*, 117, 4, 500–544.
- [26] Christensen–Dalsgaard J. 2002 *Rev. Mod. Phys.*, Arxiv, 0207.403v1
- [27] Jameson K.A., Highnote S.M., Wasserman L.M. 2001 *Psychonomic Bulletin and Review*, 8, 2, 244–261.
- [28] Jennison R.C. 1958 *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 118, 276–284
- [29] Josephson B.D. 1962 *Phys. Lett.*, 1, 251
- [30] Kopp G., Lean J.L. 2011 *Geophys. Res. Lett.*, 38, L01706
- [31] Labeyrie A. 1975 *Astrophys. J.*, 196, 71–75
- [32] Leanhardt A.E., T.A. Pasquini, M. Saba, S. Schirotzek, Y. Shin, D. Kielpinski, D.E. Pritchard, W. Ketterle 2003 *Science* 301, 5639, 1513–1515
- [33] Leskov I.B., Klenchin V.A., Handy J.W., Whitlock G.G., Govardovskii V.I., Bownds M.D., Lamb T.D., Pugh E.N., Arshavsky V.Y. 2000 *Neuron*, 27, 3, 525–537
- [34] Maksutov 1944 *J. Optical Society of America*, 34, 5
- [35] Millour F. 2008 Arxiv, 0804.2368v1
- [36] Monfardini A., A. Benoit, A. Bidaud, L. Swenson, A. Cruciani, P. Camus, C. Hoffmann, F.X. Désert a spol. 2011 *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 194, 24
- [37] Navarro R. 2009 *J. Optom.*, 2, 1, 3–18
- [38] Onnes H.K. 1911 *Commun. Phys. Lab. Univ. Leiden*, 12, 120
- [39] OSLO Edu Edition, Rev. 6.6.2, <http://www.lambdares.com/oslo-edu>
- [40] Purcell E.M. 1956 *Nature*, 178, 1449
- [41] Rucinski S.M., Pribulla T., van Kerkwijk M.H. 2007 *Astron. J.*, 134, 2353–2365

- [42] Sacek, V. 2006 Amateur Telescope Optics, <http://www.telescope-optics.net>
- [43] Seidel L. 1856 *Astron. Nach.*, 43, 19, 289–304
- [44] Scharmer G.B., Bjelksjö K., Korhonen T., Lindberg B., Pettersonb B. 2002 *Proc. SPIE*, 4853–47
- [45] Schmidt B. 1931 *Central-Zeitung für Optik und Mechanik*, 52.2, 25–26
- [46] Siedentopf H., R. Zsigmondy 1902 *Ann. Phys.*, 315, 1, 1–39
- [47] Skou J.C. 1958 *Biochimica et Biophysica Acta*, 23, 394–401
- [48] Snik F., G. van Harten, R. Navarro, P. Groot, L. Kaper, A. de Wijn 2012 *Proc. SPIE*, 8446, 25
- [49] Šedivý P., Brož M. 1994 *Famdifr*, <http://sirrah.troja.mff.cuni.cz/~mira/famdifr/>
- [50] Wallace P. 2012 *Telescope Pointing*, <http://www.tpssoft.demon.co.uk/pointing.htm>
- [51] Wald G., Brown P.K., 1958, *Science*, 127, 222–227
- [52] Webvision, <http://webvision.med.utah.edu/>
- [53] Welford W.T. 1986 *Aberrations of Optical Systems*. Taylor & Francis, New York, ISBN 0-85274-564-8
- [54] Wells D.C. 2000 in *ASP Conf. Ser.*, 216, *Astronomical Data Analysis Software and Systems IX*, eds. N. Manset, C. Veillet, D. Crabtree (San Francisco: ASP), 355
- [55] Wikipedia. <http://en.wikipedia.org>
- [56] Wyant J.C., Creath C. 1992 *Basic Wavefront Aberration Theory for Optical Metrology*. *Applied Optics and Optical Engineering*, 11, 29, 2–53, ISBN 0-12-408611-X
- [57] Wynne C.G. 1968 *Astron. J.*, 152, 3, 675–694
- [58] Young T. 1800 *Outlines of experiments and inquiries respecting sound and light*, *Phil. Trans.*, London
- [59] Penzias A.A., Wilson R.W. 1965 *Astrophys. J.*, 142, 1, 419–421.
- [60] Staelin D. 2003 <http://ocw.mit.edu/courses/electrical-engineering-and-computer-science/6-661-receivers-antennas-and-signals-spring-2003/>
- [61] Druckmüller M, S.R. Habbal, H. Morgan 2014 *Astrophys. J.* 785, 14–21
- [62] Starck J.-L., F. Murtagh 2002 *Astronomical Image and Data Analysis*, Springer, Berlin, ISBN 978-3-662-04908-2
- [63] Richardson W.H. 1972 *J. Opt. Soc. America*, 62, 1, 55–59
- [64] Lucy L.B. 1974 *Astron. J.*, 79, 6, 745–754
- [65] Temerinac-Ott M. 2010 *Technical Report 260*, Univ. Freiburg
- [66] Pruksch M. F. Fleischmann 1998 in *Astronomical Data Analysis Software and Systems VII*, *A.S.P. Conf. Series*, 145, eds. R. Albrecht, R.N. Hook a H.A.

- Bushouse, p. 496
- [67] Högbom J.A. 1974 *Astron. Astrophys. Suppl.*, 15, 417–427
  - [68] Abraham J., M. Aglietta, I.C. Aguirre, M. Albrow, D. Allard, I. Allekotte, P. Allison, J. Alvarez Muñoz a spol. 2004 *Nucl. Instr. Met. Phys. Res.*, A523, 50–95
  - [69] Abraham J., P. Abreu, M. Aglietta, C. Aguirre, D. Allard, I. Allekotte, J. Allen a spol. 2008 *Phys. Rev. Lett.*, 101, 061101
  - [70] Abraham J., P. Abreu, M. Aglietta, C. Aguirre, E.J. Ahn, D. Allard, I. Allekotte a spol. 2010 *Nucl. Instr. Met. Phys. Res.*, 620, 227–251
  - [71] de Oliveira M.A.L. 2004 *Braz. J. Phys.*, 34, 4
  - [72] Bird D.J., S.C. Corbato, H.Y. Dai, J.W. Elbert, K.D. Green, M.A. Huang, D.B. Kieda a spol. 1994. *Astrophys. J.*, 441, 1, 144–150
  - [73] Grebe S. 2004 Properties of the surface detector data recorded by the Pierre Auger observatory, M.Sc. Thesis, Univ. Siegen
  - [74] Monasor M. 2008 Energy calibration of the Pierre Auger Observatory. Measurement of the spectrum of Ultra-High Energy Cosmic Rays, Ph.D. Thesis, Univ. Alcalá
  - [75] Wolf M., Bílek M., Zejda M. 2010 *Základy astronomie a astrofyziky II*, <http://astro.mff.cuni.cz/???>