

MASARYKOVA UNIVERZITA

Přírodovědecká fakulta
Ústav teoretické fyziky a astrofyziky



BAKALÁRSKA PRÁCA

Identifikácia rentgenových a gama zdrojov v optickej oblasti

Ondrej Urban

Brno 2009

Moja vďaka patrí každému, kto môže za to, že sa táto práca stala realitou. Sú to hlavne: Filip, ktorý nechcel byť na prvej strane, no za svoj prístup a rady by si zaslúžil byť na nulte; rodičia, ktorí tu boli aj s vedomím, že to nie je právo, medicína, dokonca ani nič z tohto sveta; Irati, who stole time to work but gave enthusiasm in return, Koci a to nielen kvôli poskytnutému ďalekohľadu, Janapka nielen kvôli čokoláde, všetci tí ostatní, nielen preto, že sa to partí. . . and all those who wouldn't understand if I wrote this in slovak and especially those to whom IAYC is more than just four letters. . .

Vyhlasujem, že som svoju bakalársku prácu napísal samostatne a výhradne s použitím citovaných prameňov. Súhlasím so zapožičiavaním práce a jej zverejňovaním.

V Brne dňa

Ondrej Urban

Abstrakt:

Práca sa zaoberá testovaním metód na hľadanie kandidátov optických náprotivkov rentgenových a gama zdrojov objavených družicou INTEGRAL a publikovaných v treťom IBIS/ISGRI katalógu [2].

Klíčové slová: rentgenové zdroje, gama zdroje, fotometria

Abstract:

In the presented work we test methods of determining candidates for optical counterparts to the X-ray and gamma-ray sources discovered by the INTEGRAL satellite and published from the biggest part in the third IBIS/ISGRI catalogue [2].

Keywords: X-ray sources, gamma sources, photometry

1	Úvod	5
2	Svetlo a elektromagnetické žiarenie	6
3	Rentgenový a gama vesmír	9
3.1	Misia INTEGRAL	9
3.2	Panoptikum	9
3.2.1	Rentgenové dvojhviezdy	10
3.2.2	Extragalaktické zdroje	11
4	Metódy	13
4.1	Porovnanie s katalógmi a optická spektroskopia	13
4.2	Metódy využívajúce vysokú teplotu	13
4.2.1	H-R diagram a farebné indexy	14
4.2.2	Farebné snímky podľa SDSS	17
4.3	Analýza šumu	17
4.3.1	Gaussovo rozdelenie a útržky štatistiky	17
4.3.2	Diskrétné rozloženie dát	20
4.3.3	Spojité rozloženie dát	21
4.4	Analýza svetelnej krivky	22
5	Pozorované zdroje	23
5.1	IGR J13000+2529	24
5.2	IGR J21117+3427	24
6	Výsledky	26
6.1	C–M diagramy	26
6.1.1	Diskusia k C–M diagramom	26
6.2	Štatistické metódy	27
6.2.1	F-test	27
6.2.2	Kolmogorov-Smirnovov test	28
6.2.3	Diskusia k štatistickým testom	28
7	Záver	34
	Literatúra	36

1

Úvod

Space is big. You just won't believe how vastly, hugely, mind-bogglingly big it is. I mean, you may think it's a long way down the road to the chemist's, but that's just peanuts to space.

– Douglas Adams

Rentgenová a gama astronómia otvára exotické okná do vesmíru. Akrečné disky zahriate na vysoké teploty kímia supermasívne čierne diery hmotou rýchlosťou niekoľkých Slnk za rok. Magnetické polia neutrónových hviezd schopné zo vzdialenosti tisícov kilometrov trhať atómy z molekúl. Najvýkonnejšie procesy vo vesmíre súvisiace so stelárnymi objektami – záblesky žiarenia gama, ktoré uvoľňujú energiu porovnateľnú s tisíckami supernov.

Pozemská atmosféra je pre toto vysokoenergetické žiarenie nepreniknuteľná, preto ho musíme zachytávať buď s vysokoatmosferických balónov alebo z družíc, ktorých je v dnešnej dobe na obežnej dráhe niekoľko. No ani s nimi nemáme celkom „vyhraté“ – žiarenie tohto typu nemožno fokusovať bežnou optikou, preto sa používajú tzv. kódové masky. Tieto však nedosahujú až takú presnosť a errorboxy¹ na snímkach, čo družice produkujú, stále obsahujú desiatky objektov.

Jedinou metódou, ktorá nám umožňuje spoľahlivo identifikovať a zároveň zistiť druh a vlastnosti konkrétneho objektu, je širokopásmová spektroskopia. Táto metóda je ale časovo aj výpočtovo náročná a je nevýhodné (prípadne aj nemožné) vykonať ju na všetkých objektoch v errorboxe.

Cieľom tejto práce je preto vyskúšať niekoľko techník, ako počet týchto objektov znížiť a vybrať len niekoľko kandidátov na možný náprotivok.

¹Termín errorbox by sa dal preložiť ako pravdepodobné pole výskytu, teda oblasť, kde sa s určitou hladinou pravdepodobnosti zdroj nachádza.

2

Svetlo a elektromagnetické žiarenie

Všeobecne a povrchno možno povedať, že spektrum objektov vysielajúcich vysokoenergetické žiarenie, je zložité. Hlavným dôvodom tejto skutočnosti je fakt, že sa skladá z viacerých zložiek, ktoré vznikajú pri rôznych procesoch. Pri spektroskopii je dôležité tieto zložky od seba čo najlepšie oddeliť.

Prvou zo zložiek je tepelné žiarenie popísané Planckovým zákonom

$$B(\lambda, T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/(\lambda kT)} - 1}, \quad (2.1)$$

alebo¹

$$B(\nu, T) = \frac{2h\nu^2}{c^2} \frac{\nu}{e^{h\nu/(kT)} - 1}, \quad (2.2)$$

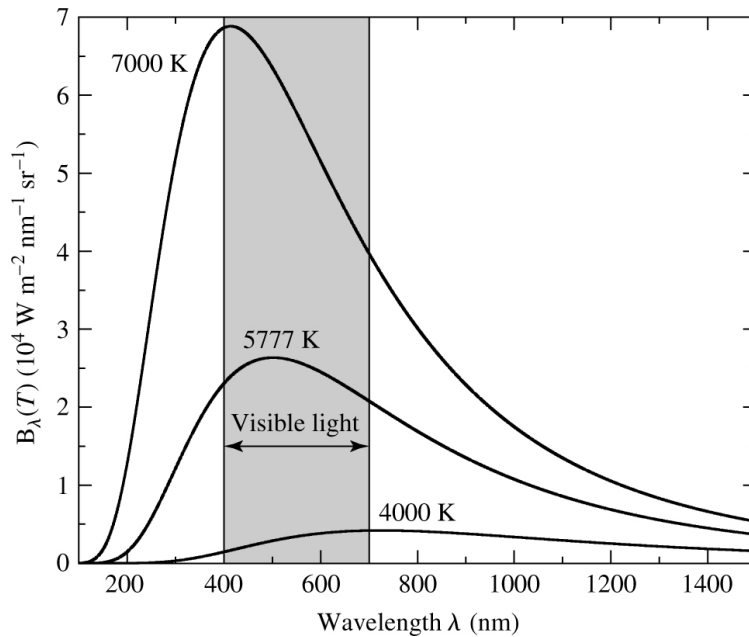
ktorý popisuje hustotu žiarenia – energiu vyžiarenú na intervale vlnových dĺžok $(\lambda, \lambda + d\lambda)$ telesom o teplote T . V tomto prípade sa samozrejme jedná o idealizáciu, vzťahy 2.1 resp. 2.2 popisujú žiarenie tzv. absolútne čierneho telesa, ktoré je v tepelnej rovnováhe so svojim okolím a absorbuje všetko žiarenie, ktoré naň dopadne.

Pri danej teplote vyžaruje teleso najviac energie na vlnovej dĺžke určené Wienovým zákonom posuvu (tento napr. určuje farbu telesa):

$$\lambda_{\max} T = 2.898 \times 10^{-3} \text{ mK}, \quad (2.3)$$

Ďalšia významná zložka spektra vzniká pri netermálnych procesoch – cyklotrónové alebo – pri vysokých energiách – synchrotrónové žiarenie (v astronómii je významné práve druhé menované). Jedným z výsledkov elektrodynamiky je to, že nabitá častica, ktorá sa pohybuje so zrýchlením, vyžaruje fotóny. Za zrýchlený pohyb elektrónov je najčastejšie zodpovedná Lorentzova sila $\mathbf{F}_{\text{Lor}} = q(\mathbf{v} \times \mathbf{B})$, ktorá

¹Jeden vzťah možno odvodiť z druhého diferencovaním vzťahu $c = \nu\lambda$ a dosadením; v diferenciálnom tvare má vzťah tvar $B(\lambda, T) d\lambda = \dots d\lambda$.



Obr. 2.1: Spektrum absolútne čierneho telesa [4]

ich núti pohybovať sa po zúvitnici okolo indukčných čiar. V prípade klasických elektrónov by sme pozorovali cyklotrónové žiarenie s frekvenciou danou²

$$\nu_c = \frac{Be}{2\pi m_e}, \quad (2.4)$$

pri synchrotrónovej emisii u relativistických elektrónov dôjde k rozšíreniu tejto spektrálnej čiary a zvýšeniu frekvencie s maximom vyžarovania:

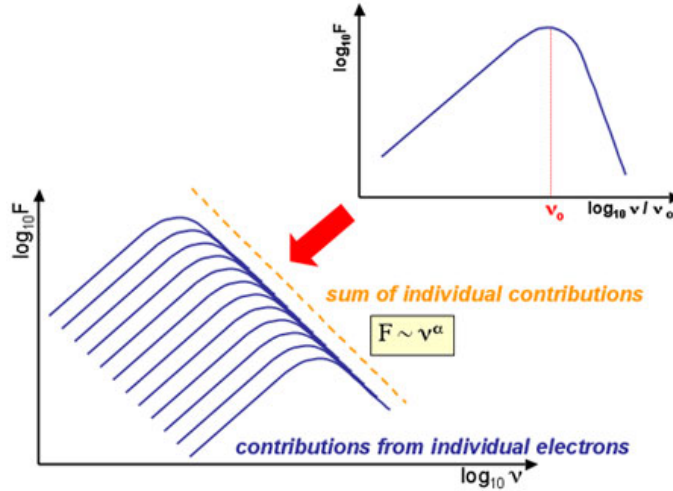
$$\nu_s = \gamma^2 \nu_c, \quad (2.5)$$

kde relativistický člen $\gamma = (1 - v^2/c^2)^{-1/2}$.

Spektrum je potom dané sumou spektier jednotlivých elektrónov. Ich rýchlostné rozloženie je mocninné, preto aj spektrum je popísané tzv. power-law zákonom (viď obr. 2.2) $F \sim \nu^\alpha$, kde α je spektrálny index s hodnotami medzi -3 a $+2.5$, ktorý nadobúda rôzne hodnoty pre rôzne objekty (viď tab 2.1).

Comptonov a inverzný Comptonov jav sa na vzniku spektra tiež podieľajú. Jedná sa o interakciu fotónu s elektrónom, pri ktorom elektrón (pri Comptonovom jave), resp. fotón (pri inverznom Comptonovom jave) odoberie časť energie tomu druhému a rozptýli sa. V oblastiach s vysokou teplotou funguje inverzný

²Odvodí sa z predpokladu, že dostredivá sila je rovná sile Lorentzovej.



Obr. 2.2: Power-law spektrum ako súčet spektier jednotlivých elektrónov [25]

objekt	α
rádiová galaxia	-0.7
pulzar	-3 až -2
AGN	-1 až +1

Tabuľka 2.1: Hodnoty spektrálneho indexu pre niektoré objekty

Comptonov jav ako chladiaci mechanizmus, preto teplota elektrónov nemôže prekročiť asi 10^{12} K.

Poslednou významnou zložkou spektra je žiarenie s energiou 511 keV, ktoré vzniká pri anihilácii elektrónu s pozitronom, pričom sa uvoľní energia potrebná na ich vznik. Kvôli zákonu zachovania hybnosti nemôže vzniknúť len jediný fotón, ale energia je rozdelená medzi viaceré, pričom najpravdepodobnejší je vznik dvoch fotónov.

3

Rentgenový a gama vesmír

Astronómia vysokých energií je pomerne mladou časťou astronómie. Z dôvodu nepriehľadnosti atmosféry v najkratších vlnových dĺžkach bola najskôr odkázaná len na pozorovania z meteorologických balónov a v dnešnej dobe sú hlavnými dodávateľmi dát družice.

Niekoľko rádov vlnových dĺžok, ktoré rentgenová a gama časť spektra pokrýva, je pochopiteľne cenným zdrojom informácií o objektoch, od ktorých nám toto žiarenie prichádza. Atraktivita astronómie vysokých energií je tiež – ako už bolo naznačené v úvode – daná exotickou povahou objektov, ktorými sa zaoberá.

3.1 Misia INTEGRAL

Objekty, ktorými sa táto práca zaoberá, pochádzajú z [2], preto je vhodné v krátkosti povedať o družici INTEGRAL (*INTErnational Gamma-Ray Astrophysical Laboratory*), ktorej dáta poslúžili na zostavenie katalógu.

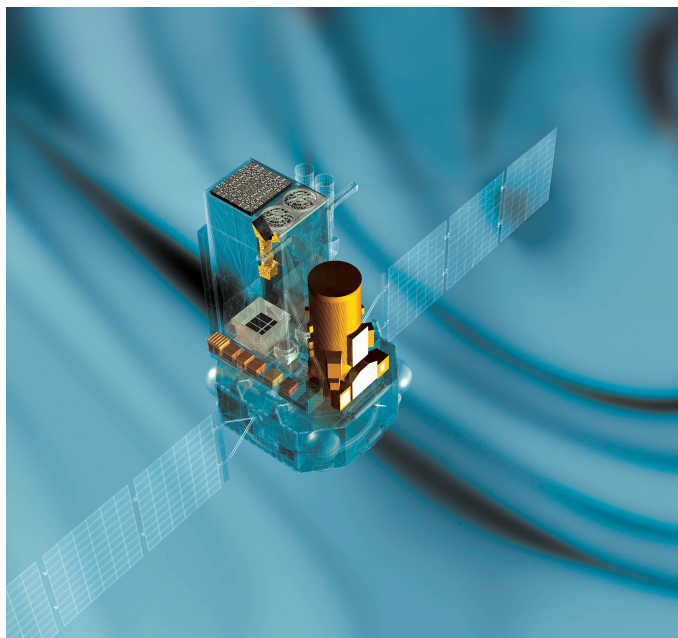
Vesmírne observatórium INTEGRAL, fungujúce od 17. októbra 2002, je prvým zariadením umožňujúcim sledovať oblohu naraz na gama, rentgenových a viditeľných vlnových dĺžkach.

Na svojej palube nesie štyri detektory. SPI (*SPectrometer on Integral*) a IBIS (*Imager on Board the Integral Satellite*) operujú na energiách 15 keV až 10 MeV, JEM-X (*Joint European X-ray Monitor*) má na starosti rentgenovú oblasť 3 – 35 keV a za viditeľnú časť spektra je zodpovedný detektor OMC.

INTEGRAL je teda schopný získavať gama spektrá objektov a s vysokou presnosťou určovať polohu zdrojov žiarenia gama. Detektor JEM-X slúži hlavne na spresnenie polohy gama zdroja (viď 4.1) a optická kamera má za úlohu sledovať objekty, ktoré sa menia na krátkych časových úsekoch.

3.2 Panoptikum

S rozvojom pozorovacej techniky a tiež so zvyšujúcim sa množstvom dát neustále rastie počet rôznych druhov objektov, ktoré žiaria vo vysokých energiách



Obr. 3.1: INTEGRAL a zariadenia, ktoré nesie [23]

([2] uvádza viac ako tridsať druhov). Je preto dobré spomenúť aspoň niekoľko najdôležitejších z nich, ako v našej Galaxii, tak aj mimo nej.

3.2.1 Rentgenové dvojhviezdy (*X-ray binaries*)

Tieto systémy sú polodotykovými dvojhviezdami, v ktorých dochádza k odtoku látky z donoru – hviezdy vyplňajúcej svoj Rocheov lalok – na akceptor, ktorým je kompaktný objekt – neutrónová hviezda alebo čierna diera. Rentgenová emisia pochádza z uvoľnenej potenciálnej energie materiálu, ktorý akreciou dopadá na hviezdu. Rozoznávame niekoľko typov rentgenových dvojhviezd:

Low-Mass X-Ray Binary (LMXB): častejšia z dvoch typov rentgenových dvojhviezd. Donor, hviezda $\leq 2M_{\odot}$, aj akceptor majú podobnú hmotnosť. Aby dochádzalo k prenosu hmoty, musia byť hviezdy blízko seba, teda periódy obehu sú krátke (od niekoľkých minút po dni). Nájdeme ich blízko centra Galaxie.

High-Mass X-Ray Binary (HMXB): donorom v HMXB je masívna hviezda (spektrálny typ O alebo B) so silným hviezdnyim vetrom, ktorý – aj keď hviezda nepresahuje svoj Rocheov lalok – stačí na sformovanie akrečného disku u primárnej zložky. HMXB tvoria mladé hviezdy ($< 10^7$ yr) a nájdeme ich teda v blízkosti

galaktického disku.

Kataklyzmické premenné hviezdy (CV): primárnou zložkou u týchto objektov je biely trpaslík, okolo ktorého sa nachádza horúci akrečný disk hmoty z donoru, ktorý môže svietiť v UV až v rentgene. Biely trpaslík na seba postupne nabaľuje hmotu. Keď jej množstvo prekročí určitú kritickú hranicu, podľa hmotnosti môže dôjsť buď k výbuchu trpaslíka ako supernovy typu Ia, Ib alebo Ic alebo k zapáleniu termonukleárnych reakcií v nabalenom materiále – objekt potom zažiarí ako nova.

Hviezdne čierne diery: v rentgenových dvojhviezdach možno predpokladať prítomnosť čiernej diery, ak hmotnosť akceptora prevyšuje asi $3 M_{\odot}$, teda hornú hranicu hmotnosti neutrónovej hviezdy. Čierne diery sa môžu vyskytovať aj osamote, no na ich odhalenie je potrebné, aby sa v ich okolí nachádzal dostatok medzihviezdneho materiálu, ktorý okolo diery vytvorí svietiaci akrečný disk.

3.2.2 Extragalaktické zdroje

Tieto zdroje môžeme pozorovať mimo rovinu Galaxie, kde nám nebráni extincia. Patria sem aktívne galaktické jadrá (*active galactic nuclei*, AGN)¹.

Aktívne galaktické jadrá

Do tejto kategórie sa radí mnoho druhov objektov (viď [4], s. 1107), čo zodpovedá historickému vývoju ich pozorovania. Jedná sa o galaxie, u ktorých je žiarivý výkon centrálnej časti porovnateľný alebo aj rádovo väčší ako celkový výkon hviezd v galaxii. Z pozorovaných periód zmeny tohto výkonu, ktoré sa pohybujú v ráde hodín až dní, môžeme usudzovať na to, že sa tento výkon vytvára v oblasti s rozmermi porovnateľnými s rozmermi Slnecnej sústavy.

Podstatou AGN je supermasívna čierna diera ($M \sim 10^6 - 10^{10} M_{\odot}$), na ktorú akreciou dopadá hmota z akrečného disku, pričom žiarenie pochádza z uvoľnenej potenciálnej energie. Centrálnu oblasť obklopuje torus prachu a sféricky rozložené oblaky prachu. U mnohých AGN sa vytvoria jety – úzke kolimované prúdy nabitých častíc urýchlených v smere od pólov čiernej diery.

Vďaka extrémnym podmienkam, ktoré v takýchto oblastiach panujú, tu môžeme pozorovať rôzne exotické javy (napr. nadsvetelný pohyb, relativistický beaming, rozšírenie spektrálnych čiar a podobne).

Rozmanitosť objektov, ktoré označujeme AGN, vychádza z rôznej orientácie týchto objektov voči pozemskému pozorovateľovi.

¹V gama oblasti spektra žiaria tiež tzv. záblesky žiarenia gama (GRB – *Gamma-Ray Burst*), no v ich prípade sa nejedná o trvalé zdroje a preto sa im v práci nevenujem.

3.2. PANOPTIKUM

Analýza spektra AGN je pomerne náročnou úlohou, keďže je treba rozlišovať rozličné zložky spektra – termálna emisia disku sa mieša so synchrotronovým spektrom jetu; spektrálne čiary, ktoré vznikli v rôznych častiach AGN a teda sú rôzne rozšírené, sa prekrývajú a podobne.

4

Metódy

Teraz už máme dostatok informácií, aby sme sa začali zaoberať samotnými metódami výberu kandidátov. V tejto kapitole teda teoreticky preberieme ich rysy a prípadné úskalía.

4.1 Porovnanie s katalógmi a optická spektroskopia

Metódu popísanú v tomto odstavci som z dôvodov náročnosti na vybavenie nepoužíval, jedná sa však o metódu v praxi najlepšie overenú. Navrhol a využíva ju tím okolo N. Masettiho a metóda samotná, ako aj jej výsledky, boli publikované napríklad v [11, 12, 13, 14].

Postup má dve pomerne priamočiare fázy – vyhľadanie kandidátov na optický náprotivok a získanie širokopásmových spektier týchto kandidátov, z ktorého už možno objekt spoľahlivo odhaliť a popísať jeho vlastnosti. Pre účely tejto práce druhá fáza nie je podstatná.

Kandidáti na náprotivky sa získavajú porovnaním s katalógmi. V pomerne veľkom errorboxe, aký majú zdroje z INTEGRALu, sa vyhľadajú objekty svietiace v mäkkom rentgene (použité dáta sú z katalógov družíc ROSAT, Swift/XRT, Chandra alebo XMM Newton). Štatistické argumenty¹ ukazujú, že práve objekty s rentgenovou emisiou sú najpravdepodobnejšími kandidátmi na náprotivky. Takto sa teda buď priamo odhalí hľadaný náprotivok (rentgenové errorboxy sú oveľa menšie ako tie z INTEGRALu) alebo sa počet kandidátov aspoň rapidne zníži.

4.2 Metódy využívajúce vysokú teplotu

V kapitole 3 sme zistili, že žiarenie objektov pozorovaných INTEGRALom vzniká často za extrémnych podmienok – to sa týka aj teploty, ktorá dosahuje závažných hodnôt. Toto sa potom musí prejaviť aj v optickej časti spektra a teda

¹viď Stephen et al. 2005, článok som nemal k dispozícii.

4.2. METÓDY VYUŽÍVAJÚCE VYSOKÚ TEPLOTU

filter	maximum [nm]	šírka [nm]
U	365	68
B	440	98
V	550	89

Tabuľka 4.1: Charakteristiky filtrov U, B a V

môže byť využité pri hľadaní kandidátov. Úlohou je teda nájsť v errorboxe tie najhorúcejšie objekty.

4.2.1 H-R diagram a farebné indexy

Objekty v astronómii sa málokedy pozorujú naraz v celom spektre. Je to jednak tým, že nie je jednoduché vyrobiť detektor citlivý (definovaným spôsobom) na všetky vlnové dĺžky dopadajúceho žiarenia², ale aj tým, že žiarenia, ktoré objekty vysielaajú a ktoré detekujeme, nie sú kvôli extinkcii (atmosférickej, medzihviezdnej a pod.) rovnaké a taktiež sa týmto spôsobom merania strácajú cenné informácie o množstve energie, ktoré k nám prichádza v rozličných vlnových dĺžkach a teda o spektrálnych charakteristikách. Pozorovania sa preto vykonávajú v rozličných filtroch. Rôzne skupiny filtrov nazývame fotometrické systémy.

Najznámejším systémom je Johnsonov fotometrický systém, tiež nazývaný UBV systém podľa troch oblastí spektra, ktoré ho pôvodne tvorili a ktoré sú charakterizované v tabuľke 4.1³. Priebeh ich citlivosti je na obrázku 4.1. Systém bol postupne rozšírený do infračervenej oblasti spektra filterami R, I, J, K, L. V každom z filtrov sa meria zdanlivá hviezdna veľkosť.

Pomocou hviezdnych veľkostí v jednotlivých filtroch môžeme definovať tzv. farebné indexy, čo sú rozdiely absolútnych hviezdnych veľkostí, namerané v jednotlivých filtroch. Napríklad $U - B = M_U - M_B$, kde M sú respektívne hviezdne veľkosti, podobne definujeme index $B - V$. Referenčným bodom, teda bodom s oboma indexami nulovými, je spektrálna trieda A0, konkrétne hviezda Vega.

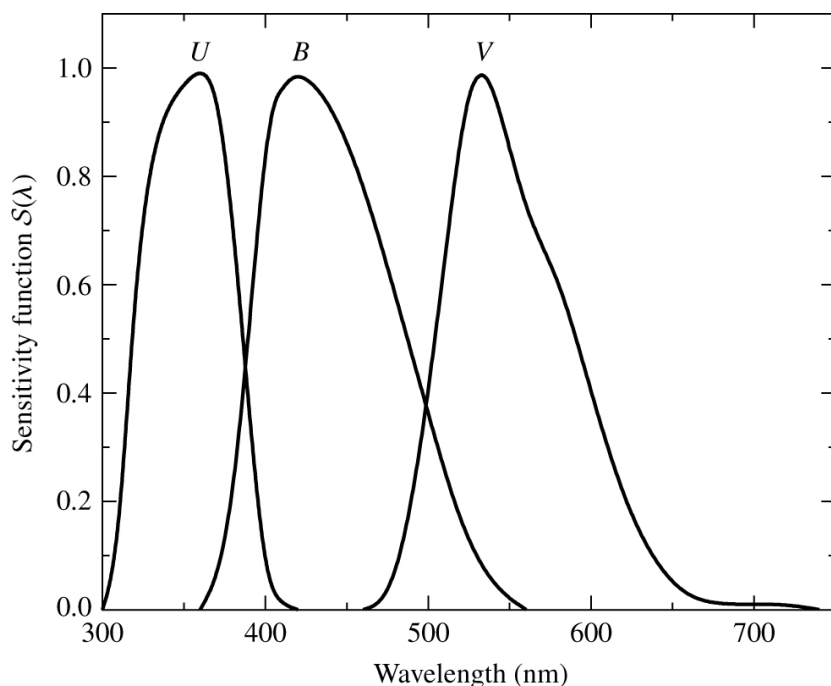
Z povahy hviezdnych veľkostí (s rastúcou jasnosťou klesajú) vyplýva, že čím zápornejší je daný farebný index, tým viac krátkovlnného žiarenia objekt vysiela (tým je „modrejší“). Keď túto skutočnosť spojíme s poznatkami kapitoly 2 o povahe žiarenia absolútne čierneho telesa, vidíme, že pre objekty s nezanedbateľnou termálnou zložkou spektra⁴ ukazujú farebné indexy na povrchovú teplotu telesa.

²Takéto zariadenia sa nazývajú bolometre a merajú sa nimi bolometrické veličiny, napr. bolometrická hviezdna veľkosť, ktorá vyjadruje, koľko energie nám od objektu celkovo prichádza.

³Hviezdne veľkosti v jednotlivých filtroch sú podľa oblastí spektra vybranej filterom označené ako ultrafialová, modrá a viditeľná

⁴Čo sú v prvom priblížení hviezdy, no spĺňajú to aj akrečné disky rentgenových a gama zdrojov.

4.2. METÓDY VYUŽÍVAJÚCE VYSOKÚ TEPLOTU



Obr. 4.1: Priebeh citlivosti filtrov U, B a V [4]

Akrečné disky rentgenových a gama zdrojov sú bez výnimky oblasti obrovských teplôt a teda maximum ich vyžarovania leží na veľmi nízkych vlnových dĺžkach. Môžeme teda predpokladať, že hľadani kandidáti na optické náprotivky budú mať záporné hodnoty farebných indexov.

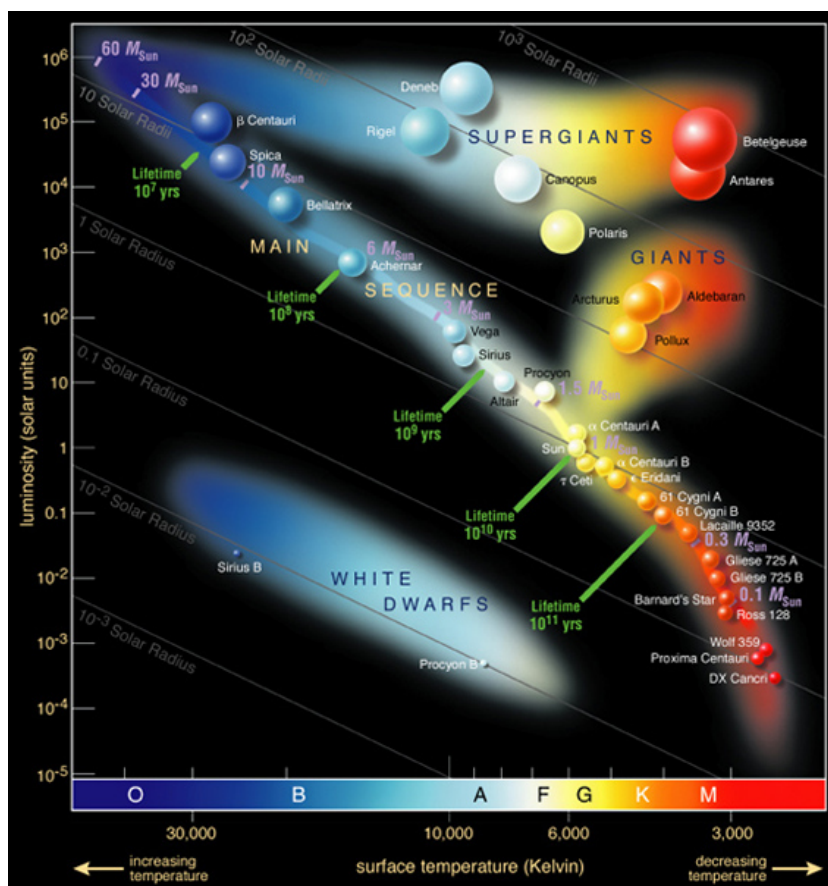
V praxi to vyzerá tak, že si objekty na snímke vynesieme do tzv. farebného diagramu (*colour-magnitude diagram*, C-M diagram), ktorý je jednou z podôb Hertzsprung-Russellovho (H-R) diagramu.

H-R diagram vo svojej pôvodnej verzii vyjadruje vzťah medzi spektrálnou triedou objektu a jeho absolútnou magnitúdou, no na jednotlivé osi môžeme vynášať aj iné zodpovedajúce jednotky – napr. na obr. 4.2.1 vidíme pod spektrálnou triedou vnesenú povrchovú teplotu a na zvislej osi žiarivý výkon.

C-M diagram, ktoré boli použité v tejto práci, majú na vodorovnej osi farebný index a na zvislej zdanlivú hviezdnu veľkosť. Hoci tá závisí na vzdialenosti, pre naše potreby je zbytočné ju zisťovať, keďže nás v tomto prípade nezaujímajú informácie, ktoré ponúka (napr. žiarivý výkon objektu). V praxi teda hľadáme objekty v diagrame čo najviac „naľavo“.

Metóda samotná ale nie je bez úskalí. Tým najväčším je nezapočítanie extinkcie svetla, ktorá rozptyľuje svetlo v závislosti na vlnovej dĺžke. Bez tejto závislosti

4.2. METÓDY VYUŽÍVAJÚCE VYSOKÚ TEPLOTU



Obr. 4.2: H-R diagram [24]

by nezáležalo na tom, kedy a aký objekt pozorujeme – v každej vlnovej dĺžke by sa rozptýlila rovnaká časť svetla, a teda priebeh spektra by sa nezmenil, hodnoty by sa iba preškalovali. Farebné indexy by v tomto prípade boli konštantami – keďže ide o rozdiel magnitúd, ktoré sú logaritmi jasností, pomer jasností by sa pre násobením jasnosti v jednej a druhej farbe nezmenil. Všeobecne možno povedať, že extinkcia spôsobuje sčervenanie (alebo presnejšie odmodranie) pozorovaných objektov, keďže krátkovlnné – modré – fotóny sa rozptyľujú s väčšou pravdepodobnosťou⁵ ako dlhovlnné – červené.

Závislosť na vlnovej dĺžke teda skresľuje výsledky a toto skreslenie treba čo najviac obmedziť. Pre obmedzenie Rayleighovho rozptylu v atmosfére treba vy-

⁵V atmosfére Zeme sa stretáme najčastejšie s Rayleighovým rozptylom s pravdepodobnosťou rozptylu $P \sim \lambda^{-4}$, pri rozptyle na medzihviezdnej látke potom s Thompsonovým rozptylom s $P \sim \lambda^{-1}$.

brať objekty, ktoré vystupujú na oblohe čo najvyššie a pozorovať ich v okolí ich kulminácie, kedy bude svetlu v ceste stáť čo najmenšia vzduchová hmota. Dopady medzihviezdnej extinkcie môžeme obmedziť výberom objektov mimo galaktického disku (s čo najväčšou galaktickou šírkou), kde sa nenachádza toľko prachu a plynu.

4.2.2 Farebné snímky podľa SDSS

Túto metódu popíšeme iba stručne, keďže má skôr estetický ako vedecký význam. Jej podstatou je produkcia farebných obrázkov z CCD snímok v rôznych filtroch podľa [9, 10], ktorá bola použitá aj v katalógu SDSS.

Oproti „bežnej“ metóde výroby farebných obrázkov, kedy sa CCD snímky zafarbia podľa svojho filtra a zložia s intenzitou zodpovedajúcou magnitúde jednotlivých objektov, je skladanie zavedené Luptonom et al. výhodnejšie. Hviezdne veľkosti totiž nepočíta ako logaritmy (ktoré v okolí nuly divergujú a teda slabým objektom s nepatrne odlišnou jasnosťou priradí rozdiel aj niekoľko magnitúd), ale pomocou funkcie asinh , ktorá sa pri veľkých hodnotách správa ako logaritmus a pri nízkych ako lineárna funkcia. Odstraňuje teda problémy pri nízkych pomeroch signál/šum.

Na druhú stranu, keďže metóda stavia na rovnakom princípe ako v predchádzajúcom prípade, trpí aj rovnakými neduhmi vyplývajúcimi z extinkcie.

4.3 Analýza šumu

Ďalším faktorom, ktorý možno využiť pri odhaľovaní kandidátov, je spôsob, akým vzniká ich žiarenie. V sekcii 3.2 sme sa dozvedeli, že k tomu dochádza pri búrlivých procesoch alebo prostrediach (akrečné disky, jety a podobne). Dá sa preto oprávnene predpokladať, že v porovnaní so žiarením vznikajúcim vo hviezdach, budú rentgenové a gama zdroje viac šumieť – teda na krátkodobých škálach sa bude ich jasnosť viac meniť. Úlohou teda je kvantitatívne popísať šum dát, ktoré získame meraním.

4.3.1 Gaussovo rozdelenie a útržky štatistiky

Zavedieme nové označenie. X_i bude hodnota i -teho merania v nejakej sérii meraní danej veličiny a $S_n = \sum_{i=1}^n X_i$ čiastočný súčet prvých n meraní. Je rozumné predpokladať, že sa namerané hodnoty budú zhlukovať okolo istej strednej hodnoty, ktorú označíme μ (v prípade tejto práce sa napríklad jedná o priemernú hviezdnu veľkosť daného objektu). Hodnoty X_i majú istú distribučnú funkciu D , ktorá pre danú hodnotu udáva pravdepodobnosť, že výsledok merania bude rovný alebo nižší než táto hodnota.

Pravidlo veľkých čísel je jednou z viet štatistiky, ktorá je ale aj intuitívne jasná. Pravidlo možno zapísať ako

$$\frac{1}{n}S_n \xrightarrow{D} \mu \quad \text{pre } n \rightarrow \infty,$$

teda že so zvyšujúcim sa počtom meraní sa priemer nameraných hodnôt blíži⁶ „skutočnej“ strednej hodnote. Dá sa teda povedať, že s rastúcim n sa S_n stále viac blíži hodnote $n\mu$.

Pre potreby tejto metódy je ale zaujímavý práve rozdiel $S_n - n\mu$, pretože popisuje rozptyl dát – ich šum. Veľkosť tohto rozdielu je v ráde \sqrt{n} , no jeho zaujímavejšiu vlastnosť popisuje veta o centrálnej limite.

Táto dokazuje, že bez ohľadu na distribúciu X_i možno písať

$$\frac{S_n - n\mu}{\sqrt{n\sigma^2}} \xrightarrow{D} N(0, 1) \quad \text{pre } n \rightarrow \infty, \quad (4.1)$$

teda že pre veľký počet meraní sa distribúcia nameraných dát blíži normálnej (Gaussovskej) distribúcií⁷.

Gaussovská distribúcia je asi najdôležitejšou distribúciou zo všetkých (to už možno vytušiť z toho, že pri vete o centrálnej limite sa nevyskytovalo veľa obmedzujúcich predpokladov, teda distribúcia popisuje veľké množstvo javov). Je popísaná hustotou pravdepodobnosti⁸ v tvare

$$f(x) = \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma^2}} \exp\left(-\frac{(x - \mu)^2}{2\sigma^2}\right), \quad (4.2)$$

kde vystupujú dva parametre μ a σ^2 . Ich význam, ako uvedieme nižšie, možno spočítať; je tiež vysvetlený na obr. 4.3.

μ je strednou alebo tiež očakávanou hodnotou distribúcie, ktorá je definovaná ako

$$\mathbf{E}X = \int_{-\infty}^{\infty} xf(x) dx.$$

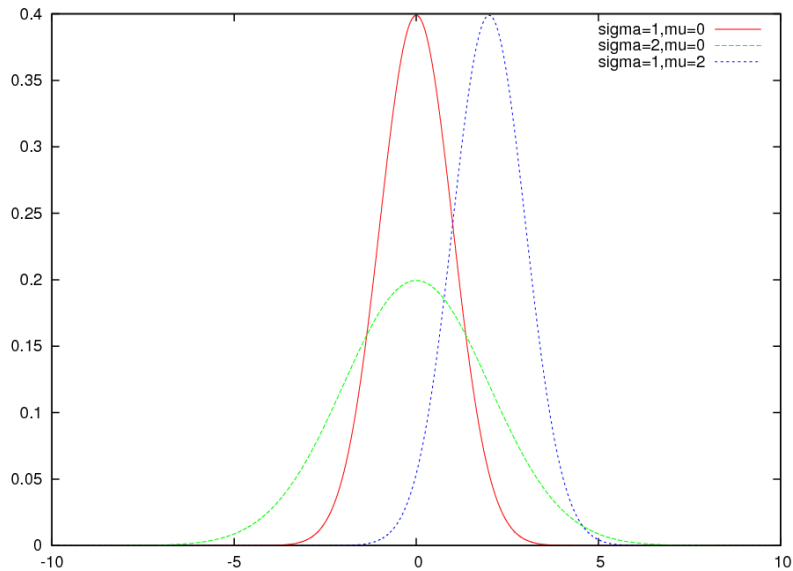
Parameter σ sa nazýva smerodajná odchýlka, pre ktorú platí $\sigma = \sqrt{\text{var}(X)}$, kde⁹

⁶Písmeno D nad šípkou znamená, že ku konvergencii dochádza v rámci danej distribúcie.

⁷pre detailné odvodenie viď Reif F.: *Fundamentals of Statistical and Thermal Physics*, kap. 1

⁸Hustota pravdepodobnosti sa zavádza v prípade, že sú možné hodnoty X_i rozložené spojito (napr. už spomínaná hodnota hviezdnej veľkosti), a tak pravdepodobnosť namerania konkrétnej hodnoty je všade nulová a zmysel má iba pravdepodobnosť výsledku merania nachádzajúca sa v nejakom intervale hodnôt. Distribučná funkcia (teda pravdepodobnosť výsledku merania menšieho ako x) $F(x)$ je daná pomocou hustoty pravdepodobnosti $f(u)$ ako $F(x) = \int_{-\infty}^x f(u) du$.

⁹Pre očakávané hodnoty vyšších mocnín sa prvá mocnina v definičnom integrále jednoducho nahradí vyššou.



Obr. 4.3: Príklady Gaussovskej hustoty pravdepodobnosti s vyznačenými hodnotami parametrov (pre $\mu = 0$ a $\sigma = 1$ sa distribúcia nazýva štandardnou normálnou distribúciou)

$$\text{var}(X) = \mathbf{E} \left((X - \mathbf{E}X)^2 \right) = \mathbf{E} (X^2) - (\mathbf{E}X)^2,$$

čiže je takto definovaný rozptyl dát v okolí strednej hodnoty. V prípade Gaussovskej distribúcie (ako je to vidieť aj na obr. 4.3) sa teda so zvyšujúcim sa σ celá krivka rozširuje – a skutočne, parameter samotný je úmerný šírke distribúcie v polovici výšky (*FWHM* – *full width at half maximum*).

V tejto chvíli sa nám po všetkej tejto mašinérii otvárajú dve cesty, ako si prakticky poradiť so spracovaním dát. V každom z prípadov sa na dáta použije nejaký štatistický test. Najprv si určíť nulovú hypotézu – teda predpoklad, ako sa dáta správajú (majú Gaussovské rozdelenie s daným rozptylom a pod.), pričom aplikácia testu samotného má objektívne povedať, nakoľko ja hypotéza pravdepodobná (nulovú hypotézu nemožno dokázať). V praxi to vyzerá tak, že sa pomocou dát použitím istého vzťahu určí číslo. Z nulovej hypotézy sa vypočíta teoretická hodnota (resp. interval), ktorú má číslo na danej hladine pravdepodobnosti mať. Ak sa teda odlišuje príliš, nulová hypotéza je nesprávna.

4.3.2 Diskrétne rozloženie dát

Metódy popísané v tejto časti sú na prvý pohľad priamočiarejšie, no skrývajú v sebe aj nevýhody, na ktoré priebežne upozorníme. Všetky tiež pracujú s istým spôsobom upravenými dátami – pred ich použitím je treba zostrojiť z dát histogram.

Namerané hodnoty (v našom prípade magnitúdy objektu resp. referenčnej hviezdy v rozličných časoch) pokrývajú určitý číselný interval, no nie sú po ňom rozložené rovnomerne – ako už naznačila predchádzajúca podkapitola, zoskupujú sa dáta okolo istej strednej hodnoty, v blízkosti ktorej sa potom nachádza aj ich maximálna koncentrácia, ktorá jedným aj druhým smerom od strednej hodnoty klesá. Táto skutočnosť sa ale v prípade spojito rozložených hodnôt nedá zobraziť priamo (v prípade diskkrétnej veličiny, napr. počet žiakov v triede a podobne, by sa jednoducho ku každej hodnote priradila istá hodnota, napr. počet tried s daným počtom žiakov). Dáta preto zoskupíme do tzv. binov – jedná sa o intervaly určitej (a v našom prípade pre všetky biny rovnakej) dĺžky, do ktorých padne určitý počet nameraných hodnôt. Histogramom potom nazveme graf závislosti počtu hodnôt v bine na danom bine (jedná sa o známy stĺpkový diagram).

Aj keď je jeho konštrukcia jednoduchá a priamočiara, histogram a hlavne biny sú tým, čo vnáša do vyhodnotenia určitú subjektivitu. V prvom rade tu vystupuje fakt, že konštrukciou histogramu prichádzame o detaily. Dáta rozličných hodnôt tu totiž dávame do spoločných skupín a tým stierame viac či menej jemné rozdiely medzi nimi a oberáme sa tým o informácie. Druhým problémom je samotná veľkosť binov – tá je totiž ľubovoľná. Ak urobíme biny príliš široké, tým o hrubšie detaily sa oberieme. Naopak, pri príliš úzkych binoch sa vraciame k diskrétnym dátam, ktoré sa na zostrojenie histogramu nedajú použiť.

S už zostojeným histogramom pre obe skupiny dát môžeme na odhalenie ich rozdielnosti použiť χ^2 test.

χ^2 test overuje predpoklad, že získané dáta majú istú predpokladanú distribúciu. Základná myšlienka je jednoduchá – označme N_i počet meraní v danom bine a n_i hodnotu, ktorá by mu mala pripadať podľa vybranej distribúcie. Hodnota χ^2 je potom definovaná ako

$$\chi^2 = \sum_i \frac{(N_i - n_i)^2}{n_i},$$

kde suma prebieha všetkými binmi. Veľká hodnota χ^2 zjavne ukazuje na to, že dáta pravdepodobne nemajú predpokladanú distribúciu.

Tento test ale môžeme použiť aj na to, aby sme zistili, či dve skupiny dát majú rovnakú distribúciu. V tomto prípade definujeme

$$\chi^2 = \sum_i \frac{S}{R} \cdot \frac{(R_i - S_i)^2}{R_i + S_i}, \quad (4.3)$$

kde R_i resp. S_i sú počty dát v i -tom bine jednej a druhej skupiny a $S = \sum_i S_i$ a $R = \sum_i R_i$.

Samotný χ^2 test som ale pri vyhodnotení nepoužíval. Kolmogorov-Smirnovov test popísaný nižšie totiž pracuje s rovnakou nulovou hypotézou, no nevyžaduje rozdelenie dát do binov.

4.3.3 Spojité rozloženie dát

Prvá metóda pracujúca so spojito rozloženými dátami má meno F-test a odpovedá na otázku, či majú dve skupiny dát rôzny rozptyl. Hodnota F je definovaná ako pomer druhých mocnín smerodajných odchýliek, teda rozptylov, pre jednu, resp. druhú skupinu dát. Test však nevie zistiť ich hodnoty, preto ich musíme zistiť inak – najjednoduchším spôsobom je asi preložiť oba histogramy predpokladanou (Gaussovskou) hustotou prevdepodobnosti a rozptyly určiť z preloženej krivky. V prípade, že dáta nie sú rozložené gaussovsky, môže ale tento spôsob viesť ku skreslenej hodnote, preto som rozptyly počítal podľa definície z podkapitoly o Gaussovom rozdelení.

Je teda jasné, že v prípade výrazne odlišných distribúcií nám vyjde $F \ll 1$ alebo $F \gg 1$ (prípadne to ošetríme v programe, aby sme dostali len jednu z možností). Test ale neprináša len číslo navyiac – v závislosti na počte stupňov voľnosti (teda počte meraní) sa porovnaním s tabelovanými hodnotami¹⁰ určí hladina spoľahlivosti, na akej sú rozptyly rovnaké.

Na posúdenie rozdielnosti distribučných funkcií dvoch skupín dát v prípade ich spojitého rozloženia použijeme Kolmogorovov-Smirnovov test. Jedná sa o metódu výhodnú v tom smere, že odpadajú problémy s histogramom – test pracuje s dátami samotnými.

Test (podobne ako vyššie spomenutý χ^2 test) je možné použiť aj pre jednu skupinu dát a predpokladanú distribučnú funkciu. Z dát vytvoríme ich kumulatívnu distribučnú funkciu $S_N(x)$. Pre danú hodnotu x má táto funkcia hodnotu zlomku počtu dátových bodov, ktoré majú nižšiu hodnotu (teda dáta ležiace „naľavo“ od x). Stvoríme tak akési schodisko stúpajúce od 0 po 1, kde majú všetky schody rovnakú výšku $1/N$ (pre N nameraných hodnôt), no nie rovnakú dĺžku. Analogickým spôsobom môžeme teraz do grafu vyniesť druhú skupinu dát alebo tiež predpokladanú distribučnú funkciu (teda pravdepodobnosť $P(x)$, že nameraný výsledok je nižší ako x – pre Gaussovskú distribúciu je napr. úmerná známej error-funkcii).

¹⁰viď napr. <http://www.itl.nist.gov/div898/handbook/eda/section3/eda3673.htm>

4.4. ANALÝZA SVETELNEJ KRIVKY

α				
0.20	0.10	0.05	0.02	0.01
$1.07/\sqrt{n}$	$1.22/\sqrt{n}$	$1.36/\sqrt{n}$	$1.52/\sqrt{n}$	$1.63/\sqrt{n}$

Tabuľka 4.2: Aproximácie pre kritické hodnoty K-S testu. α je pravdepodobnosť splnenia nulovej hypotézy, n počet dátových bodov [26]

Ponúka sa viacero možností, ako stanoviť „rozdielnosť“ oboch funkcií, dá sa použiť napr. plocha medzi oboma funkciami, no v prípade K-S testu sa používa veľmi jednoduchá miera D definovaná ako

$$D = \max_{-\infty < x < \infty} |S_N(x) - P(X)|, \quad (4.4)$$

resp. pre dve skupiny dát

$$D = \max_{-\infty < x < \infty} |S_{N_1}(x) - S_{N_2}(x)|. \quad (4.5)$$

Táto hodnota sa podobne ako pri F-teste porovnáva s istou kritickou hodnotou, ktorá má na danej hladine pravdepodobnosti byť vyššia ako spočítaná hodnota D . Podobne ako pri predchádzajúcich testoch, aj v tomto prípade je nulovou hypotézou, že dáta majú gaussovské rozdelenie so štandardne určenou odchýlkou. Kritickú hodnotu môžeme pri nižších počtoch dátových bodov spočítať priamo alebo najjednoduchšie použiť tabelovanú hodnotu; pre > 40 dátových bodov fungujú aj aproximatívne vzťahy podľa tabuľky 4.2. Pre $n < 40$ som používal hodnoty z [16].

4.4 Analýza svetelnej krivky

Analýza svetelnej krivky je jednou zo základných metód výskumu astronomických objektov. V kontexte tejto práce je treba povedať, že „podozrivé“ objekty bývajú premenné a teda ich možno odhaliť aj touto cestou. Jedná sa však o neľahkú úlohu (viď [17]).

Na spoľahlivú analýzu krivky je ideálne mať dáta pokrývajúce celú periódu niekoľkokrát. Keďže žiarenie zdrojov skúmaných v tejto práci zvyčajne vzniká viacerými procesmi (viď 3), je aj svetelná krivka superpozíciou niekoľkých procesov, čo celý proces analýzy ešte viac komplikuje.

5

Pozorované zdroje

V tabuľke 5.1 je uvedený prehľad pozorovaných zdrojov, pozorovacích nocí a pozorovacích detailov.

objekt	noc	filter	expozícia [s]	snímky
IGR J21117+3427	9./10. 12. 2008	B	60	47
IGR J21117+3427	9./10. 12. 2008	R	60	47
IGR J13000+2529	3./4. 4. 2009	R	20	155
IGR J13000+2529	10./11. 4. 2009	R	20	76
IGR J13000+2529	3./4. 4. 2009	V	20	159
IGR J13000+2529	10./11. 4. 2009	V	20	76
IGR J13000+2529	3./4. 4. 2009	B	20	147
IGR J13000+2529	10./11. 4. 2009	B	20	72

Tabuľka 5.1: Pozorované objekty

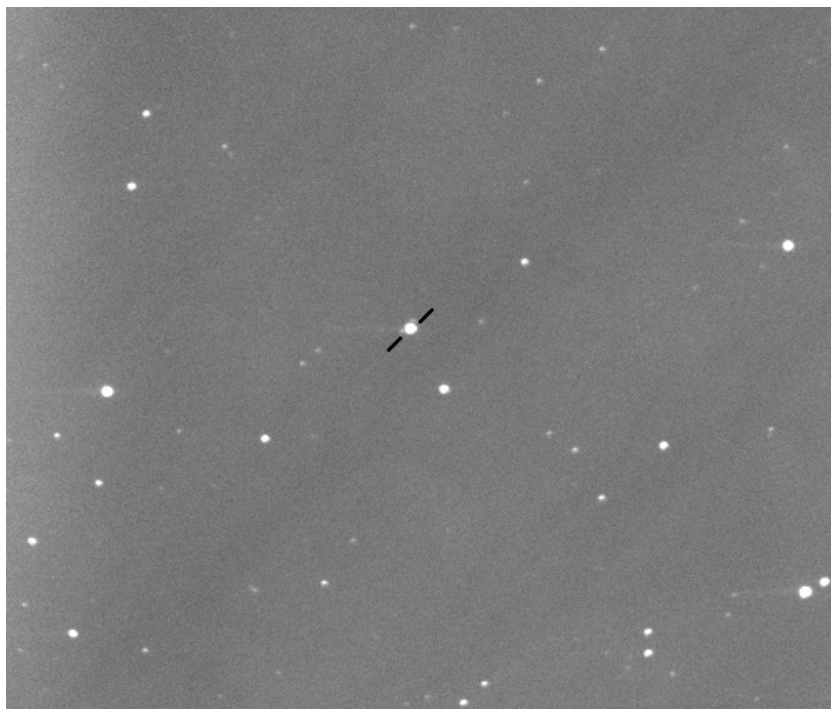
Zdroj IGR J21117+3427 som pozoroval 60 centimetrovým ďalekohľadom Masyrkovej Univerzity na hviezdárni MonteBoo s CCD kamerou SBIG ST-8, zdroj IGR J13000+2529 potom ďalekohľadom D50 v Ondřejove.

Noc 9./10.12. 2008 nebola úplne ideálna na pozorovanie hlavne z dôvodu hmly a nízkej oblačnosti, ktorá neskôr úplne znemožnila pozorovanie, preto je z tejto noci menší počet snímok. Pozorovanie bolo ovplyvnené aj Mesiacom, ktorý bol zopár dní pred splnom (jeho vplyv vidieť napr. na obr. 5.2).

Snímky som spracovával štandardným spôsobom pomocou balíku MUNIPACK. Pri snímkoch IGR J21117+3427 neboli z dôvodu dlhodobo nepriaznivého počasia k dispozícii flatfieldy, preto som pri ich spracovaní len odčítaval darkframe. V prípade druhého zdroja som štandardne odčítal darkframe a podelil flatfieldom.

5.1 IGR J13000+2529

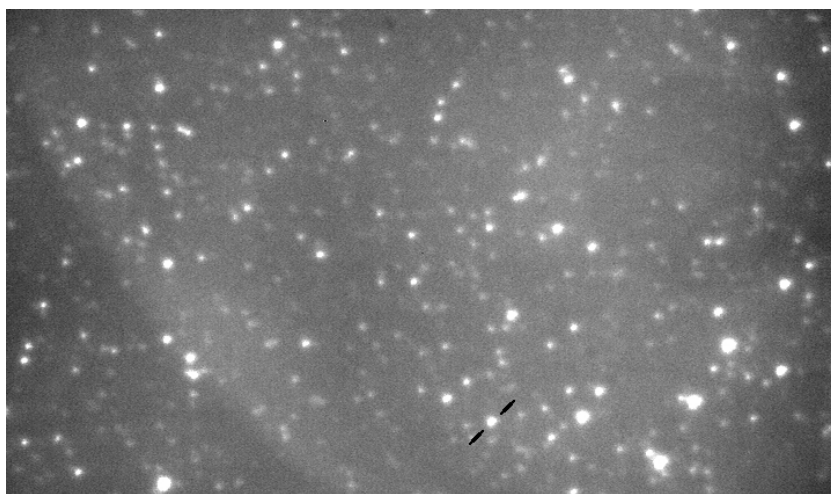
Jedná sa o pomerne slabý zdroj, preto sa podarilo potvrdiť jeho identifikáciu až v nedávnej dobe v [20] (pôvodná identifikácia pochádza od Bassani et al. (2006)). Z dôvodu nízkej jasnosti nebolo doposiaľ možné vykonať jeho spektrálnu analýzu. Predchádzajúce stotožnenie so zdrojom MAPS-NGP O-379-0073388, čo je AGN (viď [20]), súhlasí aj s pozorovaním prístroja XRT na družici *Swift*, preto možno predpokladať, že sa s veľkou pravdepodobnosťou jedná o AGN.



Obr. 5.1: IGR J13000+2529

5.2 IGR J21117+3427

Tento zdroj nemá do dnešnej doby optický náprotivok a presnosť určenia jeho polohy je $3.5'$. Jeho objav bol publikovaný v [21] s tým, že bol pozorovaný iba v jednom science window (asi 2000 s pozorovacieho času), čo by svedčilo o prechodnej rentgenovej emisii zdroja a tak by ho mohlo zaradiť medzi SFXT – supergiant fast X-ray transient, teda HMXB, ktorá vykazuje rýchle zvýšenia aktivity, ktoré sú však pomerne zriedkavé (niekoľkokrát za rok).



Obr. 5.2: IGR J21117+3427 (označený objekt bol pri štatistických testoch považovaný za optický náprotivok)

6

Výsledky

6.1 C–M diagramy

Pri zostrojovaní C–M diagramov som najprv zložil snímky oboch pozorovaných zdrojov v daných filtroch a urobil na nich fotometriu. Výsledné diagramy sú na obrázkoch 6.1, 6.2 a 6.3 spolu s vyznačenými polohami oboch zdrojov.

Treba poznamenať, že v prípade IGR J21117+3427 som pri fotometrii skalibroval magnitúdy, pri druhom zdroji z dôvodu neznalosti katalógovej hodnoty magnitúd vo filtri V už nie. Kalibrácia, aj keď vhodná kvôli možnosti porovnávania výsledkov, nie je v tomto prípade celkom nevyhnutná, keďže len pripočíta k inštrumentálnym magnitúdam (teda magnitúdam, ktoré poskytne program `muniphot`) nejakú lineárnu funkciu (podľa [6]). Vo výsledku si teda budú C–M diagram pred a po kalibrácii podobné v tom zmysle, že vzájomné polohy jednotlivých bodov sa nezmenia, snímok sa môže iba ak „natiahnuť“ v nejakom smere.

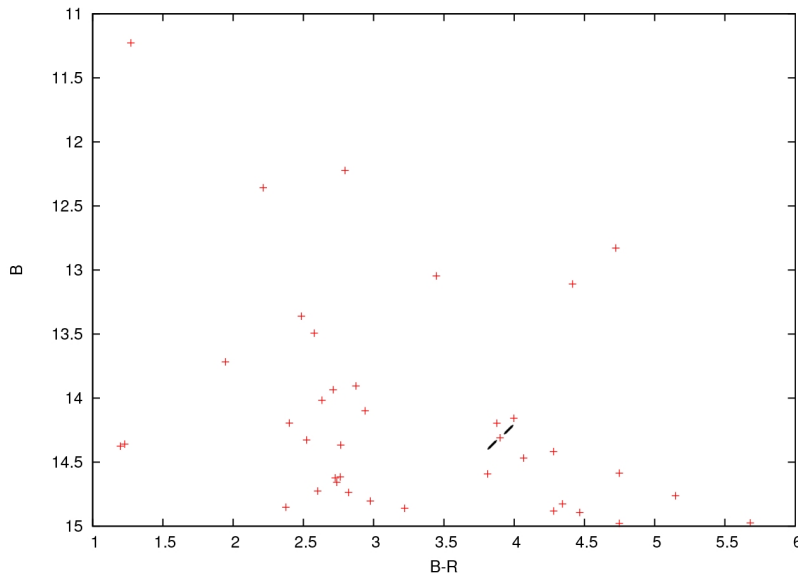
zdroj	index	hodnota
IGR J21117+3427	B–R	2.564
IGR J13000+2529	V–R	0.879
IGR J13000+2529	B–V	1.904

Tabuľka 6.1: Farebné indexy pre jednotlivé zdroje

6.1.1 Diskusia k C–M diagramom

Výsledky tohto testu vôbec nezodpovedajú predpokladom – hodnoty farebných indexov by mali objekty umiestňovať medzi horúce objekty, teda na obr. 6.1 až 6.3 čo najviac vľavo. To sa však nedeje, v jednom prípade sa dokonca objekt zdá byť najchladnejším objektom v poli.

Predpoklady o vysokej teplote sú pomerne silné a zdajú sa byť opodstatnené, no to platí len v prípade, keď je termálna zložka jedinou resp. aspoň dominantnou



Obr. 6.1: C–M diagram B–R pre pole s IGR J21117+3427

časťou výsledného spektra. Neúspech by sme v takomto prípade mohli vysvetliť nekvalitnými dátami prípadne aj nízkym počtom objektov, ktoré *muniphot* na snímkoch identifikoval. Tieto by potom nemuseli tvoriť štatisticky významnú vzorku.

Ako sme sa však dozvedeli v kapitole 2, spektrum exotických objektov sa môže skladať aj z iných zložiek. Ak je to pravda, potom náš predpoklad o farebnom indexe a jeho vzťahu k povrchovej teplote nemusí platiť. No šanca na odhalenie objektu tu stále je – spektrum rentgenového objektu môže byť natoľko odlišné od hviezdneho, že farebné indexy budú nadobúdať výrazne odlišné hodnoty od hviezdnych pre danú hodnotu hviezdnej veľkosti. Exotické objekty sa potom na C–M diagrame zobrazia niekam mimo oblastí, kde sa zoskupujú hviezdy.

Pri objekte IGR J21117+3427 (obr. 6.1) sa objekt nachádza medzi ostatnými hviezdami, no napr. v C–M diagrame na obr. 6.2 sa druhý z objektov nachádza výrazne mimo hviezd.

6.2 Štatistické metódy

6.2.1 F-test

Výsledky F-testu sú uvedené v tabuľke 6.2. Jedná sa len o výber hodnôt, pre všetky noci, filtre aj objekty dopadol test podobne – vyskytovali sa rádové rozdiely

6.2. ŠTATISTICKÉ METÓDY

medzi kritickou a vypočítanou hodnotou F , čiže nulová hypotéza o tom, že pochádzajú z distribúcií s rovnakým rozptylom môžeme s vysokou pravdepodobnosťou zavrhnúť.

Posledné dva stĺpce tabuľky 6.2 sa týkajú hodnoty F pre zdroj a porovnávaciu hviezdu v danom riadku.

objekt	filter	rozptyl	F	F_{krit}
IGR J21117+3427	R	0.097		
1200-17350638 (31)	R	0.0104	86.199	1.64
IGR J21117+3427	B	0.126		
1200-17350638 (37)	B	0.015	69.797	1.84
IGR J13000+2529	R	0.189		
1125-06631890 (22)	R	0.0017	12100	1.39
IGR J13000+2529	V	0.199		
1125-06631890 (31)	V	0.0033	4042.8	1.39

Tabuľka 6.2: Rozptyly zdrojov a porovnávacích hviezd (porovnávacie hviezdy pochádzajú z katalógu USNO A2.0)

6.2.2 Kolmogorov-Smirnovov test

V tabuľke 6.3 sú vynesené výsledky Kolmogorovho-Smirnovovho testu pre dva z pozorovaných objektov pre rôzne filtre a pozorovacie noci. Označenia porovnávacích hviezd (riadky s dlhými číslami bez IGR) pochádzajú všetky z katalógu USNO-A2.0. V štvrtom stĺpci nájdeme hodnotu parametra D z K-S testu, n označuje počet hodnôt (stupňov voľnosti).

V predposlednom stĺpci nájdeme kritickú hodnotu K-S testu (najčastejšie vypočítanú pomocou tab. 4.2) pre čo možno najvyššiu hladinu pravdepodobnosti a v poslednom stĺpci nakoniec stoja priamo hladiny pravdepodobnosti, pričom nulová hypotézu štandardne označíme ako prijateľnú od hladiny pravdepodobnosti 5% a viac.

6.2.3 Diskusia k štatistickým testom

Prvým použitým testom bol F-test, pri ktorom sa ukázalo, že štandardným spôsobom spočítané rozptyly dávajú hodnoty F s rádovo vyššími hodnotami ako sú kritické hodnoty. Na jednej strane môžeme teda spoľahlivo povedať, že zdroje vykazujú vyšší šum, na druhej strane nám test nepovie nič o samotnej distribučnej funkcii šumu. Nemôžeme teda povedať, či sú splnené naše predpoklady o jeho príčinách a prípadne odhaliť chybné dáta, ktoré neželaným spôsobom zvyšujú šum.

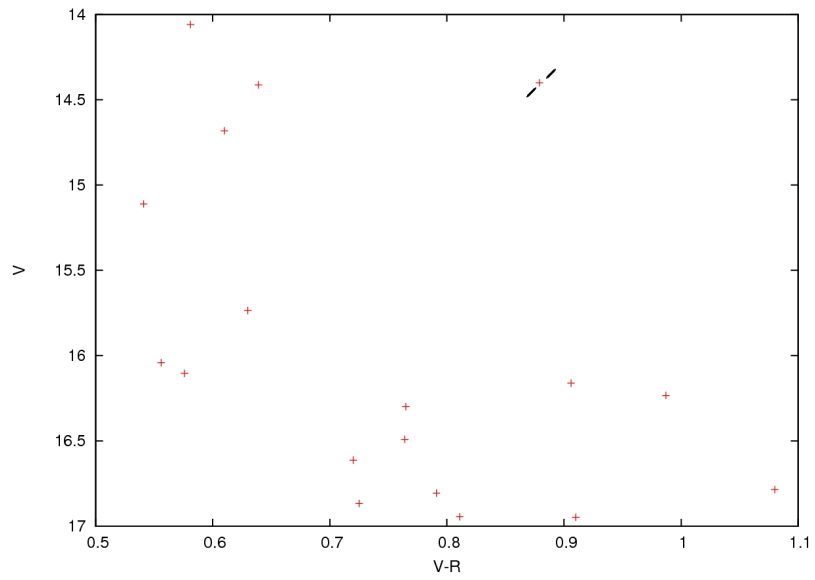
6.2. ŠTATISTICKÉ METÓDY

zdroj	filter	noc	D	n	K-S	α
IGR J21117+3427	R	9./10. 12.	0.2153	45	0.2266	0.02
1200-17350638 (31)	R	9./10. 12.	0.1860	45	0.2027	0.05
IGR J21117+3427	R	9./10. 12.	0.1994	44	0.2050	0.05
1200-17355219 (55)	R	9./10. 12.	0.1477	44	0.1613	0.20
IGR J21117+3427	R	9./10. 12.	0.1469	39	0.1713	0.20
1200-17347307 (118)	R	9./10. 12.	0.1498	39	0.1713	0.20
IGR J21117+3427	B	9./10. 12.	0.1998	30	0.1848	< 1%
1200-17350638 (37)	B	9./10. 12.	0.2755	30	0.1848	< 1%
IGR J21117+3427	B	9./10. 12.	0.1773	22	0.1920	0.05
1200-17347307 (88)	B	9./10. 12.	0.2849	22	0.2226	< 1%
IGR J21117+3427	B	9./10. 12.	0.1862	23	0.1920	0.05
1200-17355219 (97)	B	9./10. 12.	0.2679	23	0.2226	< 1%
IGR J13000+2529	R	3./4. 4.	0.3571	140	0.1378	< 1%
1125-06631890 (22)	R	3./4. 4.	0.2809	140	0.1378	< 1%
IGR J13000+2529	R	3./4. 4.	0.3130	139	0.1383	< 1%
1125-06630737 (31)	R	3./4. 4.	0.2347	139	0.1383	< 1%
IGR J13000+2529	R	3./4. 4.	0.3405	135	0.1403	< 1%
1125-06629358 (52)	R	3./4. 4.	0.1820	135	0.1403	< 1%
IGR J13000+2529	R	10./11. 4.	0.0650	67	0.1307	> 20%
1125-06631890 (22)	R	10./11. 4.	0.0955	67	0.1307	> 20%
IGR J13000+2529	R	10./11. 4.	0.1817	70	0.1817	~ 2%
1125-06630737 (31)	R	10./11. 4.	0.1013	70	0.1279	> 20%
IGR J13000+2529	R	10./11. 4.	0.2684	67	0.1991	< 1%
1125-06629358 (52)	R	10./11. 4.	0.0667	67	0.1307	> 20%
IGR J13000+2529	V	3./4. 4.	0.3195	141	0.1373	< 1%
1125-06631890 (31)	V	3./4. 4.	0.2295	141	0.1373	< 1%
IGR J13000+2529	V	3./4. 4.	0.3103	142	0.1368	< 1%
1125-06630737 (28)	V	3./4. 4.	0.2096	142	0.1368	< 1%
IGR J13000+2529	V	3./4. 4.	0.2612	134	0.1408	< 1%
1125-06629358 (40)	V	3./4. 4.	0.1576	134	0.1408	< 1%
IGR J13000+2529	V	10./11. 4.	0.1417	62	0.1549	0.10
1125-06631890 (31)	V	10./11. 4.	0.1518	62	0.1549	0.10
IGR J13000+2529	V	10./11. 4.	0.1654	60	0.1756	0.05
1125-06630737 (28)	V	10./11. 4.	0.0994	60	0.1381	> 20%
IGR J13000+2529	V	10./11. 4.	0.0903	45	0.1595	> 20%
1125-06629358 (40)	V	10./11. 4.	0.2723	45	0.2430	< 1%

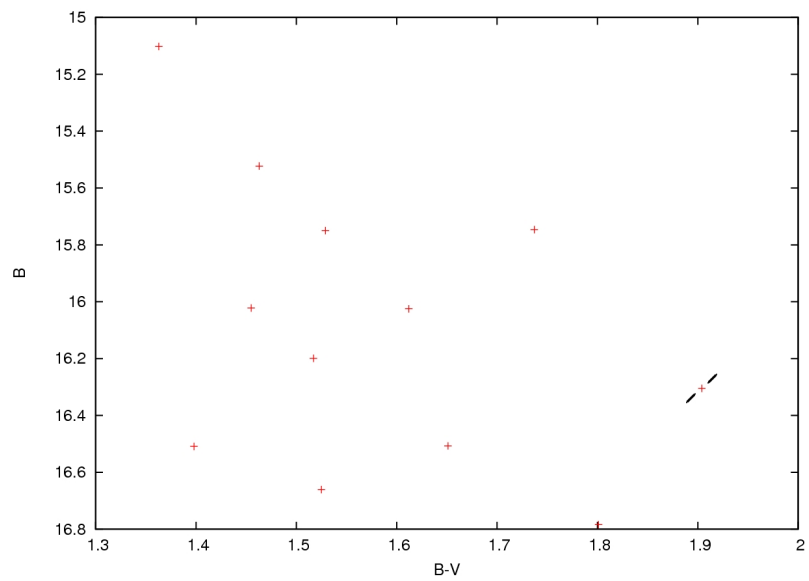
Tabuľka 6.3: Výsledky K-S testu (porovnávacie hviezdy sú opäť z katalógu USNO A2.0; pozorovacie noci 9./10. 12. 2008 a 10./11. 4. 2009)

Kolmogorov-Smirnovov test priniesol rôzne výsledky. V niektorých prípadoch teória výborne zodpovedala dátam, no v iných to bolo naopak. Do určitej miery to určite možno dať za vinu chybám v dátach (náhly pohyb pri expozícií, oblačnosť zakrývajúca objekt a podobne). Aby sme sa tomuto vyhli, bolo by treba ručne skontrolovať všetky snímky, čo by ale bolo nepraktické. Niektoré zjavne chybné body boli (po kontrole dotyčného snímku) ručne odstránené, no táto procedúra nemohla odstrániť nedostatky – K-S test je totiž pri okrajoch pomerne necitlivý na jemné odchýlky.

Výsledky K-S testu sú ale aj po opravení o zjavne chybné snímky stále pomerne nepresvedčivé – zdá sa, že nulová hypotéza o gaussovskom šume zdrojov celkom neplatí. To však môžeme vysvetliť tým, ako v zdrojoch vzniká žiarenie. Ako sme sa dozvedeli v podkapitole 3.2, sú rentgenové a gama zdroje búrlivými oblasťami s turbulentným prúdením hmoty a podobnými javmi. V takýchto podmienkach vzniknutý šum nemá gaussovský priebeh a teda výsledky testu sú s touto skutočnosťou v súlade. Taktiež je vidieť, že pri objekte IGR J21117+3427, pri ktorom neboli ideálne pozorovacie podmienky ideálne, sa šum viac podobá gaussovmu – za to sú však zodpovedné práve pozorovacie podmienky. Hustejší a redší opar, Mesačné svetlo a podobne.

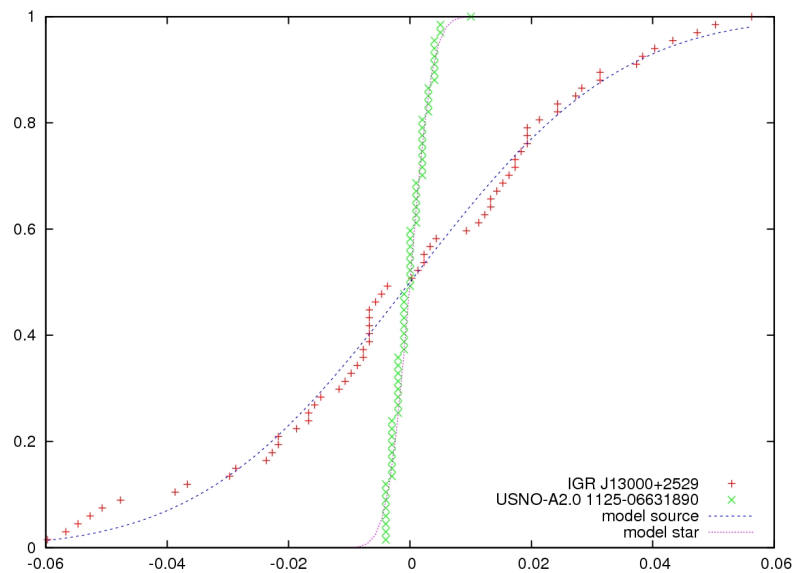


Obr. 6.2: C-M diagram V-R pre pole s IGR J13000+2529

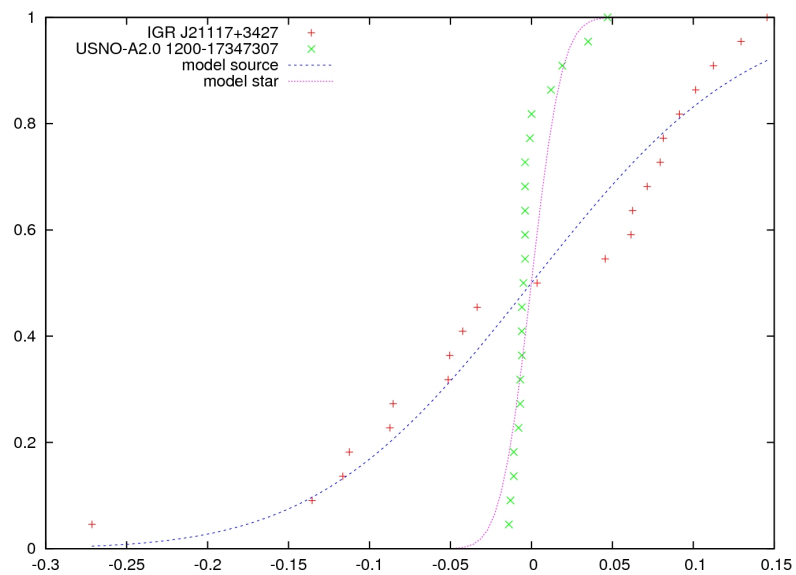


Obr. 6.3: C-M diagram B-V pre pole s IGR J13000+2529

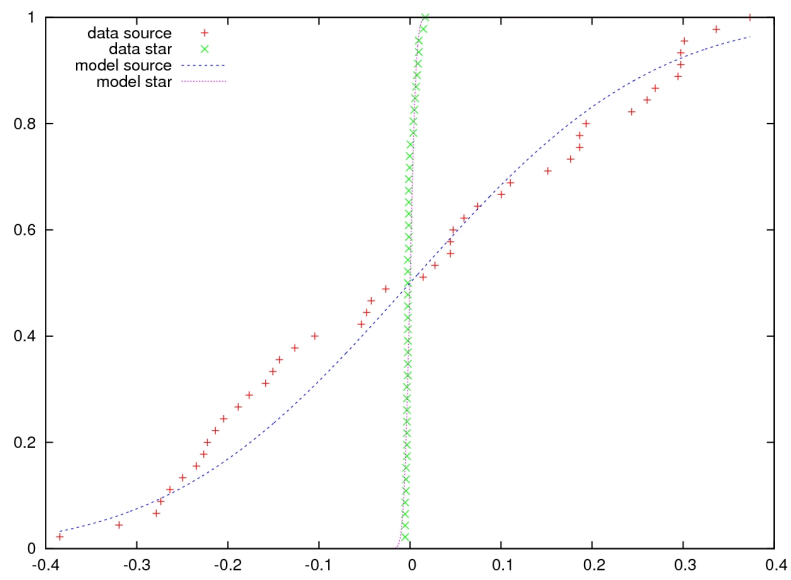
6.2. ŠTATISTICKÉ METÓDY



Obr. 6.4: IGR J13000+2529, filter R, noc 10./11. 4. 2009; $\sigma_{\text{zdroj}} = 0.0271$, $\sigma_{\text{star}} = 0.0029$



Obr. 6.5: IGR J21117+3427, filter B, noc 9./10. 12. 2008; $\sigma_{\text{zdroj}} = 0.104$, $\sigma_{\text{star}} = 0.015$



Obr. 6.6: IGR J13000+2529, filter V, noc 10./11. 4. 2009; $\sigma_{\text{zdroj}} = 0.208$,
 $\sigma_{\text{star}} = 0.0052$

7

Záver

V práci som testoval metódy na odhaľovanie optických náprotivkov zdrojov rentgenového a gama žiarenia. V teoretickej časti som popísal rôzne spôsoby, akými môžu objekty žiariť, predstavil som niektoré významné súčasti oblohy v rentgenovej a gama časti spektra a nakoniec popísal metódy, akými možno odhaľovať optické náprotivky zdrojov.

Metódy popísané v práci majú tú výhodu, že sú jednoduché a možno ich používať aj bez veľkej znalosti programovania, taktiež nekladú veľký nárok na výpočtový čas. Ich najväčšou výhodou ale je, že na ich použitie (resp. na získanie dát) stačí malý ďalekohľad.

Metóda C–M diagramu, aj keď má opodstatnené predpoklady, sa v tejto práci neukázala ako vhodná – farebné indexy zdroja IGR J13000+2529 sa nijak výnimočne neodlišovali od farebných indexov ostatných hviezd v poli; pravdou však je aj to, že kvalita dát neumožňovala identifikovať na snímkoch veľký počet hviezd, čo znížilo výpovednú hodnotu výsledkov. Ak však do predpokladov zaradíme aj netermálne zložky spektra a hľadáme body vzdialené od hviezd v poli, môžeme C–M diagram na obr. 6.2 považovať za správny. Na to, aby bola metóda presvedčivejšia teda potrebujeme správne nakalibrované hviezdne veľkosti a vysoký počet identifikovaných hviezd v poli.

F-test jednoznačne potvrdil, že zdroj IGR J13000+2529 šumí viac ako zrovnávacie hviezdy, v tomto prípade sú teda predpoklady dobre podložené.

K-S test dopadol rôzne. Nulovú hypotézu som považoval za prijateľnú pre $\alpha > 5\%$ – k tomu došlo v o niečo menej ako v polovici prípadov. Tento výsledok by mohol svedčiť o tom, že šum IGR J13000+2529 nie je Gaussovský. To by zodpovedalo predpokladom o búrlivých turbulentných procesoch, pri ktorých žiarenie vzniká. Túto myšlienku tiež podporuje vyššia pravdepodobnosť nulovej hypotézy v prípade druhého zo zdrojov (viď nižšie).

Treba tiež spomenúť druhý pozorovaný zdroj IGR J21117+3427. Kandidáta na optický náprotivok som bez optickej identifikácie vybral náhodne, no pri všetkých použitých testoch sa správal podobne ako IGR J13000+2529. Ako som spomenul vyššie, pozorovacia noc nemala ideálne podmienky a zdroj by teda bolo treba na-

ďalej pozorovať, no aj tak možno povedať, že testovaný objekt možno považovať za pravdepodobného kandidáta. Podmienky pozorovacej noci mohli mať za následok ovplyvnenie štatistických testov – zníženie hodnoty F (pri IGR J13000+2529 sa pohybuje v tisícoch až desaťtisícoch, no v druhom prípade okolo sto) a taktiež zvýšenie „gaussovskosti“ šumu – K-S test dopadol pozitívne vo väčšom (relatívne) počte prípadov.

Záverom možno povedať, že na spoľahlivejšie potvrdenie alebo vyvrátenie užitočnosti používaných metód by ich bolo potrebné aplikovať na väčší počet identifikovaných objektov, aby sa čo najviac zmenšila pravdepodobnosť rôznych náhodných chýb.

Malo by (a v rámci možností aj bude) pokračovať pozorovanie objektu IGR J21117+3427, aby sa definitívne potvrdila, alebo vyvrátila hypotéza o jeho optickom náprotivku, čo sa dá dosiahnuť len nahromadením väčšieho počtu kvalitných dát.

- [1] Barlow E.J. et al.: *20 – 100 keV properties of cataclysmic variables detected in the INTEGRAL/IBIS survey*, arXiv:astro-ph/0607473v1.
- [2] Bird A.J. et al.: *THE 3RD IBIS/ISGRI SOFT GAMMA-RAY SURVEY CATALOG*, arXiv:astro-ph/0611493v2.
- [3] Bourban G.: *A Reference Catalog for INTEGRAL*, 2002.
- [4] Carroll B.W., Ostlie D.A.: *Introduction to Modern Astrophysics, 2nd Edition*, Pearson International Edition, 2007.
- [5] Grimmett G., Stirzaker D.: *Probability and Random Processes*, 3rd Edition, Oxford University Press, 2001.
- [6] Hroch F.: *Astronomické praktikum*, skriptá ÚTFA PřF MU, 2009.
- [7] Kocka M.: *Identifikácia rentgenových zdrojov v optickom obore*, bakalárska práca, Brno 2007.
- [8] Krátká T.: *Barevné změny blazarů*, bakalárska práca, Brno 2005.
- [9] Lupton R. et al.: *Preparing Red-Green-Blue Images from CCD Data*, Publications of the Astronomical Society of the Pacific 2004.
- [10] Lupton R. et al.: *A Modified Magnitude System That Produces Well-Behaved Magnitudes, Colors and Errors Even For Low Signal-to-Noise Ratio Measurements*, The Astronomical Journal 1999.
- [11] Masetti N. et al.: *Unveiling the nature of three INTEGRAL sources through optical spectroscopy*, arXiv:astro-ph/0409250v1.
- [12] Masetti N. et al.: *Unveiling the nature of three INTEGRAL sources through optical spectroscopy; V. Identification and properties of 21 southern hard X-ray sources*, arXiv:astro-ph/0608394v1.
- [13] Masetti N. et al.: *Unveiling the nature of three INTEGRAL sources through optical spectroscopy; VI. A multi-observatory identification campaign*, arXiv:0802.0988v1.
- [14] Masetti N. et al.: *Unveiling the nature of three INTEGRAL sources through optical spectroscopy; VII. Identification of 20 Galactic and extragalactic hard X-ray sources*, arXiv:0811.4085v2 .
- [15] Masetti N.: *X-Ray and Optical Followup of Gamma-Ray (up to TeV) Sources*, Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics, Vol. 8 (2008), 124–134.

- [16] Molin P., Abdi H.: *New table and numerical approximations for Kolmogorov-Smirnov/Lilliefors/Van Sosen normality test*, 1998.
- [17] Mikulášek Z. *Proměnné hvězdy*, skriptá, Brno 2002.
- [18] Press W.H., Teukolsky S.A., Vetterling W.T., Flannery B.P.: *Numerical Recipes: The Art of Scientific Computing, third edition*, Cambridge University Press 2007.
- [19] Robson I.: *Active Galactic Nuclei*, Praxis Publishing Ltd., 1996.
- [20] Rodriguez R., Tomsick J.A., Chaty S.: *SWIFT follow-up observations of 17 INTEGRAL sources of uncertain or unknown nature*, arXiv:0811.4707v1.
- [21] Sguera V. et al.: *Discovery of three new INTEGRAL sources: IGR J18159-3353, IGR J20188+3647, IGR J21117+3427*, ATel #873, 2006, <http://www.astronomerstelegam.org/?read=873>.
- [22] <http://isdcu3.unige.ch/~rodrigue/html/igrsources.html#table>
- [23] http://esamultimedia.esa.int/images/Science/15_instruments.jpg
- [24] <http://www.bramboroson.com/astro/images/hrdiagram.jpg>
- [25] <http://astronomy.swin.edu.au/cosmos/S/Synchrotron+Emission>
- [26] <http://ecow.engr.wisc.edu/cgi-bin/get/ie/321/shi/notes/k-s.doc>

Táto práca bola vysádzaná systémom L^AT_EX 2_ε.