## MASARYKOVA UNIVERZITA Přírodovědecká fakulta

ÚSTAV TEORETICKÉ FYZIKY A ASTROFYZIKY

# Diplomová práce

**BRNO 2021** 

Nikola Faltová

### MASARYKOVA UNIVERZITA Přírodovědecká fakulta Ústav teoretické fyziky a astrofyziky

# Otevřené hvězdokupy ve vysokých energiích

Diplomová práce Nikola Faltová

Vedoucí práce: doc. Ernst Paunzen, Dr. Brno 2021

# Bibliografický záznam

Autor:	Nikola Faltová Přírodovědecká fakulta, Masarykova univerzita Ústav teoretické fyziky a astrofyziky
Název práce:	Otevřené hvězdokupy ve vysokých energiích
Studijní program:	Fyzika
Studijní obor:	Teoretická fyzika a astrofyzika
Vedoucí práce:	doc. Ernst Paunzen, Dr.
Akademický rok:	2020/2021
Počet stran:	xiv + 97
Klíčová slova:	Otevřené hvězdokupy; Rentgenová astronomie; XMM Newton; Gaia

# **Bibliographic Entry**

Author:	Nikola Faltová Faculty of Science, Masaryk University Department of Theoretical Physics and Astrophysics
Title of Thesis:	Open clusters in high energy
Degree Programme:	Physics
Field of Study:	Theoretical Physics and Astrophysics
Supervisor:	doc. Ernst Paunzen, Dr.
Academic Year:	2020/2021
Number of Pages:	xiv + 97
Keywords:	Open clusters; X-ray astronomy; XMM Newton; Gaia

### Abstrakt

Otevřené hvězdokupy jsou výborné laboratoře pro výzkum mnoha astrofyzikálních procesů. K objasnění mnoha otevřených problémů může přispět využití synergií rentgenových dat a astrometrie mise Gaia. V mé práci zkoumám otevřenou hvězdokupu M7, která byla až doposud obtížně studovatelná a která má nevyužitá archivní rentgenová data z družice XMM-Newton. Po teoretickém úvodu, který dává základ této práci, se zabývám korekcí fotometrie a astrometrie z nedávného Early Data Release 3 mise Gaia, aplikování rozličných filtračních kritérií a studiu jejich vlivu na vlastnosti studovaného pole hvězdokupy s cílem získání katalogu členů hvězdokupy. Poté se věnuji analýze rentgenových dat, zejména populaci bodových zdrojů a difuzní emise. Za hlavní výsledky práce považuji zkoumání vlivu filtrace podle indikátorů kvality na populaci členů hvězdokupy, detekce možné začínající hmotnostní segregace a objasnění podstaty difuzní emise, která je pravděpodobně neznámá galaktická kupa nebo pozůstatek po supernově v pozadí hvězdokupy.

### Abstract

Open clusters are great laboratories for studying various astrophysical processes. In order to address some outstanding questions, making use of the synergies between the X-ray data and the astrometry from the Gaia mission may open new possibilities. In this work, I study open cluster M7, which has been difficult to study before and which has unused X-ray archival data available from the XMM-Newton satellite. After laying some theoretical foundations, I deal with the corrections of Gaia astrometry and photometry from the recent Early Data Release 3, apply various quality criteria, and study their impact on the observed population of the cluster field sources in order to obtain the list of the cluster members. I then analyze the X-ray data, focusing on the point source population and the presence of a diffuse component. The main outputs of this work are the characterization of the impact of spurious source filtration using various quality criteria and flags on the cluster members population, the detection of a possible loss of low-mass stars in the cluster center, and determination of the origin of the diffuse emission component, which is most likely, an unknown galaxy cluster or a supernova remnant.



MASARYKOVA UNIVERZITA Přírodovědecká fakulta

### ZADÁNÍ DIPLOMOVÉ PRÁCE

Akademický rok: 2018/2019

Ústav:	Ústav teoretické fyziky a astrofyziky
Studentka:	Bc. Nikola Faltová
Program:	Fyzika
Obor:	Teoretická fyzika a astrofyzika
Směr:	Astrofyzika

Ředitel *Ústavu teoretické fyziky a astrofyziky* PřF MU Vám ve smyslu Studijního a zkušebního řádu MU určuje diplomovou práci s názvem:

Název práce: Otevřené hvězdokupy ve vysokých energiích

Název práce anglicky: Open clusters in high energies

#### Oficiální zadání:

High energy observations of open clusters are complementary to a more routinely used observation windows in the visible and near-infrared bands. Younger clusters are especially interesting to study, as the X-ray observations are able to peer through heavy extinction to reveal young stellar populations of pre-main sequence objects that accompany the early-type stars, which are frequently X-ray emitters themselves. Often, young clusters are associated with diffuse high-energy emission, revealing multi-million-degree plasmas and/or particle acceleration processes. The goal of the diploma thesis is to study a selected cluster or clusters using observations obtained by the modern high-energy observatories. The synergies with other observational bands can be utilized as well. The thesis can be written in Czech or English language.

#### Literatura:

Handbook of X-ray astronomy. Edited by Keith A. Arnaud - Randall K. Smith - Aneta Siemiginowska. 1st pub. Cambridge: Cambridge University Press, 2011. viii, 197. ISBN 9780521883733.

LONGAIR, M. S. *High energy astrophysics*. Third edition. Cambridge, United Kingdom: Cambridge University Press, 2011. xxii, 861. ISBN 9780521756181.

Jazyk závěrečné práce: čeština

Vedoucí práce: doc. Ernst Paunzen, Dr.

Konzultant: Mgr. Michal Prišegen

Datum zadání práce: 10. 12. 2018

V Brně dne: 23. 1. 2019

Souhlasím se zadáním (podpis, datum):

Bc. Nikola Faltová studentka doc. Ernst Paunzen, Dr. vedoucí práce prof. Rikard von Unge, Pn.D. ředitel Ústavu teoretické fyziky a astrofyziky

## Poděkování

Chtěla bych velmi pěkně poděkovat vedoucímu mé diplomové práce panu docentu Ernstu Paunzenovy a konzultantovi mé diplomové práce Mgr. Michalu Prišegenovi, že mi byli inspirativními a motivujícími průvodci studiem, a že mi ukázali, jak dělat výzkum. Chci také s láskou poděkovat mému příteli, který stojí vždy při mně. Mé poděkování patří také mým rodičům za péči a pochopení.

## Prohlášení

Prohlašuji, že jsem svoji diplomovou práci vypracovala samostatně pod vedením vedoucího práce s využitím informačních zdrojů, které jsou v práci citovány.

.....

Nikola Faltová

Brno 07. června 2021

# Obsah

Úvod.	•••••••••••••••••••••••••••••••••••••••	1
Kapito	la 1. Otevřené hvězdokupy	3
1.1	Pozorování hvězdokup	3
1.2	Definice otevřené hvězdokupy	5
1.3	Globální vlastnosti v kontextu Galaxie	7
	1.3.1 Rozdělení v prostoru	7
	1.3.2 Stáří otevřených hvězdokup	10
	1.3.3 Hmotnosti otevřených hvězdokup	12
	1.3.4 Metalicita	12
1.4	Vnitřní vlastnosti	13
Kapito	la 2. Otevřené hvězdokupy a rentgenová emise	19
2.1	Hvězdy nízké hmotnosti	19
2.2	Hvězdy s vysokou hmotností	21
2.3	Exotické objekty	22
2.4	Rentgenová emise hvězdokupy jako celku	26
Kapito	la 3. Použitá data a mise	29
3.1	Gaia a astrometrie	29
3.2	Shluková analýza, DBSCAN a HDBSCAN	33
3.3	XMM-Newton	36
Kapito	la 4. Messier 7	39
4.1	ROSAT pozorování	40
4.2	Motivace pro další studium	43
Kapito	la 5. Messier 7 optickýma očima mise <i>Gaia</i>	45
5.1	Analýza dat z EDR3 pro XMM pole	45
	5.1.1 Korekce saturace	47
	5.1.2 Korekce fotometrie pro 6p zdroje	48
	5.1.3 Korekce pro jasné a modré objekty	48
	5.1.4 Výpočet korekce pro flux excess factor	49
	5.1.5 Filter pre $G_{\rm BP}$	50
	5.1.6 Korekce pro nultý bod paralaxy	51

	5.1.7 Filtrace za pomoci indikátorů kvality astrometrie a fotometrie	51
5.2	Členové hvězdokupy podle Cantat-Gaudin & Anders (2020) v EDR3 a	
	implikace	54
5.3	Celé pole hvězdokupy	59
5.4	Objekty s potenciální rentgenovou emisí v M7	63
Kapito	la 6. Messier 7 rentgenovýma očima mise XMM-Newton	73
6.1	Zpracování dat	74
6.2	Obrázky	75
6.3	Detekce bodových zdrojů	76
6.4	Charakterizace bodových zdrojů	77
Kapito	Kapitola 7. Difuzní rentgenová emise ve hvězdokupě	
Závěr		87
Seznar	n použité literatury	89

## Úvod

Každá astrofyzikální studie by měla začínat nádherným zobrazením kosmického objektu (nebo objektů), jelikož bychom při našem analytickém přemýšlení mohli zapomenout na krásu a eleganci Vesmíru, který obýváme. Byla by škoda, tento zvyk právě v této práci nedodržet, obzvláště proto, že následující text je zaměřený na otevřené hvězdokupy - které jsou jedněmi z nejimpozantnějších objektů, které lze na obloze spatřit.

Pro inspiraci můžeme zajít do souhvězdí Blíženců. V České republice je toto souhvězdí velice dobře pozorovatelné a v průběhu zimních měsíců vychází vysoko na oblohu. Souhvězdím zčásti prochází Mléčná dráha a i navzdory tomu, že Mléčná dráha je na zimní obloze relativně málo výrazná, je bohatá na hvězdokupy. Pokud namíříme výkonnější triedr nebo malý teleskop na určitou část oblohy v tomto souhvězdí, naskytne se nám pohled na tři zajímavé, avšak velmi odlišné otevřené hvězdokupy – a to v tom samém zorném poli!

Obrázek 1 ukazuje barevný snímek pole obsahujícího otevřené hvězdokupy Messier 35 (M 35), NGC 2158 a IC 2157. Tyto objekty se sice nachází velmi blízko u sebe v projekci na obloze, ale fyzicky nejsou nijak propojeny. Nejvýraznější je duo hvězdokup M 35 a NGC 2158 na levé polovině snímku, kde poměrně mladá M 35 září výrazně modrým světlem mladých hvězd. O mnoho starší a vzdálenější NGC 2158 září matně žlutě. Zajímavý je i kontrast ve tvaru hvězdokup - zatímco M 35 má velice nepravidelný tvar, hvězdy v NGC 2158 se už přeskupili do převážně kulové struktury. Obě dvě hvězdokupy jsou velice bohaté na hvězdy, zjevně obsahují stovky hvězd. Vedle této výrazné dvojice nacházíme IC 2157, která je nejmladší z nich a vzdálenostně se nachází někde mezi M 35 a NGC 2158. Tato hvězdokupa je oproti výše zmíněnému páru jenom málo výrazná, jelikož obsahuje výrazně méně hvězd.

Jak budeme blíže rozebírat v následujících kapitolách, otevřené hvězdokupy jsou skupiny hvězd se stejným původem, které vznikly ze stejného mračna mezihvězdné látky. Mají tedy řadu společných vlastností jako (přibližně) stejné stáří, počáteční chemické složení (metalicitu), rychlost v prostoru a vzdálenost od pozorovatele. Této skutečnosti, spolu s pozorovanou diverzitou otevřených hvězdokup (viz. 1), bylo využito k řade studií, na kterých je postaveno naše současné chápání Vesmíru - a to téměř na všech škálách. Například, studium hvězdokup bylo využito k tvorbě modelů hvězdného vývoje a ke zkoumání Galaktické struktury. Na hvězdokupách je také postavena celá současná extragalaktická astronomie a kosmologie, jelikož pozorování určitých druhů proměnných hvězd uvnitř hvězdokup umožnilo vytvoření a kalibraci takzvaného 'vzdálenostního žebříčku', pomocí kterého je možné určovat vzdálenosti galaxií a studium kosmologických parametrů.

Je tedy zjevné, že studium hvězdokup je pro astrofyziku velice důležité, hvězdokupy byly intenzivně studovány již od začátku moderní astrofyziky. Tyto studie byly (a také i v současné době jsou) prováděny v optické oblasti elektromagnetického spektra. Řada



Obrázek 1: Hvézdokupy Messier 35, NGC 2158 a IC 2157 v souhvězdí Blíženců (zdroj: [1])

technologických pokroků ve dvacátém století umožnila otevření dalších spektrálních oken, zejména infračerveného. Rozvoj raket a kosmonautiky otevřel také rentgenové okno, které není dosažitelné ze Zemského povrchu.

Lze říci, že zrození stelární rentgenové astrofyziky nastalo v polovině sedmdesátých let, když bylo zachyceno rentgenové záření hvězdy Capella ( $\alpha$  Aur). Rozvoj studií hvězdokup v rentgenové oblasti ale nastal teprve po vypuštění rentgenových družic současné a minulé generace s fokusující optikou. Satelitní pozorování je však velmi drahé a vysoce kompetitivní (ve srovnání s optickou oblastí), pozorovací čas pro studium hvězdokup je tedy limitován, přičemž priorita je dána více tradičním objektům rentgenové astronomie jako kupříkladu aktivním galaxiím, galaktickým kopám anebo pozůstatkům po supernovách. Nicméně, několik dekád fungování těchto družic naplnilo archivy množstvím dat, které nebyly ještě nikdy využity pro studium otevřených hvězdokup. Jedná se o množství dedikovaných pozorovaní hvězdokup, které nebyli (kvůli různým faktorům) nikdy analyzovány, ale také o velký počet pozorování jiných objektů rentgenové astronomie, kde se nějaká hvězdokupa náhodou promítá do směru pozorování. Doba pro studium hvězdokup v rentgenové oblasti je ideální i díky novým datům z družice *Gaia*, která objevila několik stovek nových otevřených hvězdokup a kterou budeme také hojně využívat v této práci.

Tato diplomová práce se zabývá studiem velice známé otevřené hvězdokupy - Messier 7 (M 7), která má rentgenová data z družice *XMM Newton*, která nebyla doposud nikde v literatuře podrobně analyzována. Práce je organizována následovně: první kapitola dává stručný úvod do studia otevřených hvězdokup a druhá kapitola poskytuje přehled relevantní rentgenové astrofyziky. Praktická část práce popisuje použité satelitní mise a jejich data, hvězdokupu M 7, redukci a analýzy dat, výsledky a jejich diskuzi. Práce je zakončena stručným závěrem.

# Kapitola 1 Otevřené hvězdokupy

Studium otevřených hvězdokup je rozsáhlý a dynamický obor moderní astrofyziky. V limitovaném formátu této práce není možné ani praktické poskytnout kompletní přehled celé problematiky. Nicméně se v této kapitole pokusím poskytnout základní přehled informací relevantních pro potřeby této práce.

### 1.1 Pozorování hvězdokup

Nejjasnější otevřené hvězdokupy patří k nejvíce výrazným objektům na nočním nebi, je tedy pochopitelné, že byly pozorovány už v pravěku. Například hvězdokupa Plejády má významné postavení ve starověkých kulturách po celém světě. Nejstarší doložené vyobrazení Plejád se datuje do období okolo roku 1600 př.n.l. Další významná hvězdokupa byla Hyády, které byly známy pro mnoho starověkých kultur, například pro Řeky, pro které představovaly hlavu souhvězdí Býka minimálně od období okolo 1000 let př.n.l. Kromě těchto výrazných objektů byly ve starověku známy i jiné hvězdokupy, které však byly klasifikovány jako skvrny světla na obloze nebo "mlhavé hvězdy". Z několika desítek hvězdokup, známých ve starověku, zmíním dvojitou hvězdokupu v souhvězdí Persea (společné označení pro otevřené hvězdokupy NGC 869 a NGC 884) popsanou Hiparchem jako světlou skvrnu a hvězdokupu M7 (velice relevantní pro tuto práci) kterou Ptolemaios označil za jasnou mlhovinu.

Detailnější pozorování hvězdokup muselo počkat na první astronomické pozorování pomocí dalekohledu. Byl to právě Galileo Galilei, který zjistil (kromě mnoha jiných astronomických objevů), že některé mlhavé skvrny na obloze, známé od starověku, je možné v dalekohledu rozložit na jednotlivé hvězdy. V roce 1654 Giovanni Hodierna poprvé systematicky studoval podstatu množství katalogizovaných světlých skvrn, ve kterých objevil mnoho hvězdokup.[2], [3]

První, kdo si uvědomil fyzikální podstatu hvězdokup byl John Michell, který spočítal, že pravděpodobnost pozorování jenom jedné skupiny hvězd jako jsou Plejády, jako důsledku náhodného seskupení hvězd v projekci na obloze, je jen 1 ku 496000.[4]

V druhé polovině 18. století vytvořil francouzský astronom Charles Messier katalog objektů (dnes známý jako Messierův) s podobným vzhledem, jaký mají komety. Mezi katalogizovanými objekty bylo i 26 otevřených hvězdokup. Ke konci 18. století začal s rozsáhlými studiemi těchto objektů také anglický astronom William Herschel. Od té doby se množství známých otevřených hvězdokup neustále zvyšovalo. Stovky otevřených hvězdokup byly katalogizovány v New General Catalogue (NGC), prvně publikovaném v roce 1888 J. L. E. Dreyerem a také v Index Catalogues (IC), vydaných v letech 1896 a 1905.

Od této doby bylo objeveno velké množství otevřených hvězdokup, přičemž každý nový pokrok v astronomické instrumentaci přinesl nové detekce. Jeden z prvních široce používaných moderních katalogů byl katalog, který sestavil Lynga (1981[5]; 1982[6]), později aktualizován a publikován jako Lund Catalog of Open Cluster Data. Další výrazný pokrok nastal v devadesátých letech s prací J.-C. Mermilioda, který vytvořil webovou databázi nazvanou WEBDA<sup>1</sup> (Mermiliod 1995[7]). Kromě fotometrie v různých fotometrických systémech pro členy hvězdokup, WEBDA obsahuje také pozice hvězd, radiální a rotační rychlosti, spektrální klasifikace, astrometrická data s pravděpodobnostmi, asociace s danou hvězdokupou a bibliografii k dané hvězdokupě. WEBDA je i v současné době aktualizována a udržována na Masarykově Univerzitě.

Ke konci devadesátých let, data z mise HIPPARCOS (Perryman 1997[8]) umožnila výrazně rozšířit naše znalosti o hvězdokupách. Tato mise byla první, která poskytla paralaxy s přesností na úrovni mili-úhlových sekund (mas) pro velký počet hvězd (téměř 120 tisíc objektů). Pro srovnání, před misí HIPPARCOS dával nejmodernější katalog "The general catalogue of trigonometric parallaxes" (van Altena et al. 1995[9]) hodnoty paralax jen pro něco více než 8000 hvězd, přičemž přesnost pod 2 mas byla dosažena jen pro 10% objektů. Kromě vysokých chyb (podle dnešních standardů), byl katalog také zasažen problémy s nehomogenitou dat, na základě kterých byly paralaxy získány. Mise HIPPARCOS vyprodukovala první homogenní katalog. Na těchto datech byl částečně založen katalog DAML02 (Dias et al. 2002[10]). DAML02 poskytuje informace o pozici hvězdokupy, její kinematice, vzdálenosti, extinkci, stáři a metalicitě. Původní verze katalogu obsahovala data o přibližně 1700 hvězdokupách, přičemž byl katalog během let průběžně doplňován. Poslední verze katalogu, DAML14[11], obsahuje informace o více než 2100 hvězdokupách.

Další pokrok byl umožněn otevřením nových pozorovacích oken, zejména blízkého infračerveného oboru pro celooblohové prohlídky. Využitím těchto vlnových délek je možné najít hvězdokupy zahalené mezihvězdným materiálem, zejména tedy mladé hvězdokupy a hvězdokupy nacházející se v oblastech s vysokou extinkcí směrem k centrální části Galaxie. Výrazně k tomu přispěla prohlídka 2 Micron All Sky Survey (2MASS<sup>2</sup>; Skrutskie et al. 2006[12]). Využitím dat z této prohlídky, Froebrich et al. (2007[13]) vytvořil nový infračervený katalog hvězdokup uvnitř 20° od Galaktické roviny, kde velká část katalogizovaných objektů jsou nové hvězdokupy. Na datech z 2MASS je založený i Milky Way Star Clusters Catalog (MWSC; Kharchenko et al. 2013[14]), který obsahuje data o 2808 otevřených hvězdokupách. Hlubší a modernější infračervené prohlídky jako VISTA Variables in Via Lactea (VVV; Minniti et al. 2010[15]) zaměřené na oblasti vnitřní Galaxie a Galaktické výdutě, také demonstrovaly potenciál pro objevování nových hvězdokup. Hvězdokupy objevené infračervenými prohlídkami jsou však často problematické, jelikož je někdy obtížné určit jejich vzdálenost nebo jejich skutečnou existenci.

Nedávný výrazný pokrok byl umožněn misí *Gaia* (Gaia Collaboration 2016[16]), zejména po jejím druhém vydání dat. *Gaia* představuje velký technologický skok od mise

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>https://webda.physics.muni.cz/

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup>https://irsa.ipac.caltech.edu/Missions/2mass.html

HIPPARCOS a překonává ji ve všech směrech, včetně přesnosti astrometrie i studovaných objektů. Více rozsáhlý popis mise je předmětem Kapitoly 3. Data z této mise umožnila objev a charakterizování mnoha otevřených hvězdokup. Velké množství pracovních skupin se věnovalo detekci nových hvězdokup pomocí dat z mise *Gaia*, přičemž nejznámější a nejvíce používané katalogy jsou Cantat-Gaudin et al. (2018[17]), Cantat-Gaudin & Anders (2020[18]) a Dias et al. (2021[19]).

### 1.2 Definice otevřené hvězdokupy

Za hvězdokupy považujeme hvězdná seskupení, která jsou složena z fyzicky příbuzných hvězd zformovaných z kolapsu obřího molekulového mračna v časové škále několika milionů let. Hvězdokupy dělíme na otevřené a kulové, v širším slova smyslu však mezi hvězdokupy řadíme také asociace, pozůstatky po otevřených hvězdokupách (open cluster remnants) a pohybové skupiny (moving groups). Ze společného původu hvězd ve hvězdokupě vyplývá několik vlastností, které platí pro každého člena hvězdokupy:

- Všechny členy hvězdokupy mají od nás přibližně stejnou vzdálenost. Velikost hvězdokupy samotné je typicky zanedbatelná v porovnání se vzdáleností hvězdokupy od nás. S tím je také spojena skutečnost, že množství extinkce (závislé na množství absorbujícího interstelárního média (ISM), mezi námi a studovaným objektem), je pro hvězdy ve hvězdokupě přibližně stejné. To však nemusí platit pro mladé hvězdokupy ani pro blízké nebo velké asociace (diferenciální extinkce).
- Všechny hvězdy jsou stejného stáří ( $\pm$  časová škála pro tvorbu hvězd,  $\sim$  několik Myr protohvězdná fáze trvá různou dobu pro hvězdy různé hmotnosti).
- Stejná počáteční metalicita pro všechny hvězdy ( $\pm$  malé chemické nehomogenity v rodném mračnu).
- Stejné kinematické charakteristiky pro všechny hvězdy. Členové hvězdokupy se pohybují po Galaktické dráze společně (může existovat kinematická disperze ≤5 km s<sup>-1</sup>).

Různé druhy hvězdokup se v některých aspektech liší. Pro nejpočetnější skupinu objektů, otevřené hvězdokupy, platí:

- Množství členů je typicky řádově ve stovkách hvězd, celková hmotnost hvězdokupy je  $10 < M < 10^4 \,\mathrm{M_{\odot}}$ .
- V projekci na obloze mají často nepravidelný vzhled.
- Nacházejí se v disku Galaxie. Jedná se o relativně mladé objekty, kterých stáří je pro většinu objektů <1 Gyr. Formování nových otevřených hvězdokup v Galaktickém disku stále probíhá.
- V podstatě podle definice, stáří otevřených hvězdokup musí být vyšší než je čas potřebný pro zformování všech individuálních hvězd ve hvězdokupě. Jejich stáří je tedy mnohem vyšší než je časová škála pro ztrátu zárodečného plynu (ISM zbylého po formaci hvězd). Tato časová škála je několik Myr.



Obrázek 1.1: Príklad typické otevřené a kulové hvězdokupy. Vlevo: otevřená hvězdokupa NGC 2457, se stářím přibližně 30 Myr, obsahující několik desítek hvězd. Vpravo: kulová hvězdokupa 47 Tucanae, stará 13 Gyr a obsahující miliony hvězd. Zdroj:[21]

- Stáří otevřené hvězdokupy musí být také vyšší než její dynamická časová škála, nebo její přechodová časová škála (crossing time,  $t_{cross} \sim 2R_{cluster}/v_{dispersion}$ , kde  $v_{dispersion}$  je kinematická disperze členů). Toto kritérium zaručuje, že hvězdokupa je gravitačně vázaná.
- Kvůli relativně nízkému stáří mají otevřené hvězdokupy metalicitu přibližně podobnou Slunci. Formují se převážně z ISM, které už bylo obohaceno o kovy z předešlých generací hvězd.

Kulové hvězdokupy se od otevřených v některých vlastnostech liší. Mají jiný původ - byly zformovány jen velice brzy po vzniku Galaxie (Taniguchi et al. 1999[22]) a tím pádem jsou starší (stáří ~10 Gyr) než otevřené hvězdokupy a obsahují jen staré hvězdy. Kvůli tomu mají také nižší metalicitu než otevřené hvězdokupy, jelikož ISM, z kterého byly zformovány, ještě nebylo výrazně obohaceno o těžší prvky. Kulové hvězdokupy mají také mnohem vyšší počet hvězd a jako celek jsou mnohem hmotnější než otevřené hvězdokupy. Kulové hvězdokupy, které je možné v současnosti pozorovat, mají kulovitý tvar a nacházejí se v Galaktickém halu nebo Galaktické výduti. Prototyp otevřené a kulové hvězdokupy je na Obrázku 1.1.

Je nutné podotknout, že jasná distinkce mezi kulovými a otevřenými hvězdokupami platí jen pro naší Galaxii. Pro některé galaxie, jako například Magellanovy Mračna, není hranice mezi nimi jasně definovatelná. V těchto galaxiích probíhá tvorba masivních hvězdokup, které mohou být progenitory kulových hvězdokup. I v naší Galaxii je známých několik takzvaných mladých masivních hvězdokup (young massive clusters), které mají stáří jen několik Myr, ale mají hmotnosti a počty členů typické pro kulové hvězdokupy (Portegies Zwart et al. 2010[23]). Asociace jsou podobné otevřeným hvězdokupám, ale jde o mnohem volnější struktury. Jsou to oblasti, kde je zvýšený výskyt určitého typu hvězd (například OB asociace, kde je zvýšená hustota O a B hvězd oproti okolnímu prostředí). Asociace jsou typicky mnohem rozsáhlejší struktury, které nejsou gravitačně vázané a rapidně se rozpadají - na časových škálách od 10 do 100 Myr.[2], [24], [25]

### 1.3 Globální vlastnosti v kontextu Galaxie

Otevřené hvězdokupy jako populace vykazují mnoho zajímavých vlastností, podle kterých je možné lépe pochopit otevřené hvězdokupy samotné, ale i Galaxii. Jsou to velice vhodné sondy pro charakterizaci, studium a analýzu aspektů týkajících se struktury, složení, dynamiky, vzniku a vývoje Galaxie. Neúplný seznam těchto aspektů zahrnuje:

Galaktické škály (škálová výška Galaktického disku (scale height), výška Slunce nad Galaktickou rovinou, vzdálenost k centru Galaxie etc.), spirální struktura kinematika a dynamika (rotace spirální struktury, rotační křivka Galaxie, rychlost lokálního standardu pokoje (LSR), Oortovy konstanty, orbity hvězdokup v Galaxii a jejich vztah k rozpadu hvězdokup etc.)

#### 1.3.1 Rozdělení v prostoru

Pozorování otevřených hvězdokup poskytuje mnoho výhod oproti pozorování izolovaných hvězd. Základní vlastnosti, jako vzdálenost nebo stáří, je možné pro otevřené hvězdokupy stanovit o mnoho jednodušeji a přesněji. Využitím dat z mise *Gaia* se studiem těchto vlastností zabývali např. Cantat-Gaudin et al. (2018[17]; 2020[26]) a Dias et al. (2021[19]). Na Obrázku 1.2 je vyobrazena projekce pozic otevřených hvězdokup v Galaktických souřadnicích X-Y (projekce na Galaktickou rovinu). Je rychle patrné, že naše znalost populace otevřených hvězdokup je silně předpojatá ke Slunečnímu okolí, přičemž plošná hustota otevřených hvězdokup výrazně klesá od vzdálenosti přibližně 1 kpc a výše. Jedná se o důsledek observačních výběrových efektů (biasů). Hlavním důvodem je výrazná mezihvězdná extinkce v Galaktické rovině, která závisí od konkrétního směru pozorování.

Po rozložení hvězdokup na skupiny podle stáří je také nápadná asociace nejmladších hvězdokup se spirálními rameny (Obrázek 1.3 a 1.4). S rostoucím stářím tato asociace postupně mizí. Za pomoci studia drah mladých otevřených hvězdokup, došel Castro-Ginard (2021[20]) k závěru, že spirální ramena naší Galaxie nejsou hustotní vlny a nerotují jako pevné těleso, ale jejich kinematika je velmi podobná hvězdám v disku, se kterými téměř korotují v daném Galaktocentrickém poloměru. Jsou to tedy přechodné shluky materiálu.

Naše znalost populace otevřených hvězdokup je pravděpodobně kompletní jen do přibližně 850–1000 pc. Pomocí plošné hustoty otevřených hvězdokup v blízkosti Slunce je možné extrapolovat jejich populaci ve zbytku Galaxie. Z Obrázku 1.2 je vidno, že jejich průměrná hustota je  $\approx 100 \text{ kpc}^{-2}$  a jejich objemová hustota je  $\approx 1000 \text{ kpc}^{-3}$  (i když otevřené hvězdokupy nedosahují 1 kpc nad Galaktickou rovinu). Z celkového objemu Galaxie je možné usoudit, že celková populace otevřených hvězdokup dosahuje  $\sim 1000000$ objektů. I podle nejnovějších katalogů známe tedy jen 2 až 3% jejich celkové populace.[25]



Obrázek 1.2: Projekce pozic otevřených hvězdokup na Galaktickou rovinu. Pozice jsou v Galaktických souřadnicích X-Y, Slunce se nachází v (0,0) kpc a centrum Galaxie je vpravo, směrem s narůstajícím X, směr rotace Galaxie je směrem k pozitivním hodnotám Y. Informace o stáří je indikována barevnou škálou. Stínované plochy označují spirální ramena Galaxie (Reid et al. 2014[27], Reid et al. 2019[28]). Obrázek převzatý z [26].



Obrázek 1.3: Ekvivalentní k Obrázku 1.2, avšak otevřené hvězdokupy jsou rozděleny do třech skupin v závislosti na stáří. Obrázek převzatý z [26]



Obrázek 1.4: Distribuce mladých otevřených hvězdokup v Galaktických souřadnicích X-Y, v rozdílných intervalech podle stáří. Distribuci překrývá model spirálních ramen. Střed Galaxie je směrem k pozitivním hodnotám X, směr rotace Galaxie je směrem k pozitivním hodnotám Y. Intervaly stáří jsou zleva doprava a ze shora dolů: méně než 30 Myr, od 10 do 50 Myr, od 20 do 60 Myr a od 40 do 80 Myr. Obrázek převzatý z [20]



Obrázek 1.5: Distribuce plošné hustoty otevřených hvězdokup jako funkce vzdálenosti od Slunce v projekci na Galaktickou rovinu. Vertikální tečkovaná čára vyznačuje kompletnostní limit. Čárkovaná horizontální čára vyznačuje průměrnou hustotu otevřených hvězdokup. Obrázek převzatý z [29].

Distribuce výšky otevřených hvězdokup nad Galaktickou rovinou v závislosti na vzdálenosti od centra Galaxie také není triviální. Tato distribuce je vyobrazena na Obrázku 1.6. Obecně platí, že škálová výška Galaktického disku (scale height) pro mladé otevřené hvězdokupy je menší než pro staré objekty. Je to zřejmě následek dvou faktorů. Hlavním důvodem rozšiřování Galaktického disku je rozptyl rychlostí, který je zapříčiněný gravitačními interakcemi s masivními molekulovými mračny a také účinky Galaktické příčky, spirální struktury nebo srážkami s jinými galaxiemi. Druhý faktor je evoluční selektivní efekt, v tom smyslu, že otevřené hvězdokupy nacházející se v Galaktickém disku jsou vystaveny působení molekulových mračen a jiným dynamickým interakcím, což vede k rozpadu hvězdokupy a jejímu zániku. Hvězdokupy s orbitami, které je odnášejí mimo Galaktický disk, vedou klidnější život a jsou vystaveny slabším vlivům. Tyto objekty mají potom delší život.[25],[26]

V literatuře je mnoho způsobů jak parametrizovat distribuci vertikální hustoty disku. Jeden z možných předpisů je:

$$N(Z) = \frac{1}{h_Z} \exp\left(-\frac{Z - \langle z \rangle}{h_Z}\right),\tag{1.1}$$

kde  $\langle z \rangle$  je vzdálenost roviny disku od Slunce a  $h_Z$  je škálová výška. Pro okolí Slunce, kde je průměrné stáří hvězdokup ~100 Myr je  $h_Z = 74 \pm 5$  pc. Pro starší hvězdokupy je tato výška několik sto pc. Je poznat (Obrázek 1.6), že škálová výška obecně stoupá se vzrůstající Galaktocentrickou vzdáleností. Například, pro mladé otevřené hvězdokupy (mladší než 200 Myr), je škálová výška ve vnější Galaxii výrazně vyšší než v blízkosti Slunce. Několik objektů tam dosahuje  $Z \sim 300$  pc.

Z Obrázku 1.6 je patrné, že ve vnitřních částech Galaxie je deficit otevřených hvězdokup s vysokým stářím. Jedná se pravděpodobně o důsledek vlivu zvýšené hustoty hvězd a působení Galaktické výdutě, což vede ke zvýšené míře rozpadu hvězdokup v této oblasti. Efekt je také částečně způsoben observačním zkreslením (biasem), jelikož pozorování otevřených hvězdokup ve vnitřní Galaxii je zatíženo vysokou extinkcí (Obrázek 1.7). Staré otevřené hvězdokupy jsou také obtížněji detekovatelné. [25], [26]

#### 1.3.2 Stáří otevřených hvězdokup

Rozdělení stáří otevřených hvězdokup dává informaci o rovnováze mezi vznikem a zánikem hvězdokup. Pokud by byla současná pozorovaná populace otevřených hvězdokup výsledkem rovnoměrného procesu formace v průběhu života Galaxie kombinovaného s exponenciálně klesající rychlostí rozpadu, očekávali bychom, že budeme pozorovat populaci s jednoduchou exponenciální distribucí stáří. Toto ale neodpovídá pozorováním. Ve skutečnosti pozorujeme tři populace s rozdílnými škálami životnosti.

První, nejmladší populace, má charakteristickou životnost jen několik Myr nebo méně. Tyto objekty jsou hvězdné asociace, které nejsou gravitačně vázány a jsou v procesu rozpadu do okolního Galaktického pole. Důvodem rozpadu je zejména snížení gravitačního potenciálu asociace kvůli prudkému odstranění zárodečného ISM, které zbylo po tvorbě hvězd, zejména kvůli působení hvězdných větrů a supernov.

Druhá skupina je nejpočetnější a skládá se z objektů s charakteristickou životností několik stovek Myr. Je to homogenní skupina a představuje typické Galaktické otevřené



Obrázek 1.6: Horní panel: Galaktocentrická distribuce otevřených hvězdokup ve třech věkových skupinách. Spodní panel: Vzdálenost od Galaktické roviny v závislosti na Galaktocentrické vzdálenosti pro otevřené hvězdokupy. Stáří je indikováno barevnou škálou. Vertikální tečkovaná čára indikuje Sluneční vzdálenost od centra Galaxie ( $R_{GC} \approx 8.34$  kpc[27]). Obrázek převzatý z [26].



Obrázek 1.7: Distribuce otevřených hvězdokup v Galaktických souřadnicích X-Y a distribuce vzdálenosti od Galaktické roviny v závislosti na Galaktocentrické vzdálenosti. Barevná informace indikuje velikost extinkce. Obrázek převzatý z [26].

hvězdokupy. Časová škála pro rozpad je závislá na hmotnosti hvězdokupy jako  $t_{dis} \sim M^{0.62}$ . Hlavními procesy, které vedou k rozpadu, jsou interakce s jinými objekty v disku, Galaktickou strukturou a diferenciální rotace Galaxie.

Poslední skupina objektů představuje jen několik procent všech objektů a jedná se o nejstarší hvězdokupy se stářím srovnatelným se stářím Galaktického disku. Tato populace je jen obtížně vysvětlitelná pomocí jednoduchého obrazu formování a rozpadu hvězdokup.[24]

#### 1.3.3 Hmotnosti otevřených hvězdokup

Navzdory tomu, že hmotnost hvězdokupy je jedním z jejích základních parametrů, je možné ji měřit jen velice obtížně. Teoreticky je možné vytvořit katalog členů hvězdokupy (pomocí nějaké metody, která odděluje hvězdy hvězdokupy od hvězd z Galaktického pole) a přidělit každému členu určitou hmotnost. Kromě toho je nutné posoudit kompletnost katalogu směrem k nízkým jasnostem a zkoumat celý objem hvězdokupy až k jejímu reálnému okraji. Také je třeba vzít v potaz kolik objektů se ztratí v difrakčních obrazcích jasných hvězd, v místech s vysokou hustotou zdrojů a také zahrnout efekty vzniklé přítomností dvojhvězd. Kombinaci těchto efektů je obtížné modelovat dostatečně důkladně. Navíc, přechod od fotometrických veličin k hmotnostem je závislý na modelech vývoje hvězd, které nemusí být spolehlivé, zejména pro mladé hvězdy.

Další metoda je dynamická – založena na viriálovém teorému. Hmotnost hvězdokupy je určena pomocí 3D rychlostní disperze hvězd ve hvězdokupě,  $\sigma_v$ , užitím vztahu  $M_c = R_g \sigma_v^2/G$ , kde  $R_g$  je gravitační poloměr hvězdokupy. Tento způsob výpočtu hmotnosti nepotřebuje katalog všech členů hvězdokupy, ale předpokládá, že hvězdokupa je virializována, což nemusí být pravda, zejména pro mladé hvězdokupy. Navíc,  $R_g$  je získaný fitováním radiálního hustotního profilu (což může být problematické, pokud hvězdokupa není sféricky symetrická). Získané  $R_g$  z fitů jsou často podhodnoceny. Také  $\sigma_v$  se určuje velice obtížně, jelikož je na úrovni 1 km s<sup>-1</sup>, což je přesnost dosažitelná jen u blízkých hvězdokup a navíc je  $\sigma_v$  kontaminováno přítomností dvojhvězd.

Poslední metoda je hybridní – kompromis mezi vytvořením kompletního katalogu členů a dynamickým modelováním. Je založena na derivaci slapového poloměru hvězdokupy (tidal radius),  $r_t$ , a znalosti gravitačního potenciálu Galaxie. Pomocí tohoto je možné spočítat "slapovou hmotnost" (tidal mass):  $M_c = \frac{4A(A-B)r_t^3}{G}$ , kde A a B jsou Oortovy konstanty a  $r_t$  je získaný fitem Kingova profilu na plošnou hustotu členů hvězdokupy. Předpokládá se sférická distribuce hustoty, což velmi často není reálný předpoklad. Kvůli nehomogenitám ve struktuře hvězdokupy a observačním biasům je  $r_t$  často nepřesně určeno, a v rovnici na hmotnost vystupuje ve třetí mocnině. Tím pádem hmotnosti získané tímto způsobem jsou velmi citlivé na hodnotu  $r_t$ .

Jak bylo naznačeno v předešlé sekci, rozsah hmotností otevřených hvězdokup je od 10 do přibližně  $10^5 M_{\odot}$ , přičemž většina leží mezi 100 a  $10^4 M_{\odot}$ . Průměrná hmotnost je přibližně  $700 M_{\odot}$  (Obrázek 1.8).[24], [25]

#### 1.3.4 Metalicita

Otevřené hvězdokupy mají metalicity typicky v rozsahu -1.0 < [Fe/H] < 0.5 dex, přičemž většina leží v rozmezí  $\pm 0.3$  dex od sluneční metalicity. Mnoho studií zkoumalo, jestli je rozdělení metalicity závislé na vzdálenosti od středu Galaxie.



Obrázek 1.8: Diagram hmotnost vs. poloměr pro Galaktické hvězdokupy. Jako poloměr je použitý "half mass radius", tedy poloměr, vevnitř kterého se nachází polovina hmotnosti hvězdokupy. Fialové čtverce vyznačují mladé masivní hvězdokupy, přechodný typ objektu s vlastnostmi mezi otevřenými a kulovými hvězdokupami. Obrázek převzatý z [23].

Jedna z novějších studií je od Netopil et al. (2016[30]), kde byly spočteny hodnoty metalicity pro 172 otevřených hvězdokup za použití fotometrie a spektroskopie. Pro studium radiální distribuce metalicity odvodili metalicity 100 otevřených hvězdokup využitím spektroskopických dat. Určili gradient metalicity -0.07 dex kpc<sup>-1</sup> od Galaktického středu do cca  $R_{GC} = 12$  kpc. Od této vzdálenosti je gradient téměř konstantní, -0.016 dex kpc<sup>-1</sup> (Obrázek 1.9). V této části Galaxie je však známý jenom malý počet otevřených hvězdokup a je tedy obtížné určit, zda je gradient konstantní nebo má skutečně mírný negativní sklon a zda se hodnoty metalicity vyvíjejí v čase.

### 1.4 Vnitřní vlastnosti

Zatímco globální vlastnosti Galaktické populace otevřených hvězdokup jsou zajímavé zejména pro studium vlastností Galaxie, jsou vnitřní vlastnosti zajímavé pro studium hvězdné dynamiky a hvězdného vývoje. Tyto dva náhledy jsou odlišné, ale vevnitř nutně propojené. Hvězdokupy často obsahují mnoho typů exotických astrofyzikálních objektů, pro které je obtížné určit přesné hodnoty základních parametrů, jako je například vzdálenost nebo stáří, s dostatečnou přesností, pokud jsou studovány osamoceně. Pokud je možné usoudit, že daný objekt patří do hvězdokupy, je možné použít některé parametry dopočí-



Obrázek 1.9: Závislost metalicity na Galaktocentrické vzdálenosti pro otevřené hvězdokupy. Kruhy představují spektroskopické měření (měření založená na vysoce-kvalitních datech jsou vyznačena plnými kruhy). Fotometrické metalicity jsou označeny trojuhelníky. Plná čára je fit pro spektroskopická data ve vnitřní části Galaxie a průměrná metalicita pro vnější část. Šedá plocha vyznačuje rozsah chyb určený ze spektroskopických měření. Obrázek převzatý z [30].

tané z ostatních členů hvězdokupy (vzdálenost, stáří, počáteční metalicita etc.), jelikož jsou všechny členy hvězdokupy stejného původu a sdílí mnoho vlastností. Takto získané parametry, založené na robustní statistice z většího množství objektů, jsou obecně výrazně přesnější. Vhodný příklad jsou bílí trpaslíci. Jejich absolutní jasnost je obecně přibližně o 10 mag slabší než u hvězd hlavní posloupnosti stejného spektrálního typu. Tím pádem, i vzdálenosti určené pomocí paralax z mise Gaia, jsou zatíženy výraznou nejistotou. Bílí trpaslíci jsou hvězdné pozůstatky se složením, které je drasticky jiné než jejich počáteční složení. Pokud je trpaslík izolován, není možné počáteční složení ani hmotnost původní hvězdy určit. Pokud se ale trpaslík nachází ve hvězdokupě, je možné získat přesnější vzdálenost použitím paralax vícerých členů hvězdokupy, nebo i jinou metodou využívající hvězdokupy (např. fitování izochron). Původní metalicita hvězdy, která byla progenitorem (předchůdcem) bílého trpaslíka, je identická s ostatními členy hvězdokupy, pro které je měřitelná. Původní hmotnost progenitoru je možné určit odečtením času chladnutí bílého trpaslíka (určeného např. ze spektroskopie nebo fotometrie) od celkového stáří hvězdokupy, také určeného za pomoci ostatních členů. Výsledkem je čas strávený na hlavní posloupnosti, který je závislý na hmotnosti hvězdy. Podobný postup je možné využít i pro studium jiných typů objektů. [31]

Před jakoukoliv astrofyzikální studií otevřené hvězdokupy je potřebné sestrojit katalog

objektů, které náleží hvězdokupě a které patří do Galaktického pole. Například, pokud získáme fotometrii všech hvězd v poli hvězdokupy NGC 188 přibližně do 18 pc od jejího středu (z článku od Platais et al. 2003[32]), a sestrojíme V, B-V barevný diagram (color-magnitude diagram, CMD), získáme něco podobného jako je na levém panelu Obrázku 1.10. Z vizuální inspekce je jasné, že otevřená hvězdokupa je ve studovaném poli - je zřejmá výrazná hlavní posloupnost, bod obratu i populace hvězd, které hlavní posloupnost již opustily (větev obrů). Je ale obtížné získat věrohodný katalog členů jen použitím fotometrické informace, jelikož ve studovaném poli se nachází mnoho hvězd, které leží v pozadí nebo popředí hvězdokupy. Oblast CMD, kde se nachází hlavní posloupnost hvězdokupy, je výrazně kontaminována populací obrů z Galaktického pole. Pochopitelně, je možné sestavit katalog členů hvězdokupy využitím čistě fotometrických měření, což byla standardní praxe zejména v minulém století, pomocí různých statistických metod založených na statistickém modelování hvězdné populace pole a hvězdokupy. Jedna z nejjednodušších metod je založena na extrakci CMD pro pole s hvězdokupou (jako na levém panelu Obrázku 1.10) a pro prstencovou plochu (annulus) centrovanou na střed zkoumané hvězdokupy s vnitřním poloměrem větším než je poloměr studované hvězdokupy a vhodně zvoleným vnějším poloměrem. Z CMD pole hvězdokupy a prstence se vytvoří vhodně zbinováné 2D histogramy (takzvané Hessovy diagramy), které se od sebe odečtou. Výsledný histogram je možné využít pro určení pravděpodobností asociace hvězdy s hvězdokupou, která bude úměrná hodnotě 2D binu výsledného histogramu, do kterého podle její V a B-V spadá. Tento postup přináší řadu nevýhod. Kromě toho, že ústí do méně jistého katalogu členů, je málo citlivý na zdroje, které se nachází mimo hlavní posloupnost nebo větev obrů a které jsou potenciálně velice zajímavé (modří opozdilci, bílý trpaslíci etc). Tento postup se v současnosti využívá pouze pro velmi vzdálené hvězdokupy, kde kromě fotometrie, nejsou dostupné žádné užitečné informace. [25]

Nezávisle na daném vědeckém cíli, podle definice hvězdokupy pro všechny členy hvězdokupy platí, že sdílejí společné kinematické vlastnosti ve třech dimenzích. Na levém panelu Obrázku 1.11 je diagram vlastních pohybů (vector-point diagram, VPD) pro studované pole hvězdokupy NGC 188 v Platais et al. (2003[32]). Na diagramu je jasně viditelná populace hvězdokupy, která se jeví jako zhuštěnina centrovaná na  $(\mu_x, \mu_y) = (-5,$ -1) mas  $yr^{-1}$ . Je viditelné, že tato zhuštěnina je vnořena do více rozptýlené distribuce hvězd z Galaktického pole. Nevyhnutelně tedy některé hvězdy z pole sdílejí stejný vlastní pohyb jako hvězdy z hvězdokupy. Na pravém panelu Obrázku 1.11 je ukázána distribuce radiálních rychlostí pro objekty zkoumaného pole, kde je také evidentní úzká koncentrace radiálních rychlostí hvězd z hvězdokupy a širší distribuce hvězd z pole. Typický postup při využití naměřených vlastních pohybů je použít dvě dvou-dimenzionální Gaussovy funkce, které se současně proloží na distribuci hvězd z hvězdokupy a na distribuci hvězd pole. Pravděpodobnost, že konkrétní hvězda s určitou hodnotou vlastního pohybu je členem hvězdokupy je definována jako poměr hodnoty proložené Gaussovy funkce pro hvězdokupu, podělené součtem Gaussových funkcí pro pole a hvězdokupu, vše vyčíslené na dané hodnotě vlastního pohybu dané hvězdy. Výsledkem je pravděpodobnost asociace, která podle její definice nemůže být nikdy přesně rovna jedné. Je jasné, že s vyšší přesností měřeného vlastního pohybu a pro hvězdokupy s větším kinematickým rozdílem od Galaktického pole je možné získat lepší katalog členů. Ten samý postup je možné aplikovat i pro radiální rychlosti, i když v tomto případě je nutné vzít do úvahy komplikace, které



Obrázek 1.10: V, B-V CMD otevřené hvězdokupy NGC 188. Levý panel: Všechny hvězdy v poli NGC 188 s jasností nad jasnostní hranicí. Pravý panel: 1490 pravděpodobných členů hvězdokupy, s pravděpodobnostmi asociace mezi 10 a 99%, určenými z analýzy vlastních pohybů. Velikost bodu je úměrná pravděpodobnosti asociace (Obrázek z Platais et al. 2003[32]).

způsobuje přítomnost spektroskopických dvojhvězd, což musí být modelováno. Výsledky analýzy z vlastních pohybů a radiálních rychlostí je možné kombinovat pro ještě kvalitnější katalog členů. Různé techniky založené na tomto principu jsou využívané i v současnosti, zejména pro hvězdokupy se vzdáleností 2 kpc a více. [25]

Přínos této metody je zřejmý na pravém panelu Obrázku 1.10, který ukazuje vyčištěný CMD diagram hvězdokupy za pomoci pravděpodobností asociace získaných z analýzy vlastních pohybů hvězd ve studovaném poli. Jasně viditelná je větev obrů a populace modrých opozdilců.

Za ideálních podmínek je možné využít vzdálenosti (paralaxy) hvězd a také distribuci hvězd v projekci na obloze. Techniku, která hledá skupiny v pět-dimenzionálním prostoru pozic na obloze, komponentů vlastních pohybů a paralax budu v této práci využívat. Konkrétně využiji metodu HDBSCAN (Hierarchical DBSCAN, Campello et al. 2013[34]), kterou blíže popíši v Kapitole 3. Kromě metod popsaných v této sekci existuje ještě mnoho metod, založených například na spektroskopii. Spektroskopická data jsou však poměrně vzácná, tedy nebudu tyto techniky v této práci využívat.

Po sestrojení katalogu členů hvězdokupy je možné studovat vlastnosti hvězdokupy popsané v předešlé sekci, jako například vzdálenost, stáří a metalicitu. Například hvězdy



Obrázek 1.11: Levý panel: Diagram vlastních pohybů (vector point diagram, VPD) pro hvězdy v poli NGC 188. Zvýšená koncentrace členů hvězdokupy je patrná na mnohem více rozptýleném hvězdném pozadí (Platais et al. 2003[32]). Pravý panel: Jedno-dimenzionální distribuce radiálních rychlostí hvězd v poli NGC 188. Na distribuci je proložený Gaussov-ský fit pro populaci hvězdokupy a pozadí, který je použitý pro určování pravděpodobností asociace pro jednotlivé hvězdy (Obrázek z Geller et al. 2008[33]).



Obrázek 1.12: CMD diagram otevřené hvězdokupy Messier 67, proložený isochronou stáři 4 Gyr. Zdroj:[35]

hvězdokupy se dají proložit vhodnou izochronou (křivkou stejného stáří), podle které je možné určit několik parametrů hvězdokupy zároveň, včetně stáří (například Obrázek 1.12). Další aplikace jsou studium hmotnostní segregace členů nebo derivace počáteční hmotnostní funkce (initial mass function, IMF). Více podrobný popis je možné najít v literatuře, například v Mathieu (2015[25]) nebo Moraux (2016[24]).

### Kapitola 2

# Otevřené hvězdokupy a rentgenová emise

V závislosti (primárně) na stáří hvězdokupy můžeme ve hvězdokupě pozorovat různé druhy objektů s rentgenovou emisí. Kromě různých druhů více exotických objektů se jedná o hvězdy vysoké hmotnosti a hvězdy nízké hmotnosti. Obě populace mají kompletně rozdílný původ jejich rentgenové emise. Pro hvězdy se střední hmotnostní (spektrální typ  $\sim$ A, prototypem je např. Vega) ani jeden z těchto mechanismů není účinný, tedy se jeví (až na exotické výnimky), rentgenově tmavé.

Studium rentgenové emise hvězd je velmi rozsáhlý a aktivní vědní obor. V mé práci jsem schopna poskytnout pouze základní úvod do vybraných aspektů tohoto oboru. Existuje více druhů objektů, které nejsou v kapitole diskutovány (např. hvězdy před vstupem na hlavní posloupnost, hvězdy po vývoji na hlavní posloupnosti, etc.). Více podrobností se dá najít v nedávném vydání přehledu od Drake (2019[36]), který je také podkladem velké části textu této kapitoly.

### 2.1 Hvězdy nízké hmotnosti

Jako hvězdy nízké hmotnosti označujeme hvězdy spektrálních typů, u kterých dochází k vytváření výrazných konvekčních zón, což odpovídá hvězdám hlavní posloupnosti spektrálního typu F a níže, nebo ekvivalentně hvězdám s hmotností přibližně 1.5  $M_{\odot}$ . Jednou z nich je také naše Slunce, kterého zkoumání výrazně přispělo k pochopení původu rentgenové emise u těchto hvězd.

Právě díky Slunečním pozorováním víme, že rentgenová emise hvězd s nízkou hmotností pochází z jejich horké koróny. Hvězdná koróna v rentgenu zahrnuje jasné, aktivní oblasti, kde se nachází plazma uvězněné v magnetických smyčkách, tmavé koronální díry, malé oblasti s jasnou emisí a difuzní komponent. Jediná hvězda u které jsme tyto struktury schopni přímo pozorovat, je Slunce. U ostatních hvězd pozorujeme integrovaný světelný tok. Nicméně, díky rozvinutým diagnostickým metodám pro plazma, je možné modelovat strukturu koróny i pro vzdálenější hvězdy.

Proč má koróna tak vysokou teplotu nebylo dlouho známo. Posun nastal až v sedmdesátých letech s vypuštěním družice *Einstein*, kdy se ukázalo, že zahřívání koróny je spojeno s magnetismem. Do té doby byl převládající názor, že koróna je zahřívána akusticky. Model



Obrázek 2.1: Poměr rentgenové a bolometrické svítivosti,  $L_X/L_{bol}$ , v závislosti na době rotace hvězdy (levý panel) a Rossbyho čísla *Ro* (pravý panel) vzorku hvězd. Plně konvektivní hvězdy jsou označeny jako velké červené body, zatímco plně konvektivní hvězdy v saturovaném režimu jsou označeny jako světle červené body, částečné konvektivní hvězdy jsou označeny šedou barvou. Horní limity, označené červenými šipkami, jsou zahrnuty pro nedetekované hvězdy (Wright et al. 2018[37]).

akustického ohřívání ale nedokázal dobře popsat rentgenovou emisi hvězd pozdních spektrálních typů pozorovaných družicí *Einstein*. Navíc se krátce poté zjistilo, že rentgenová svítivost hvězdy je korelována s její rotační dobou. Tím pádem, když se vědělo že hvězdná rotace generuje magnetické dynamo, tak je právě magnetické dynamo zdrojem energie pro hvězdnou korónu.

Observační, solární a hvězdná koronální spektra jsou charakterizována emisními čarami z ionizovaných chemických prvků, které jsou superponovány na kontinuum. Čáry jsou vytvářeny srážkovými excitacemi a následnými deexcitacemi. Kontinuum je produktem rekombinačních volně-vázaných přechodů. Solární a hvězdné vnější atmosféry – chromosféra, přechodná vrstva a koróna – mají rozsah teplot od  $10^4$ – $10^8$  K. V rentgenu září koronální plazma s teplotami >  $10^6$  K, chladnější plyn z jiných částí atmosféry vyzařuje primárně v extrémní ultrafialové oblasti (EUV).

Relativně nízké hustoty plazmatu v koróně ( $n_e \sim 10^8 - 10^{10}$ ) způsobují, že vyzařovaná emise je opticky tenká a srážkově dominovaná (collision-dominated). Pokud je plasma v termální rovnováze, tak tvar spektra plazmatu na dané teplotě je v principu určený jen třemi parametry (za znalosti excitačních a ionizačních procesů): teploty, hustoty a chemického složení. Malá optická tloušťka ve srážkově dominovaném plazmatu znamená, že libovolný objemový prvek plazmatu lze uvažovat jako zářivě oddělený (radiatively decoupled) od jakéhokoliv jiného objemového prvku. Tím pádem je možné považovat toto plazma za soubor kvazi-isotermálních plazmatů různých teplot, každý nacházející se ve svém objemovém prvku. Existuje velké množství diagnostických metod pro plazma, které využívají rentgenovou spektroskopii (s vysokým rozlišením) různých emisních čar. V mé práci nebudu tyto metody využívat, ale jejich struční přehled je možné najít v Drake (2019[36]).

Jak už bylo naznačeno, existuje vztah mezi rentgenovou emisí, magnetickým dynamem
a rotací hvězdy. Závislost rentgenové svítivosti a rotační periody ale vykazuje velký rozptyl pokud jsou uvažovány hvězdy různých spektrálních typů (Obrázek 2.1). Tento rozptyl je výrazně zredukován, pokud místo rotační doby budeme používat tzv. Rossbyho číslo, *Ro*, které je definováno jako podíl rotační doby a konvektivní doby obratu (convective turnover time,  $\tau_c$ ):

$$Ro = \frac{P_{rot}}{\tau_c}.$$
 (2.1)

Konvektivní doba obratu je typická časová škála pro konvektivní buňky, aby vystoupaly v plynu (jako vhodná analogie může být lávová lampa –  $\tau_c$  je čas za který vystoupá vybraná hrudka z nejnižšího bodu do nejvyššího). Typická výška, kterou vystoupá adiabatická konvektivní buňka, je určitý násobek  $\alpha$  (~2) tlakové škálové výšky  $H_p$  (typické výšky, podél které se výrazně změní vnitřní tlak). Konvektivní doba obratu je tedy:

$$\tau_c = \frac{\alpha H_p}{\nu},\tag{2.2}$$

kde v je rychlost kterou buňky stoupají. Pro hvězdy hlavní posloupnosti s nízkou hmotností není možné  $\tau_c$  přímo měřit a je nutné ho odhadnout teoreticky. Hodnotu  $\tau_c$  jako funkci barvy B-V je možné získat podle metody v Noyes et al. (1984[38]). Rozptyl závislosti  $L_X$ na *Ro* je také možné zredukovat nahrazením rentgenové svítivosti  $L_X$  poměrem rentgenové a bolometrické svítivosti,  $L_X/L_{bol}$ .

Asociace rentgenové koronální emise s vnitřním magnetickým dynamem znamená, že určitá část magnetické energie vytvořená ve hvězdě, se účinkem dynama dostává na povrch hvězdy, kde je využita k urychlení částic a zahřátí plazmatu. Je nutné podotknout, že tyto procesy nejsou v současnosti dobře chápány. V tomto kontextu, je relace na Obrázku 2.1 zcela mimořádná – ukazuje, že extrémně komplexní fyzikální systém plazmatu a magnetických polí v koróně, poháněný magnetickým dynamem, se chová velice jednoduchým způsobem. Pro delší doby rotace platí  $L_x/L_{bol} \propto Ro^{\beta}$ , což platí až do  $L_x/L_{bol} \sim 10^{-3}$ , kde se emise saturuje a se zrychlující se rotací už  $L_x/L_{bol}$  dále nestoupá. Mechanismus vzniku této saturace není známý, ale je pravděpodobně způsobena saturací samotného dynama.

Na Obrázku 2.1 je u krátkých rotačních dob pozorovaný mírný pokles  $L_X/L_{bol}$  se zrychlující rotační rychlostí, což je označováno jako supersaturace. Nejvíce pravděpodobné vysvětlení je, že při rychlé rotaci hvězdy dochází k narušení koronálních smyček, které se nacházejí dále od hvězdného povrchu, což zapříčiňuje úbytek rentgenové emise.[36]

## 2.2 Hvězdy s vysokou hmotností

Hvězdy spektrálního typu O a hvězdy brzkého spektrálního typu B mají hmotnosti typicky 10  $M_{\odot}$  a více. Jejich hvězdný vývoj je velice rychlý, přičemž jejich typická doba života je jen 4–10 Myr. OB hvězdy vyzařují velké množství ultrafialového záření, které ionizuje interstelární médium v jejich blízkosti. Intenzivní záření pohání jejich hvězdné větry, které dosahují konečné rychlosti přesahující 1000 km s<sup>-1</sup> a odnášejí z hvězdy velké množství hmoty. Hvězdný vývoj kulminuje výbuchem supernovy, který do okolního prostoru uvolní další množství energie a chemických prvků. OB hvězdy mají tedy výrazný vliv na okolní prostředí a vývoj galaxie, ve které se nachází.

Pozorování pomocí družic *Einstein* a ROSAT odhalilo, že rentgenová svítivost OB hvězd v závislosti na bolometrické svítivosti je  $L_X/L_{bol} \sim 10^{-7}$ . Hypotéza vzniku rentgenové emise u těchto hvězd je, že kvůli nestabilitě ve hvězdném větru vznikají části větru s různou rychlostí. To vede ke srážkám mezi komponenty větru a vznikají šoky, které potom zahřívají plazma na vysokou teplotu, což vede k rentgenové emisi.

Rentgenová svítivost OB hvězd rapidně klesá směrem k pozdním spektrálním typům. Například, prohlídka OB hvězd misí ROSAT ukázala, že O hvězdy mají téměř 100% míru rentgenové detekce, zatímco u B hvězd pozdějších než B3 je to už jen okolo 10%. Hvězdy těchto pozdějších tříd už nemají dostatečně silné hvězdné větry aby vytvořili dostatečné množství horkého plynu, který by produkoval rentgenové záření.

Rentgenová emise může být vyšší a tvrdší pokud jsou OB hvězdy ve dvojhvězdném systému, což je u OB hvězd časté. V tom případě může docházet ke srážce větrů členů dvojhvězdy, což vytváří šoky, které mohou ohřívat látku na vyšší teplotu, než je u izolovaných hvězd typické. Bylo také prokázáno, že některé OB hvězdy mají výrazné magnetické pole. U těchto hvězd může docházet k proudění hvězdného větru podél magnetického pole směrem k rovině rovníku, kde dochází ke srážkám, což vede k ohřívání plazmatu a rentgenové emisi.

## 2.3 Exotické objekty

Kromě klasických hvězd ve stádiu hvězdného vývoje se ve hvězdokupě nachází velké množství astrofyzikálně zajímavých objektů. Jak bylo nastíněno v Kapitole 1., jejich přítomnost ve hvězdokupě může být užitečná k lepšímu pochopení těchto objektů ale i hvězdokup samotných. V následující sekci popíšu některé zajímavé objekty, které je možné najít v asociaci s otevřenou hvězdokupou.

## Difuzní emise

Mladé hvězdokupy obsahující velké množství hmotných hvězd jsou výborný cíl pro studium difuzní rentgenové emise. Z teoretické perspektivy, hmotné hvězdy produkují rychlé hvězdné větry s vysokou rychlostí ztráty hmoty, které vedou k vytváření mezihvězdných bublin. Reverzní šok z interakce s mezihvězdní látkou (ISM) by měl vést k zahřívání plynu v ISM na teploty  $\sim 10^6$  K a více. Pokud je dostatečně jasná, je tato emise detekovatelná pomocí moderních rentgenových misí.

Tento druh emise byl úspěšně detekován u více mladých hvězdokup a asociací, i když ve více případech není jasné, jestli je tato emise důsledek působení větrů hmotných hvězd, nebo jiného mechanismu, například netermální emisí pozůstatku po supernově. Difuzní rentgenová emise je často anti-korelovaná s infračervenou prachovou emisí (indikující husté, chladné ISM), což můžeme chápat tak, že horký plyn uniká z hvězdokupy cestou nejmenšího odporu (Obrázek 2.2).[36]

## Klasické cefeidy

Klasické cefeidy jsou pulzující žlutí nadobři s hmotnostmi v rozmezí  $4-20 \text{ M}_{odot}$  a periodami pulzace od 2 do 60 dnů. Cefeidy jsou důležité zdroje pro určování vzdálenosti na



Obrázek 2.2: Okolí asociace Cygnus OB2. Modrou barvou je vyznačena difuzní rentgenová emise (0.5–2.5 keV), bodové zdroje v energiích 0.5–7 keV jsou vyznačeny zeleně a červená barva je infračervená emise chladného (T $\approx$ 10 K) ISM prachu (data z mise *Herschel* – detektor SPIRE, 500  $\mu$ m). Je zřetelné, že difuzní rentgenová emise vyplňuje bubliny v infračervené emisi.[36]

velkých škálách.

Cefeidy byly detekovány jako rentgenové zdroje, přičemž byly navrženy dva mechanismy vzniku rentgenové emise. První z nich je možnost vytvoření šokové vlny šířící se hvězdnou atmosférou, která vzniká jak se vlna pulzace postupně šíří do prostředí s postupně nižší a nižší hustotou (viz. pulzační mechanizmus cefeid). Druhá možnost je, že pokud má cefeida dostatečně silné magnetické pole, periodické deformace magnetického pole kvůli pulzaci hvězdy mohou pohánět eruptivní aktivitu, která vede k rentgenové emisi. Většina známých cefeid leží ve velkých vzdálenostech, pokrok v této oblasti je tedy náročný.[36]

#### Hnědí trpaslíci

Velmi mladí hnědí trpaslíci byli detekováni jako rentgenové zdroje v mladých hvězdokupách a asociacích. Jedná se o objekty, které jsou ještě stále ve fázi kontrakce a mají vyšší svítivost a dřívější spektrální typ než plně zformovaní hnědí trpaslíci. Jejich rentgenová emise může být také důsledek akrece materiálu. Vlastnosti rentgenové emise jsou podobné hvězdám hlavní posloupnosti třídy M, což naznačuje, že u nich funguje podobné magnetické dynamo.[36]

## Bílí trpaslíci a binární systémy s bílým trpaslíkem

Bílí trpaslíci představují konečnou vývojovou fázi hvězd se střední a nízkou hmotností. V otevřených hvězdokupách známe desítky bílých trpaslíků (např. Cummings et al. 2018[39]; Prišegen et al. 2021[31]).

V závislosti na jejich efektivní teplotě, složení nebo opacitě, je možné studovat jejich emisi od blízkého infračerveného oboru do měkkého rentgenu. Zejména krátce po jejich



Obrázek 2.3: Klasifikace rentgenových dvojhvězd (Obrázek z Reig 2011[42])

vzniku je teplota bílých trpaslíků velmi vysoká ( $T > 10^5$  K), mají tedy fotosféru, které spektrální energiová distribuce zasahuje do měkkého rentgenu (hv < 0.5 keV). S časem bílí trpaslíci chladnou, což se dá využít jako indikátor stáří. Pro chladnoucí bílé trpaslíky rentgenová emise mizí. Existují i bílí trpaslíci s tvrdší, více energetickou emisí, avšak ve většině případů se ukázalo, že tyto objekty jsou ve dvojhvězdném systému s hvězdou hlavní posloupnosti nízké hmotnosti. V tom případě pozorujeme emisi pocházející z této sekundární hvězdy místo emise z bílého trpaslíka. Jiné objekty s tvrdší emisí jsou dvojhvězdy, u kterých bílý trpaslík akretuje hmotu (blíže popsáno dole). [40], [41]

Známe však několik bílých trpaslíků, kteří nejsou ve dvojhvězdě, avšak stejně vykazují tvrdou rentgenovou emisi (~1 keV). Nejznámější z těchto zdrojů je WD 2226-216 (centrální objekt mlhoviny Helix). V současné době není mechanismus, který vede ke vzniku této tvrdé emise, známý.

Jako rentgenové zdroje jsou také často detekovány planetární mlhoviny. Rentgenová emise má obvykle dva původy: emise z horké kompaktní centrální hvězdy a difuzní rentgenová emise ze šoků a horkých bublin v mlhovině, které vznikají odlivem hmoty a excitací z horké ionizující centrální hvězdy.

Jak už bylo zmíněno, bílí trpaslíci ve dvojhvězdných systémech se mohou stát rentgenovými zdroji skrze akreci hmoty z jejich společníků. Průměrná povrchová gravitace bílého trpaslíka je log  $g \sim 8$ , přičemž například pro Slunce je to jen 4.4. Silný gravitační potenciál bílých trpaslíků může vytvářet jasnou a tvrdou rentgenovou emisi. Přesné charakteristiky rentgenové emise jsou závislé na vícero faktorech jako je typ akrece, velikost orbity, vlastnosti sekundární hvězdy, síly magnetického pole trpaslíka a pod. Kvůli rozdílům v těchto vlastnostech existuje několik druhů (proměnných) dvojhvězd, kde je jeden komponent bíly trpaslík (kataklyzmické proměnné, novy, trpasličí novy a pod.). V některých zdrojích jsou binární systémy s bílým trpaslíkem řazeny mezi rentgenové dvojhvězdy (viz. Obrázek 2.3).

#### Rentgenové dvojhvězdy

Hmotné hvězdy ( $M\gtrsim$ 8.0 M<sub>☉</sub>), které na konci svého života explodují jako supernovy, se tvoří ve hvězdokupách a asociacích. V závislosti na hmotnosti, metalicitě a binaritě hvězdy, vede výbuch supernovy k tvorbě neutronové hvězdy nebo černé díry (pro extrémně hmotné hvězdy nemusí vést výbuch supernovy k tvorbě kompaktního objektu, avšak tyto hvězdy jsou velice vzácné). Pokud se hmotná hvězda nachází ve dvojhvězdném systému a zároveň při výbuchu supernovy neztratí dvojhvězdný systém více než polovinu své hmotnosti, nebo nebude dvojhvězdný systém narušen výrazným impulzem daný kompaktnímu objektu (natal kick) při asymetrickém výbuchu supernovy, zůstane dvojhvězdný systém vázaný i po supernově primární složky. Kompaktní složka systému potom může začít akretovat látku ze sekundární hvězdy, což vede k tvorbě rentgenové emise. Tyto dvojhvězdy nazýváme rentgenové a podle typu kompaktní složky, sekundární hvězdy a typu akrečního procesu je dělíme na různé podskupiny (Obrázek 2.3). Tyto podskupiny mají od sebe výrazně odlišné vlastnosti, například v energii vyzařované rentgenové emise. U některých proměnných zdrojů se jasnost i energie vyzařování výrazně liší v závislosti na množství akretující látky, která je často proměnlivá v závislosti na vzdálenosti složek dvojhvězdy.[43].

U vzniku rentgenové dvojhvězdy (nebo systému, který se později začne projevovat jako rentgenová dvojhvězda) získává systém vysokou prostorovou rychlost jako následek výbuchu supernovy. Při rychlosti  $30 \text{ km s}^{-1} \sim 30 \text{ pc Myr}^{-1}$ , která je typická pro rentgenové dvojhvězdy s hmotnou složkou, systém opustí hvězdokupu do ~0.1 Myr. Rentgenové dvojhvězdy ve hvězdokupách jsou velice vzácné, ale i velice cenné pro různé astrofyzikální aplikace. To samé platí i pro izolované neutronové hvězdy, které jsou ale mnohem obtížněji pozorovatelné.[44]

#### Magnetické Ap/Bp hvězdy střední hmotnosti

Hvězdy hlavní posloupnosti se střední hmotností spektrálního typu od středu A do středu spektrální třídy B nevykazují přítomnost silného hvězdného větru dostatečného pro produkci rentgenové emise v šocích ve větru. Tyto hvězdy také nemají vnější konvektivní zónu, která by poháněla magnetickou aktivitu a korónu pomocí procesů hvězdného dynama. Tím pádem by měly být hvězdy tohoto typu prakticky v rentgenu neviditelné, což je také potvrzeno pro pravděpodobně všechny 'normální' hvězdy hlavní posloupnosti těchto spektrálních tříd.

Ap/Bp hvězdy jsou magnetické hvězdy střední hmotnosti, které patří do skupiny chemicky pekuliárních (CP) hvězd. Původ jejich magnetických polí je pravděpodobně fosilní, což je v souladu s faktem, že jenom kolem 5 až 10% hvězd raného spektrálního typu je magnetických. Navíc je intenzita magnetického pole Ap/Bp hvězd nezávislá na rotační době a přítomnost skvrn s rozdílnou abundancí různých prvků, které vznikají působením difuze poukazuje na stabilní fotosféru. Oba tyto faktory nasvědčují, že magnetické pole Ap/Bp hvězd není spojeno s procesy hvězdného dynama. Navíc je celková geometrie magnetického pole většiny Ap/Bp hvězd poměrně jednoduchá (nejčastěji se strukturou dipólu), což je v kontrastu se složitou geometrií magnetických polí aktivních hvězd pozdních spektrálních typů.

Produkce rentgenové emise u Ap/Bp hvězd je vysvětlována pomocí tzv. magneticky ohraničených šoků ve hvězdném větru (magnetically confined wind-shocks, MCWS). Podle

tohoto modelu je hvězdný vítr poháněný zářením magneticky usměrňován tak, že složky větru z obou hemisfér se srazí v blízkosti roviny rovníku systému. Důsledkem toho je, že silné šoky vzniklé téměř čelní kolizí komponentů hvězdného větru vytvářejí horké plazma a vedou k formování rovníkového disku. V klasickém MCWS modelu je rentgenová svítivost dána vztahem  $L_X \propto \dot{M}V_{\infty}B_{\star}^{0.4}$ , tedy je hlavně lineárně závislá na rychlosti ztráty hmoty a rychlosti větru. Pozorované rentgenové vlastnosti Ap/Bp hvězd jsou ale o mnoho komplexnější a málo charakterizované. Je zřejmé, že rentgenová emise těchto hvězd rapidně pohasíná při objektech s  $L_{bol}/L_{\odot} < 250$ . Všechny detekované hvězdy mají rentgenovou svítivost v rozmezí od log  $L_X = 28.0 \text{ erg s}^{-1}$  do přibližně 30.0 erg s<sup>-1</sup>. Pro lepší pochopení fyzikálních procesů spojených s touto třídou objektů je nutné zvýšit jejich pozorovaný vzorek. [45]

### Aktivní dvojhvězdy

Aktivní dvojhvězdy jsou nejpočetnější třída rentgenových zdrojů ve hvězdokupách s vysokým stářím. Mají velký rozsah rentgenových jasností a je možné je najít až do citlivostních limitů pozorování. Jsou to těsné dvojhvězdy pozdních spektrálních typů, kde byly složky dvojhvězdy znovu "roztočeny" slapovým působením, což oživilo jejich magnetické dynamo a magnetickou aktivitu – tím pádem začaly znovu vyzařovat detekovatelnou rentgenovou emisi.[46]

Aktivní dvojhvězdy můžou být oddělené, avšak také s polodotykovou a dotykovou konfigurací (např. algolidy nebo hvězdy typu W UMa). Jejich výskyt ve hvězdokupách je zřejmě ovlivněn stářím, hmotností a hustotou hvězdokupy, pro přesnější charakterizaci je třeba provést více studií starých otevřených hvězdokup.[47]

## Jiné objekty

V otevřených hvězdokupách existuje několik druhů objektů emitujících v rentgenu, u kterých není zdroj jejich emise znám. Jsou to pod-podobři, a modří a žlutí opozdilci. V CMD hvězdokupy se tyto objekty nacházejí na místech, která nejsou kompatibilní s modely hvězdného vývoje. Rentgenová emise může být výsledkem zvýšené magnetické aktivity – možná způsobenou zrychlením rotace účinkem slapových sil, hvězdnou srážkou (merger event) nebo akreční epizodou.[46]

## 2.4 Rentgenová emise hvězdokupy jako celku

Když budeme studovat populaci rentgenových zdrojů pro otevřenou hvězdokupu se zvyšujícím se stářím, je možné očekávat, že rentgenové vlastnosti hvězdokupy se budou měnit. Hmotné hvězdy, které jsou významný zdroj emise začnou v průběhu několika Myr vybuchovat jako supernovy dokud přibližně po  $\sim 100$  Myr úplně nevymizí.

Hvězdy s nízkou hmotností mají výrazně delší život, ale co se rentgenové aktivity týče, je rentgenová aktivita sama důvodem svého vlastního zániku. Obrázek 2.1 může být považován za vývojový diagram, kde hvězda začne na hlavní posloupnosti nulového stáří s rychlou rotací někde směrem nalevo. V průběhu svého vývoje *Ro* postupně stoupá směrem doprava kvůli ztrátě momentu hybnosti unášeného hvězdným větrem, který je v podstatě



Obrázek 2.4: Rentgenové svítivosti hvězd s nízkou hmotností v různých otevřených hvězdokupách. Levý panel: XLF pro různé otevřené hvězdokupy. Pravý panel: Průměrná rentgenová svítivost zdroje ve hvězdokupě v závislosti na čase. Obrázek z Bhatt et al (2013[48]).

poháněný disipací magnetické energie. Hvězdy různých hmotností mají různou rychlost změny *Ro* s hvězdným vývojem. Například hvězdy spektrální třídy F se vyvíjí mnohem rychleji než hvězdy typu M. Je možné to chápat pomocí samotné definice *Ro*. Pro danou rotační periodu je *Ro* nepřímo úměrné  $\tau_c$ , které je pro hvězdy spektrálního typu F několik dní avšak pro hvězdy typu M je to již okolo 1000 dní. Pro určitou uvažovanou rotační periodu se hvězdy s vyšší hmotností budou nacházet na Obrázku 2.1 více vpravo než hvězdy s nižší hmotností. Hvězda s hmotností podobnou Slunci, s  $\tau_c \sim 10$  dní, desaturuje za přibližně 200 Myr. Hvězdy s nejnižší hmotností neopouštějí saturovaný režim, dokud se jejich rotační periody nedostanou přibližně na 100 dní, což může trvat několik Gyr. V pozdějších stádiích vývoje hvězdokupy se mohou dynama znovu obnovit v aktivních dvojhvězdách popsaných výše.[36]

Vývoj rentgenové emise je někdy vhodné vizualizovat pomocí funkce rentgenové svítivosti (X-ray luminosity function, XLF), což je distribuční funkce pro svítivost rentgenových zdrojů ve hvězdokupě (Obrázek 2.4). Je patrné jak se XLF posouvá směrem k nižším svítivostem se vzrůstajícím stářím hvězdokupy.[48]

# Kapitola 3

# Použitá data a mise

## 3.1 Gaia a astrometrie

Mise *Gaia* (Gaia Collaboration et al. 2016[16]) odstartovala 19.12. 2013 z jihoamerického kosmodromu v Korou na raketě Sojuz. Přípravy na misi však začaly už v roce 1993, kdy se uvědomil potenciál astrometrické mise po úspěchu mise *Hipparcos* (HIgh Precision PArallax COllecting Satellite), která byla v provozu od roku 1989 až 1993 a měřila astrometrické parametry u přibližně 120 tisíc hvězd. Mise *Gaia* byla navržena tak, aby překonala misi *Hipparcos*[8] ve všech aspektech. Původně se při vývoji počítalo s interferenčním konceptem mise – odtud pochází původní akronym mise GAIA (Global Astrometric Interferometer for Astrophysics), později byl tento koncept zanechán, přičemž se nezměnilo samotné jméno mise, jen se přestalo psát hůlkovým písmem, jelikož už se nejedná o akronym. Sonda se nachází na kvaziperiodické orbitě kolem Lagrangeova bodu L2 soustavy Slunce-Země.



Obrázek 3.1: Mise Gaia (credit: ESA - C. Carreau)

*Gaia* kontinuálně skenuje oblohu od července 2014, s cílem zmapovat celou oblohu do jasnosti přibližně  $\sim$ 20.7 mag, získat astrometrii na úrovni mikro-úhlových sekund a foto-

metrii na úrovni mili-magnitud pro nejjasnější miliardu hvězd. *Gaia* také pořizuje spektra, primárně za účelem měření radiálních rychlostí pro přibližně 150 milionů jasných hvězd pozdních spektrálních tříd. Tento revoluční datový soubor 3D pozic a 3D rychlostí velkého počtu hvězd, kombinovaný s detailními astrofyzikálními klasifikacemi a charakteristikami získanými z fotometrie a spektroskopie posune naše znalosti o Galaxii a hvězdných populacích výrazně dopředu.

Ohnisková rovina mise disponuje 106 CCD detektory a skládá se z několika funkčních sekcí, přes které postupně prochází studovaný objekt v průběhu pomalé rotace družice, která umožňuje skenování oblohy. Diagram popisující uspořádání ohniskové roviny mise je na Obrázku 3.2.

Ohnisko mise se skládá z následujících částí (viz. také Obrázek 3.2):

- Sky Mapper (SM) pro autonomní detekci objektů. Hvězdy jasnější než ~3 mag jsou příliš jasné pro automatickou detekci. Spodní limit detekce je nastaven na 20.7 mag v *Gaia G* filtru. Tento limit však není úplně ostře definován kvůli chybám při určení jasnosti u palubního softwaru, které mohou dosahovat několik desetin magnitudy.
- Astrometric Field je pole detektorů, které sbírá okamžité pozice a světelné toky všech objektů, které byly detekovány pomocí Sky Mapperu. Astrometrická měření jsou vykonávána v G filtru, což odpovídá rozsahu vlnových délek 300–1050 nm.
- Blue Photometer (BP) získává spektra s nízkým rozlišením (s disperzí měnící se mezi 3 až 27 nmpixel<sup>-1</sup>) všech objektů v rozsahu vlnových délek 330–680 nm. Integrovaná magnituda naměřená BP se označuje jako G<sub>BP</sub> nebo BP magnituda.
- Red Photometer (RP) získává spektra s nízkým rozlišením (s disperzí měnící se mezi 7 až 15 nmpixel<sup>-1</sup>) všech objektů v rozsahu vlnových délek 630–1050 nm. Integrovaná magnituda naměřená RP se označuje jako G<sub>RP</sub> nebo RP magnituda.
- Integrální (integral-field) Radial Velocity Spectrometer pořizuje spektra se středním rozlišením (R~11700) na úzkém rozsahu vlnových délek 845–872 nm, v okolí tripletu ionizovaného vápníku, pro všechny objekty jasnější než 16 mag v tomto rozsahu vlnových délek.

Přechod objektu přes ohniskovou rovinu je označován jako "field-of-view transit". V průběhu standardní pětileté mise projde typická hvězda skrze ohnisko přibližně 70 krát (asi 40 krát skrz RVS sekci kvůli rozmístění detektorů v ohnisku). V průběhu každého transitu, *Gaia* sbírá okamžitá, takzvaná epochální data každého objektu. Z těchto dat jsou potom spočítané průměrné hodnoty astrometrických a fotometrických veličin, které je možné dohledat v současně dostupných katalozích. Epochální data budou dostupná v budoucích verzích *Gaia* katalogu.

Mise provádí skenování oblohy pomocí takzvaného "scanning law", který popisuje pozici zorného pole mise na obloze v závislosti na čase. Skenovací pohyb se skládá ze dvou nezávislých, superponovaných pohybů: (1.) rotace kolem rotační osy družice s periodou 6 hodin a (2.) z pomalého precesního pohybu osy rotace (perioda 63 dní) okolo směru ke Slunci tak, aby byl úhel mezi rotační osou směrem ke Slunci vždy 45° (Obrázek 3.3). V průběhu standardní doby mise se uskuteční 29 těchto precesních period, což vede k



Obrázek 3.2: Diagram ohniskové roviny mise *Gaia*. Obrázek z Gaia Collaboration et al. (2016[16])



Obrázek 3.3: Ilustrace "scanning law" mise Gaia[16]

optimálnímu pokrytí oblohy, a 70 tranzitů v průměru pro každý objekt na obloze. V prodloužené misi, která začala v létě 2019, je aplikován podobný "scanning law", avšak precesující opačným směrem v průběhu prvního roku prodloužené mise. Tato změna by

měla zlepšit astrometrické kalibrace.

Mise Gaia je velice komplexní a v této práci je možné poskytnout pouze její stručný popis. Více detailů nalezneme v článku o misi od Gaia Collaboration (2016[16]). Méně inženýrský a více astrofyzikální popis mise, společně s různými aspekty astrometrie nalezneme v Brown (2021[49]). Užitečný je i *Gaia* primer[50], který poskytuje stručný úvod do všech potřebných aspektů *Gaia* dat, které je potřeba znát pro efektivní práci s misí.

## Gaia early data release 3

*Gaia* early data release 3 (EDR3; Gaia collaboration et al. 2020[51]; Lindegren et al. 2021[52]) je první verze třetího vydání dat mise, která je založena na 34 měsících pozorování. Prakticky se jedná o inkrementální zlepšení katalogu *Gaia* data release 2 (GDR2). EDR3 obsahuje aktualizovaný seznam zdrojů (některé zdroje změnili identifikační číslo mezi GDR2 a EDR3), přesnější astrometrii a fotometrii. Seznam radiálních rychlostí z GDR2 byl vyčíslen od špatných měření. Oproti GDR2 se přesnost vlastních pohybů zvýšila přibližně dvojnásobně a přesnost paralax stoupla o 30%. Pokrok v kalibracích také výrazně snížil systematické chyby. Výrazný pokrok byl dosažen ve zlepšení fotometrie a derivací parametrů zdrojů s nízkými úhlovými vzdálenostmi. Shrnutí obsahu EDR3 je na Obrázku 3.4.



Obrázek 3.4: Shrnutí dat obsažených v EDR3 (credit: ESA)

Podobně jako u GDR2, taky EDR3 ještě neuvažuje binaritu hvězd a na výpočet astrometrického řešení (astrometrical solution) stále využívá model pohybu pro izolovanou hvězdu.

V kompletním data release 3, který je očekávaný v roce 2022, by měly být nové a přesnější radiální rychlosti, vypočítané astrofyzikální parametry pro zdroje s BP a RP spektry, spektra z RVS, průměrná spektra ze všech spektrometrů pro podmnožinu zdrojů, katalog proměnných hvězd, první katalog dvojhvězd a různá data o objektech Sluneční Soustavy a extragalaktických objektech.

## 3.2 Shluková analýza, DBSCAN a HDBSCAN

Hledání shluků dat ve statistice a strojovém učení nazýváme "cluster analysis" (taky "clustering") nebo shluková analýza. Patří mezi skupinu metod, které se zabývají vyšetřováním podobnosti vícerozměrných objektů (objektů, u nichž je změřeno větší množství znaků) a jejich klasifikací do shluků. Je vhodná zejména tam, kde objekty projevují přirozenou tendenci se seskupovat. Je pochopitelné, že s rostoucími objemy a vysokou dimenzionalitou dat v astrofyzice, především s produkty moderních prohlídek oblohy a vesmírných misí, je potenciál využití metod strojového učení v astrofyzice velice přitažlivý. V této sekci popíši možnosti využití shlukové analýzy pro hledání a analýzu otevřených hvězdokup.

Termín "clustering" nebo "cluster" je pro astrofyziku problematický, jelikož "cluster" může značit hvězdokupu, ale také množinu bodů přiřazených do jedné skupiny jako výstup ze shlukové analýzy. Ne každá skupina hvězd přiřazená do skupiny shlukovou analýzou (cluster) je nutně skutečná hvězdokupa (star cluster). Tato terminologie je často matoucí, tím pádem se v astrofyzikální literatuře často zavádí jiné jméno pro statistické skupiny. Jelikož je moje práce v češtině, ponechám v ní termín "cluster" pro skupinu bodů, které jsou výstupem nějakého shlukového algoritmu.

Jelikož v práci využívám jazyk Python (van Rossum 1995[53]), je možné pro shlukovou analýzu využít numerické a statistické knihovny numpy (Oliphant 2006[54]) a zejména scikit-learn (Pedregosa et al. 2011[55]). Příklady implementovaných algoritmů ze scikit-learn a příklady jak pracují s jednoduchými dvou-dimenzionálnimi datovými soubory jsou na Obrázku 3.5.



Obrázek 3.5: Porovnání různých shlukovacích algoritmů v knihovně scikit-learn. Obrázek převzatý z [56].

Statistický problém, který řeším v této práci, je hledání hvězdokupy (neboli hvězd patří-

cích do hvězdokupy), přičemž využívám, že tyto hvězdy mají společný původ, vzdálenost od pozorovatele a globální kinematické vlastnosti (definice hvězdokupy ze Sekce 1.2). V praxi se jedná o shlukovou analýzu v pět-dimenzionálním prostoru souřadnic v projekci na obloze (RA a Dec), komponentů vlastních pohybů ( $\mu_{Ra}$ ,  $\mu_{Dec}$ ) a paralax. Teoreticky by bylo možné zahrnout i radiální rychlosti a metalicitu, jak však bylo uvedeno v předchozí sekci, RVS na misi *Gaia* je citlivý jen na poměrně jasné a chladné hvězdy. Radiální rychlosti a metalicity je také možné získat z jiných prohlídek, ale množství hvězd, pro které je tato informace dostupná, je ve zkoumaném poli malé (oproti množství objektů v EDR3). Nebudu také uvažovat žádnou fotometrickou selekci, jelikož ta by mohla odstranit exotické objekty s neobvyklými barvami, které mohou být potenciálně zajímavé.

Pro algoritmus, který bude vhodný na tento problém, by mělo platit:

- Měl by být schopen pracovat s velkým datovým souborem (milion zdrojů a více) ve více dimenzích.
- Neměl by apriori vyžadovat detailní znalost datového souboru. Některé algoritmy vyžadují znalost počtu clusterů v datovém souboru před spuštěním analýzy (např. algoritmus k-means). Data z mise *Gaia* jsou netriviální a vhodný algoritmus by měl uvažovat minimum předpokladů o zkoumaném souboru dat (např. hustota zdrojů, počet clusterů v datech). Je například nereálné znát počet hvězdokup ve zkoumaném poli, když je naším cílem hledání nových hvězdokup.
- Clustery by měly mít libovolný tvar. Otevřené hvězdokupy jsou nepravidelné struktury a v kinematickém prostoru nemusí být distribuce vlastních pohybů "sférického" tvaru (např. kvůli dynamickému vývoji hvězdokupy v Galaktickém disku). Komplexní korelace mezi astrometrickými parametry v EDR3 jsou také zdrojem nesymetrie potenciálních clusterů.
- Ne všechny objekty v datovém souboru musí nutně patřit do nějakého clusteru. V mojí aplikaci by měly být objekty patřící do Galaktického pole zařazeny do "šumu" (noise).

Shlukovací algoritmy byly použity na hledání a charakterizaci hvězdokup již po prvním vydání 5D astrometrie z mise *Gaia* (TGAS). Například Cantat-Gaudin et al. (2018[57]) použil pro hledání členů hvězdokupy metodu k-means v prostoru vlastních pohybů a paralax. Je nutné podotknout, že tato metoda nesplňuje ani jedno kritérium popsané výše. K-means potřebuje předem znát počet clusterů v datech, je schopný detekovat jenom "sférické" clustery a všechny datové body musí být přiřazeny do nějakého clusteru. Také není vhodný pro netriviální datasety. Jeho výhodou je však rychlost. Cantat-Gaudin et al. (2018[57]) uvažoval, že ve zkoumaných polích se nachází 10 clusterů a nevhodnost algoritmu částečně zmírnil dodatečnými statistickými testy, například jak výrazně jsou objekty z detekovaných clusterů koncentrovány v pozici na obloze v porovnání s náhodně vybranými objekty z pole. Je nutné podotknout, že počet objektů v TGAS byl v porovnání s GDR2 malý, detekované clustery měly obyčejně jen několik členů. Tím pádem nebyly negativní efekty z použití metody k-means v Cantat-Gaudin et al. (2018[57]) tak výrazné.

Z Obrázku 3.5 je možné usoudit, že naše podmínky splňují dva algoritmy: DBSCAN a OPTICS. OPTICS ale není vhodný na velké datové soubory, jelikož je oproti DBSCANu

extrémně pomalý. Pro jednoduchý 2D dataset z Obrázku 3.5 je OPTICS téměř o dva řády pomalejší.

Metoda DBSCAN (Density-Based Spatial Clustering of Applications with Noise; Ester et al. 1996[58]) byla hojně používaná na hledání nových hvězdokup v datech z GDR2. Příkladem může být práce od Beccari et al. (2018[59] nebo série článků od Castro-Ginard et al. (2018[60], 2019[61], 2020[62]).



Obrázek 3.6: Schematická reprezentace DBSCAN clusteru s minPts=3. Zelené body představují jádrové body, přičemž každý z nich má alespoň minPts bodů v jejich (zelené) hypersféře. Modrý trojúhelník představuje člen, který už nemá minPts bodů v jeho (modré čárkované) hypersféře, ale je dosažitelný od jádrového bodu. Červený čtverec představuje hvězdu z Galaktického pole, která nemá žádný další bod ve své (červené čárkovanotečkované) hypersféře. Všechny hypersféry mají poloměr  $\varepsilon$ . Obrázek z Castro-Ginard et al. (2018[60]).

DBSCAN využívá vzdálenosti mezi body jako proxy (zastoupení) pro lokální hustotu určité oblasti v datovém souboru, přičemž nejhustší oblasti jsou označeny za clustery a řídké oblasti jsou označeny za "šum". Clustery jsou vybrány pomocí dvou parametrů (viz. taky Obrázek 3.6). Za prvé, body v datovém souboru jsou označeny za  $\varepsilon$ -dosažitelné, pokud je vzdálenost mezi nimi nižší než nějaká hranice  $\varepsilon$ . Poté jsou body označeny jako jádrové, pokud jsou  $\varepsilon$ -dosažitelné k alespoň minPts dalším bodům, nebo hraniční, pokud nejsou jádrové, ale jsou  $\varepsilon$ -dosažitelné k jádrovému bodu, kde minPts zahrnuje také samotný studovaný bod. Nakonec jsou clustery vybrány jako hustotně-spojené skupiny bodů, které jsou  $\varepsilon$ -dosažitelné od jádrového bodu, přičemž všechny ostatní body jsou označeny jako šum.

Selekce vhodného parametru  $\varepsilon$  a minPts je problematická. Například příliš vysoké  $\varepsilon$  by způsobilo, že by byly všechny body přiřazeny do jednoho velkého clusteru. Naopak, příliš nízké  $\varepsilon$  by způsobilo, že žádné body by nebyly přiřazeny do clusterů. Je nutné

vybrat vhodnou hodnotu  $\varepsilon$ , aby nebyly rozdílné clustery sloučené do jednoho, ale aby byl algoritmus citlivý na řídké clustery s hustotou jen nepatrně vyšší než je hustota okolí. Toto je pro datové soubory s proměnnou hustotou (jako jsou i data z mise *Gaia*) náročné, jelikož  $\varepsilon$  je globální parametr.

HDBSCAN (Hierarchical DBSCAN; Campello et al. 2013[34]; McInnes et al. [63]) je algoritmus, který zvyšuje použitelnost DBSCANu. HDBSCAN kombinuje hustotnězaložený přístup DBSCANu s hierarchickým shlukováním, což umožňuje efektivně pracovat s datovými soubory s proměnnou hustotou. HDBSCAN bere v potaz všechny možné hodnoty  $\varepsilon$  a sestrojí hierarchickou stromovou reprezentaci (hierarchical tree representation) možných seskupení v datovém souboru. HDBSCAN nahrazuje parametr  $\varepsilon$  minimální velikostí clusteru,  $m_{clsize}$ , které určuje nejmenší možnou velikost clusteru předtím, než algoritmus přiřadí všechny body clusteru k šumu. Tento parametr je více intuitivní než  $\varepsilon$ , je ale také nutné ho vhodně vybrat. Teoreticky je možné používat  $m_{clsize}$ =10, jelikož toto je minimální počet členů hvězdokupy podle definice z Kapitoly 1. Hunt & Reffert (2021[64]) zkoumali vhodné hodnoty  $m_{clsize}$  pro hledání hvězdokup v Gaia) datech. Zjistili, že vhodnou hodnotu je třeba určit empiricky (zkoumali rozmezí  $m_{clsize}$ =10 do 80), v závislosti na požadované čistotě a kompletnosti získaných clusterů. Mé použití HDBSCANU je jednoduší, jelikož nebudu hledat nové hvězdokupy ale budu zkoumat jednu již známou. Z předchozích studií hvězdokupy je možné odhadnout optimální nastavení hodnoty  $m_{clsize}$ 

Metody strojového učení lépe fungují na naškálovaných datech. Data pro každou dimenzi datového souboru (Ra, Dec,  $\mu_x, \mu_y, \boldsymbol{\omega}$ ) byly naškálovány tak, aby měly medián rovný nule a jednotkové mezikvartilové rozpětí za pomocí objektu RobustScaler z knihovny scikit-learn. Toto naškálování je více odolné vůči outlierům než klasické škálování na nulový průměr a jednotkový rozptyl.

## 3.3 XMM-Newton

X-ray Multi-Mirror Mission (*XMM-Newton*) je rentgenová družice agentury ESA vypuštěná v prosinci 1999. Je to druhá z misí programuESA Horizon 2000. Obíhá na excentrické orbitě, s perigeem přibližně 7000 km a apogeem 114000 km. Když se satelit nachází blízko Země, prochází družice přes radiační pásy, což limituje možnosti pozorování kvůli kontaminaci nabitými částicemi (zejména protony).

Mise disponuje dvěma druhy dalekohledů: tři rentgenové teleskopy typu Wolter-1, s různými detektory v jejich ohniskové rovině, a 30-cm optický/UV teleskop, také s vlastním CCD v ohniskové rovině. Tím pádem, *XMM-Newton* poskytuje souběžný přístup ke dvěma pozorovacím oknům naráz: k rentgenovému a optickému/UV.[65]

XMM-Newton má na palubě tři druhy detektorů:

- European Photon Imaging Camera (EPIC). Jsou to tři kamery pro rentgenové snímkování, spektroskopii se středním rozlišením a rentgenovou fotometrii. Na palubě jsou dva typy EPIC kamer: dvě MOS kamery a jedna pn.
- Reflection Grating Spectrometer (RGS). Jsou to dva prakticky identické spektrometry pro spektroskopii s vysokým rozlišením a spektrofotometrii.
- Optical Monitor (OM) detektor pro optické a UV snímkování.



Obrázek 3.7: Schéma mise *XMM-Newton*. Zrcadlové moduly, ze kterých dva jsou vybaveny polem reflekčních mřížek, jsou viditelné v levém spodním rohu. Na opačné straně je ohnisková rovina s detektory. EPIC MOS kamery jsou označeny černou barvou a jejich chladiče jsou vyobrazeny jako zelené kužely. EPIC pn kamera není viditelná, ale její chladič je vyznačen fialovou. RGS detektor je modrý a jeho chladič je vyobrazený růžovou barvou, OM teleskop není na obrázku viditelný. Obrázek převzatý z XMM-Newton Users Handbook[65].

Tři EPIC kamery a dva detektory RGS spektrometru se nacházejí v ohniskové rovině rentgenových dalekohledů, přičemž OM má svůj vlastní dalekohled. Schéma mise *XMM*-*Newton* je popsáno na Obrázku 3.7. Na palubě mise je tedy dohromady šest detektorů a za normálních okolností všechny pracují simultánně. Nejdůležitější vlastnosti detektorů jsou shrnuty v Tabulce 3.1. V mé práci budu využívat kamery EPIC, které stručně popisuji níže.

## **EPIC-MOS**

Každá EPIC-MOS kamera se sestává ze 7 CCD čipů, přičemž centrální čip se nachází přesně v ohniskovém bodu optické osy a ostatní jsou okolo něho rozmístěny tak, aby

Instrument	EPIC MOS	EPIC pn	RGS	OM
Pásmo propustnosti	0.15-12 keV	0.15-12	0.35-2.5 keV	180-600 nm
Zorné pole	30 arcmin	30 arcmin	5 arcmin	17 arcmin
PSF (FWHM)	5 arcsec	6 arcsec	N/A	1.4-2.0 arcsec
Časové rozlišení	1.75 ms	0.03 ms	0.6 s	0.5 s
Spektrální rozlišení	$\sim 70 \text{ eV}$	$\sim \! 80 \text{ eV}$	0.04/0.025 Å	$\lambda/\Delta\lambda = 180$

Tabulka 3.1: Přehled charakteristik mise XMM-Newton[65].

napodobovali zakřivení ohniskové roviny. Každý čip obsahuje matici 600x600 pixelů, což dává kameře celkové rozlišení 2.5 megapixelu. EPIC-MOS kamery využívají jenom ~44% světla zachyceného dalekohledy, zbytek směřuje do detektorů RGS. Standardní vyčítávací doba (readout) je 2.6 s, doba uvedena v Tabulce 3.1 platí pro timing mode. Jak je ukázané na Obrázku 3.7, každá kamera je vybavena chladičem, který ji chladí na operativní teplotu -120°C.[66]

## **EPIC-pn**

EPIC-pn kamera je složena z jednotného křemíkového čipu s dvanácti jednotlivými zabudovanými CCD. Každé CCD má rozlišení 64x189 pixelů, což dává celkové rozlišení 145000 pixelů. Chladič udržuje teplotu detektoru na -90°C. Kamera byla speciálně vyvinuta pro tuto misi a její zorné pole. Kamera zachycuje přibližně 97% zorného pole dalekohledu, přičemž asi 6 cm<sup>2</sup> detektoru se nachází mimo toto zorné pole a je využito pro kalibraci a studium pozadí.[67]



Obrázek 3.8: Porovnání rozložení čipů v ohniskové rovině pro EPIC-MOS (levý panel) a EPIC-pn (pravý panel). Kruhy vyznačují zorné pole dalekohledu s průměrem 30 arcmin.[65].

## SAS

Analýza dat z mise *XMM-Newton* je umožněna softwarovým balíčkem Science Analysis System (SAS[68]). SAS dokáže reprocesovat, redukovat, analyzovat a vyhodnotit pozorování *XMM-Newton*-u. Pro mé účely (kalibrace, filtrace kontaminace, detekce a charakterizace bodových zdrojů) jsou potřebné kroky analýzy dobře zdokumentovány na [69].

# Kapitola 4

# Messier 7

Messier 7 (zkráceně M7, nebo NGC 6475) je otevřená hvězdokupa v souhvězdí Štíra. Je známá již od starověku, poprvé byla (doložitelně) zaznamenána Klaudiem Ptolemaiem, známým zastáncem geocentrického modelu vesmíru. Není zcela jasné, proč pozorovatelé v minulých staletích nebyli touto hvězdokupou více zaujati. V sedmnáctém století, Giovanni Hodiera jenom stručně napsal: 'Napočítal jsem 30 hvězd. Podobně chladný Lacaille pozoroval M7 z mysu Dobré naděje a popsali ji jako 'skupinu 15 až 20 hvězd velice blízko u sebe ve tvaru čtverce'. Je ale možné, že většina pozorování byla uskutečněna z vysokých zeměpisných šířek kontinentální Evropy. V roce 1764 byla zahrnuta Charlesem Messierem do jeho katalogu komet-podobných objektů jako sedmý objekt, odtud je tedy pro nás známá primárně jako hvězdokupa Messier 7. O století později, v roce 1864, ji John Herschel popisuje ve svém katalogu (GC - předchůdce katalogu NGC) jako: 'hvězdokupa, velice jasná, bohatá na hvězdy a málo koncentrovaná, hvězdy od sedmé do dvanácté magnitudy'.

M7 je nejjižnější objekt z Messierova katalogu, na obloze leží severovýchodně od hvězd, které představují ocas souhvězdí Štíra (obrázek 4.1), tím pádem pro pozorovatele v České republice nikdy nevychází příliš vysoko nad obzor. I když se jedná o jasnou otevřenou hvězdokupu - teoreticky pozorovatelnou volným okem - je to v našich podmínkách poměrně obtížné. M7 se velice často dává do kontrastu s blízkou (v projekci na obloze) otevřenou hvězdokupou M6. M6 je obklopena temnější oblastí bez velkého počtu jasných hvězd, zatímco M7 je na tom zcela opačně. M7 je součástí pravděpodobně (vizuálně) nejjasnější oblasti Mléčné dráhy. [71]

Hvězdokupa je předmětem výrazného zájmu, zejména v posledních desetiletích. Díky misi *Gaia*, a zejména jejímu druhému data release, bylo možné odhadnout vzdálenost hvězdokupy pomocí parallax jejích členů. Studie využívající tato data dávají konzistentní vzdálenost ~278 pc. [17], [18]

Odhady věku se pohybují v moderní literatuře od log(t) = 8.22 do 8.477 ([73], [74], [75]). Poloměr hvězdokupy, který obsahuje polovinu členů, je více než 0.8 deg ([18]). Metalicita hvězdokupy je mírně supersolární, s odhady od [Fe/H]=-0.01 do 0.14 ([76], [77], [78], [30]). Parametry hvězdokupy, které budou využity při další analýze, jsou uvedeny v Tabulce 4.1.

M7 byla zkoumána jako potenciální místo vzniku izolované neutronové hvězdy RX J1856.5-3754, kde mohla vzniknout při výbuchu supernovy. Avšak, studie kinematiky neutronové hvězdy ukázala, že v minulosti procházela ve vzdálenosti od hvězdokupy,



Messier 7 - M7 - Ptolemy Cluster

Obrázek 4.1: Hledací mapa pro M7 (zdroj: [70])

která byla příliš vysoká, aby se mohlo jednat o skutečnou fyzickou asociaci. Navíc, stáří hvězdokupy M7, i když odečteme kinematické stáří neutronové hvězdy (za předpokladu asociace s hvězdokupou), je stále příliš vysoké pro to, aby se ve hvězdokupě nacházeli hvězdy, které mohou potenciálně formovat neutronové hvězdy při výbuchu supernovy. [79]

Podle předchozích studií hvězdokupa obsahuje několik druhů exotických objektů a proměnných hvězd, které se mohou projevovat aktivitou v rentgenových energiích. Zejména se jedná o modré opozdilce a magnetické Ap/Bp hvězdy. [80], [81]

Pro účely zkoumání závislosti rentgenové aktivity a rotační rychlosti hvězd budeme využívat rotační rychlosti členů hvězdokupy získané a katalogizované v [76], [77] a [82].

## 4.1 ROSAT pozorování

M7 byla pozorována v devadesátých letech družicí ROSAT, která je známá zejména díky bezprecedentní celooblohové prohlídce v rentgenovém oboru. Družice však také vykonávala cílené pozorování mnoha astronomických objektů. M7 byla pozorována pomocí instrumentu PSPC (The Position Sensitive Proportional Counter) dvakrát po sobě s časo-



Obrázek 4.2: Hluboká expozice hvězdokupy M7 (zdroj: [72]). Kromě jasných modrých hvězd z M7, které dominují snímku, je patrná velice vysoká hustota objektů v poli, ve kterém se M7 nachází. V blízkosti M7 je také patrno několik temných mlhovin.

vým odstupem pět měsíců, s expozičními dobami přibližně 22 a 25 ks [83].

Kombinované pozorování dosahuje limit citlivosti přibližně  $L_x \simeq 10^{29}$  erg/s. Celkově bylo detekováno více než 100 zdrojů. Přibližně 50 z nich bylo přiřazeno ke hvězdám pozdního spektrálního typu F až K0 a asi 70 bodových zdrojů koresponduje ke hvězdám spektrálních tříd K/M, které jsou pravděpodobnými členy hvězdokupy. Několik více hmotných hvězd typu B a A bylo také detekováno v rentgenových energiích. Protože normální hvězdy pozdního spektrálního typu B a typu A nejsou považovány za silné rentgenové zdroje, je jejich emise pravděpodobně způsobena přítomností složky nízké hmotnosti, která s těmito hvězdamitvoří binární systém.

Zajímavá je detekce difuzního zdroje s průměrem přibližně 5', který má střed na  $(\alpha, \delta) = (17^{h}54^{m}33.8^{s}, -34^{\circ}47'32'')$ . Autoři studie, která využívá toto rentgenové pozorování se domnívají, že difuzní objekt je ve skutečnosti shluk několika slabších bodových zdrojů, které splývají dohromady. Podle nich se zřejmě jedná o otevřenou hvězdokupu, která se nachází v pozadí hvězdokupy M7, nenašli však žádnou viditelnou zvýšenou koncentraci hvězd ani jiných objektů na CCD snímcích této oblasti. Tento difuzní zdroj i ostatní bodové zdroje jsou viditelné na Obrázku 4.3.

Distribuce  $\log(L_x/L_{bol})$  hvězd M7 v závislosti na spektrálním typu nebo barvě ukazuje, že saturační úroveň (tedy barva nebo sp. typ, u kterého začne  $\log(L_x/L_{bol})$  stagnovat) se nachází přibližně u  $B - V_0=1$  mag, což je mezi o mnoho mladší IC 2602 a starší hvězdokupou Praesepe (M44), což odpovídá očekáváním ze znalosti teorie zpomalování hvězdné rotace

parametr	hodnota	reference
RA (2000) [h:m:s]	17:53:47.28	[18]
Dec (2000) [d:m:s]	-34:50:27.5	[18]
$\boldsymbol{\sigma}$ [mas]	$3.572 \pm 0.108$	[18]
<i>d</i> [pc]	$277.7^{+0.2}_{-0.1}$	[18]
$\mu_{RA}$ [mas/yr]	$3.1\pm0.5$	[18]
μ <sub>Dec</sub> [mas/yr]	$-5.4 \pm 0.4$	[18]
$\log(t)$ [yr]	8.477	[75]
$A_V$ [mag]	0.152	[75]
[Fe/H] [dex]	0.07	[30]

Tabulka 4.1: Parametry M7 převzaty pro další analýzu ( $\boldsymbol{\sigma}$  je paralaxa,  $\boldsymbol{\mu}$  vlastní pohyb,  $A_V$  extinkce ve filtru V, a [Fe/H] metalicita).



Obrázek 4.3: Mapa centrální části  $(50' \times 50')$  hvězdokupy M7 pozorována družicí *ROSAT*. Míra v levém spodním rohu indikuje úhlovou vzdálenost 10'. Energiový rozsah je přibližne  $\sim 0.5-1.8$  keV. Obrázek převzatý z [83].

po příchodu hvězd na hlavní posloupnost, zejména tomu, že hvězdy rozdílných hmotností mají rozdílné časové škály zpomalování rotace. Na Obrázku 4.4 je také zřetelně vidět, že saturační úroveň dosahuje kanonických  $(\log(L_x/L_{bol}) = -3)$ .



Obrázek 4.4:  $\log(L_x/L_{bol})$  vs  $B - V_0$  pro hvězdy z M7. Členové a pravděpodobní členové jsou v grafu označeni kružnicemi. Nejednoznační možní členové identifikováni pomocí fotometrických kritérií jsou označeni trojúhelníkem. Graf byl převzat z [83].

## 4.2 Motivace pro další studium

Navzdory vysoké kvalitě pozorování družice ROSAT prezentované v [83], je zde několik bodů, které potřebují další výzkum.

Je zřejmé, že toto pozorování nebylo dostatečně hluboké, aby detekovalo větší množství slabších hvězd pozdních spektrálních typů, což by nám umožnilo sledovat vývoj relace  $log(L_x/L_{bol})$  za úroveň saturace, kde je na Obrázku 4.4 patrný náznak poklesu. V době pozorování také nebyl k dispozici spolehlivý katalog členů této hvězdokupy, což je potřebné zejména ke studiu těchto méně jasných hvězd.

V době psaní této diplomové práce již uběhlo téměř 30 let od získání tohoto pozorování. Od té doby byly vypuštěny modernější rentgenové satelity, zejména *Chandra* a hlavně *XMM Newton* (viz. předchozí kapitola), které budu využívat v následujících kapitolách. *XMM Newton* převyšuje ROSAT téměř ve všech ohledech. Například, spektrální rozsah *XMM je vyšší*, přičemž ROSAT měl horní energiový limit na 2.4 keV (pro PSPC). Také maximální efektivní plocha je u *XMM Newton* až pětkrát vyšší než u ROSATu. *XMM* má také vyšší prostorové rozlišení. Výhodou ROSATU oproti *XMM* bylo větší zorné pole, které je výhodou při zkoumání objektů jako jsou otevřené hvězdokupy [84].

Dosud plně nevyužité archivní pozorováni hvězdokupy M7 pomocí mise XMM Newton v kombinaci s bezprecedentní astrometrií z družice Gaia nám dává příležitost najít odpovědi na otázky zanechané v [83], například fyzikální podstatu difuzní emise ve hvězdokupě nebo vývoj  $\log(L_x/L_{bol})$ , ale také studovat rentgenovou emisi více exotických objektů, zejména různých typů proměnných hvězd nebo bílých trpaslíků.

# Kapitola 5

# Messier 7 optickýma očima mise Gaia

Jak už bylo částečně popsáno v předchozí kapitole, M7 se nachází ve velmi problematické části oblohy s velmi vysokou hustotou zdrojů, což značně stěžovalo studium této hvězdokupy, zejména vytvoření přesného katalogu hvězd, které jsou členy hvězdokupy. Tento katalog je potřebný na odvození základních parametrů hvězdokupy, jako je stáří, vzdálenost, celková hmotnost a pod. Toto má i impakt pro studium hvězdokupy v rentgenové části spektra, kdy je nutné posoudit, zda daný rentgenový zdroj (s optickým protějškem) patří do hvězdokupy, nebo leží v pozadí nebo popředí. Data z optické části spektra nám také umožňují identifikovat zdroje, u kterých je možné rentgenovou emisi očekávat (např. hmotné OB hvězdy, hvězdy hlavní posloupnosti pozdních spektrálních typů), nebo jiných objektů, které by mohly, za určitých podmínek, rentgenovou emisi vykazovat (např. bílí trpaslíci, modří opozdilci). Situace se od vydání dat z družice *Gaia* výrazně zlepšila, zejména její druhé (*Gaia* data release 2; GDR2) a brzké třetí (*Gaia* early data release 3; EDR3; Gaia Collaboration et al. 2020[51]) vydání dat. V této kapitole provedu základní studii hvězdokupy M7 za pomoci dat z EDR3 a identifikuji zdroje zájmu pro další analýzu.

## 5.1 Analýza dat z EDR3 pro XMM pole

V čase psaní této práce nebyla ještě hvězdokupa M7 zkoumána pomocí dat z EDR3. Poslední studie, které uvádí parametry hvězdokupy, jsou [18] a [19], přičemž [18] také uvádí seznam členů hvězdokupy s pravděpodobností asociace. Obě dvě studie jsou však založeny na GDR2.

Vzhledem na dostupnost dat z EDR3 (které jsou o mnoho přesnější než GDR2), jsem se rozhodla ověřit publikované parametry pomocí těchto nových dat. Pro tento účel je nutné studovat parametry velkého množství hvězd na relativně velké části oblohy. Takovýto velký datový soubor je praktické získat pomocí psaní query (dotazu) v jazyce ADQL (The Astronomical Data Query Language[85]). ADQL je založeno a je velice podobné jazyku SQL. Jazyk ADQL byl vyvinut pro přístup k datům dostupných pomocí různých služeb Virtual Observatory (VO). Tyto queries je možné spustit na vícero stránkách, například na archivu mise *Gaia*<sup>1</sup>. Pro moji analýzu jsem zahrnula tyto queries do mého pracovního postupu v Jupyter Noteboocích, využitím knihovny astroquery[86] z balíčku astropy[87].

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>https://gea.esac.esa.int/archive/

Pro získání dat byla použita následující query:

#### select

```
g.source_id, g.ra, g.ra_error, g.dec, g.dec_error,
    g.parallax, g.parallax_error, g.parallax_over_error,
    g.pmra, g.pmra_error, g.pmdec, g.pmdec_error,
    g.astrometric_params_solved, g.ra_dec_corr, g.ra_parallax_corr,
    g.ra_pmra_corr, g.ra_pmdec_corr, g.dec_parallax_corr,
    g.dec_pmra_corr, g.dec_pmdec_corr, g.parallax_pmdec_corr,
    g.parallax_pmra_corr, g.pmra_pmdec_corr, g.ruwe,
    g.nu_eff_used_in_astrometry, g.pseudocolour, g.ecl_lat,
    g.astrometric_excess_noise, g.astrometric_excess_noise_sig,
    g.visibility_periods_used, g.phot_g_mean_mag, g.phot_bp_mean_mag,
    g.phot_rp_mean_mag, g.bp_rp g.phot_bp_rp_excess_factor,
    phot_g_mean_flux, g.duplicated_source, g.l, g.b
from
    gaiaedr3.gaia_source as g
where
    g.astrometric_params_solved > 3
    AND g.phot_g_mean_mag IS NOT NULL
    AND g.bp_rp IS NOT NULL
    AND (1 = CONTAINS( POINT('ICRS', ra, dec),
    CIRCLE('ICRS', 268.447, -34.841, 0.834)))
```

kde čísla v posledním řádku vyjadřují centrum hvězdokupy v RA a Dec, a poloměr hvězdokupy definován tak, aby plocha oblohy vymezená tímto poloměrem obsahovala polovinu členů hvězdokupy. Experimentovala jsem i s většími poloměry, jelikož tato selekce je zaměřená pouze na jádro hvězdokupy. Větší poloměry už však obsahovaly více než  $3 \times 10^6$ zdrojů, a toto je maximální počet, který mi tato metoda dovoluje stáhnout. Naštěstí to, že nezahrnujeme také periferie hvězdokupy, nemá žádné následky pro naší analýzu, jelikož pole pozorované družicí XMM je podstatně menší a nachází se uvnitř této selekce. Je také zjevné, že i touto selekcí dosáhneme zachycení dostatečného množství členů M7 pro robustní statistiku.

Takto získaná selekce obsahuje 1129993 zdrojů, přičemž je nutné podotknout, že se nejedná o všechny zdroje v tomto poli. Extrahovala jsem pouze zdroje, které mají dostupnou kompletní astrometrii (tedy pozici, vlastní pohyb a paralaxu - 5p a 6p zdroje) a fotometrii. Kromě astrometrických a fotometrických dat a jejich chyb jsem také extrahovala jejich korelační koeficienty a různé indikátory kvality (quality flags), které také využiji.

Data vizualizuji za použití diagramu hvězdné velikosti G v závislosti na barvě  $G_{BP}$  –  $G_{RP}$ , označovaného jako color-magnitude diagram (CMD) a grafu vlastních pohybů pro všechny extrahované zdroje (viz. Obrázek 5.1). Jelikož se jedná o velmi velký datový soubor, není praktické vizualizovat každý datový bod. Při vysokých hustotách zdrojů ve fázovém prostoru diagramu vizualizace plynule přechází z bodového grafu do 2D histogramu. Biny v histogramu byly zvoleny arbitrárně pro co nejlepší vizualizaci hustoty zdrojů ve fázovém prostoru diagramu.

Z Obrázku 5.1 je patrné, že v prostoru vlastních pohybů není možné vizuálně rozpoznat přítomnost hvězdokupy M7. Je to důsledek kombinace malého vlastního pohybu hvězdo-



Obrázek 5.1: Vlevo: Color-magnitude diagram (CMD) získaný ze všech extrahovaných zdrojů studovaného pole za použití fotometrie uvedené v EDR3. Vpravo: Vector point diagram (VPD) získaný z vlastních pohybů všech zdrojů v extrahovaném poli.

kupy vzhledem ke hvězdám v poli a velkého počtu extrahovaných objektů ve vzorku. Situace je lepší z vizuální inspekce CMD diagramu, kde je hlavní posloupnost hvězdokupy viditelná, i při takto vysokém počtu objektů ve vzorku. Je to důsledek faktu, že hvězdy hvězdokupy M7 patří k nejjasnějším extrahovaným objektům. Hlavní posloupnost začíná s nejjasnějšími hvězdami u  $G \approx 6$  mag a  $G_{BP} - G_{RP} \approx 0$  mag a zaniká v poli při  $G \approx 15$  mag a  $G_{BP} - G_{RP} \approx 1.5$  mag.

V následujících sekcích se pokusím zkorigovat fotometrii a astrometrii objektů ze zkoumaného zorného pole, jelikož hodnoty získané přímo z archivu *Gaia* EDR3 jsou ovlivněny různými systematickými efekty a nedostatky v kalibračním procesu, které ještě nebyly úplně odstraněny v EDR3. Také se pokusím prozkoumat možnost filtrování nespolehlivých dat pomocí různých kriterií, i když pro EDR3 data neexistuje pro filtraci nespolehlivých dat univerzální ucelený postup. Je nutné experimentovat s různými postupy, které dosáhnou optimální poměr kompletnosti a čistoty datového souboru pro konkrétní vědeckou úlohu.

## 5.1.1 Korekce saturace

Fotometrické parametry jasných hvězd získané z *Gaia* katalogu mohou být zkresleny saturací. Pro hvězdy s 2.0 < G < 8.0 mag je nutné provést korekci:

$$G^{corr} - G = -0.09892 + 0.059G - 0.009775G^2 + 0.0004934G^3.$$
(5.1)

V mém vzorku se nachází 30 hvězd, pro které je nutné provést tuto korekci. Medián provedené korekce pro tyto hvězdy byl  $G^{corr} - G = 0.004$  mag, tedy se jedná o poměrně malý efekt. Pro hvězdy s 2.0 < G < 3.94 mag a  $2.0 < G_{RP} < 3.45$  mag je třeba provést i korekci barvy, v mém vzorku však nejsou žádné hvězdy, které by byly takto jasné. [88]

## 5.1.2 Korekce fotometrie pro 6p zdroje

Při výpočtu toku ve filtru *G* bylo potřeba vybrat vhodnou rozptylovou funkci (point spread function anebo line spread function, PSF/LSF). Jeden z parametrů použitých pro výběr vhodné PSF/LSF je barva zdroje, která je indikována hodnotou  $v_{eff}$  určenou ze zprůmerovanýho BP a RP spektra. Pro některé zdroje není tento parametr k dispozici (6p zdroje), je tedy nutné použit nějakou standardní, výchozí hodnotu – což povede k systematickým efektům v astrometrii a fotometrii ve filtru *G*. Důležitost tohoto chromatického jevu byla rozeznána poměrně později v průběhu kalibračního procesu, tedy *G* fotometrie v katalogu *Gaia* EDR3 není pro tento jev korigována.

Zasaženy jsou tedy 6p zdroje, kde je potřeba vykonat korekci pro objekty s G > 13 mag. Riello et al. (2021[88]) poskytuje návod na tuto korekci, kde je použita jednoduchá kubická funkce barvy  $f(G_{BP} - G_{RP})$  pro dva rozsahy magnitud, pro které je tato korekce nutná. Koeficienty pro korekci jsou uvedeny v Tabulce 5.1. Opravený tok v filtru  $G, I_G^*$ , bude tedy

G rozsah	c <sub>0</sub>	<i>c</i> <sub>1</sub>	<i>c</i> <sub>2</sub>	С3
13 < <i>G</i> < 16	1.00876	-0.02540	0.01747	-0.00277
G > 16	1.00525	-0.02323	0.01740	-0.00253

Tabulka 5.1: Koeficienty pro korekci *G* fotometrie, které jsou potřeba pro vybrané 6p zdroje, kde byla použita standardní výchozí barva ( $v_{eff}$ ) při odhadu toku.[88]

získán jako:

$$I_{\mathbf{G}}^* = I_{\mathbf{G}} \times f(G_{\mathbf{BP}} - G_{\mathbf{RP}})), \tag{5.2}$$

přičemž použitelnost tohoto vztahu je v rozmezí  $G_{BP} - G_{RP}$  od 0.25 do 3.0. Pro barvy mimo tento rozsah je pro korekci nejvhodnější použít hodnoty na příslušné hranici uvedeného rozsahu.

Ve zkoumaném poli je většina zdrojů s řešením 6p, tedy je tato korekce důležitá. Celkově byla tato korekce provedena pro 90.5 % zdrojů v poli. Medián provedené korekce byl  $G^* - G = -0.0018$  mag, což znamená, že objekty vyžadující tuto korekci jsou v průměru obyčejně jasnější než je uvedeno v katalogu. Rozdělení  $G^* - G$  je podrobněji popsáno pomocí Obrázku 5.2.

## 5.1.3 Korekce pro jasné a modré objekty

Při porovnání syntetické fotometrie odvozené z BP a RP spekter a katalogizovaných hodnot uvedených v EDR3 pro celooblohový vzorek extrémně modrých a jasných zdrojů (G < 13 a  $G_{\rm BP} - G_{\rm RP} < -0.1$ ) byl zjištěn systematický trend – odchylka přibližně 5 mmag/mag v rozsahu od 8 < G < 13. Lineární fit dat v tomto rozsahu dává

$$\Delta G = 0.054 - 0.0046G. \tag{5.3}$$

Pro objekty s G < 8 mag začínají dominovat efekty spojené se saturací. Původ tohoto trendu je pravděpodobně problém spojený s PSF/LSF kalibrací.

Tuto korekci není potřeba vykonat pro naše objekty, jelikož v intervalu od 8 < G < 13 je nejmodřejší objekt s barvou  $G_{BP} - G_{RP} = 0.009$  mag, tedy mimo relevantní interval.



Obrázek 5.2: Velikost aplikované korekce  $G^* - G$  pro 6p zdroje ve zkoumaném zorném poli.

## 5.1.4 Výpočet korekce pro flux excess factor

Flux excess factor (faktor nadbytku toku) je fotometrický indikátor, definovaný jako jednoduchý poměr mezi celkovým tokem v BP a RP, a mezi celkovým tokem ve filtru G:  $C = (I_{BP} + I_{RP})/I_G$ . Hlavní motivací pro použití C jako indikátoru kvality je skutečnost, že kvůli propustným pásmům (instrument passbands) a odezvě instrumentu (response) by hodnota C měla být pouze o něco vyšší než jedna. Skutečné rozdělení C v závislosti na  $G_{BP} - G_{RP}$  je však poměrně komplikované. Kvůli této komplexní závislosti na barvě, vede použití hodnot C z EDR3 katalogu (phot\_bp\_rp\_excess\_factor) k výsledkům, které jsou obtížně interpretovatelné. Tato limitace může být překonána za pomoci zavedení korigovaného flux excess factoru, C\*:

$$C^* = C - f(G_{\rm BP} - G_{\rm RP}), \tag{5.4}$$

kde  $f(G_{BP} - G_{RP})$  je funkce, která udává očekávaný excess pro danou barvu pro objekty s kvalitní fotometrií. Parametry této funkce byly získány v [88]. Podle definice by mělo být  $C^*$  blízké nule, přičemž pozitivní hodnoty  $C^*$  indikují že objekt vykazuje vyšší tok v BP a RP než v G, a opačně pro negativní hodnoty. Využitím vztahu uvedeného výše a tabularizovaných parametrů funkce  $f(G_{BP} - G_{RP})$  jsem vypočítala korigovaný flux excess factor pro můj vzorek. Vizualizace a porovnání s původním flux excess factorem je na Obrázku 5.3.

Korigovaný flux excess factor  $C^*$  může být použit jako indikátor nesrovnalosti mezi BP, RP a G fotometrií. Toto může být způsobeno nebodovostí zdroje, jeho proměnností,



Obrázek 5.3: Vlevo: Flux excess factor získaný z katalogu EDR3 (phot\_bp\_rp\_excess\_factor) v závislosti na barvě  $G_{BP} - G_{RP}$  pro zdroje ve zkoumaném zorném poli. Vpravo: Stejně jako vlevo, jen pro korigovaný flux excess factor.

abnormálním (ne-hvězdným) rozdělením spektrální energie (SED) - například pro objekty se silnými emisními čárami, jako například kvazary nebo planetární mlhoviny. Častým důvodem zvýšené hodnoty  $C^*$  je blízkost jiného zdroje, který kontaminuje fotometrii (blending).  $C^*$  tedy indikuje anomální fotometrii a sám o sobě nedokáže být využit pro rozlišení objektů se špatnou fotometrií a astrofyzikální pekuliaritou. Nicméně je možné provést filtraci objektů se zvýšenou hodnotou  $C^*$  za pomoci určení rozptylu  $C^*$  v závislosti na G magnitudě. Riello et al. (2021[88]) určil velikost tohoto rozptylu jako:

$$\sigma_{C^*}(G) = c_0 + c_1 G^m, \tag{5.5}$$

kde  $c_0 = 0.0059898$ ,  $c_1 = 8.817481 \cdot 10^{-12}$ , a m = 7.618399. Tento fit by měl vyjadřovat 1 $\sigma$  rozptyl pro vzorek osamocených objektů s bezproblémovou fotometrií. V této práci budu používat filtrační podmínku  $|C^*| < 5\sigma_{C^*}$ .

## **5.1.5** Filter pre $G_{\rm BP}$

Riello et al. (2021[88]) prokázal, že  $G_{BP}$  je systematicky zkreslené k vyšším hodnotám při klesajících jasnostech. Je tedy nutné provést filtraci objektů s nízkou jasností v  $G_{BP}$ . Jedná se opět o kompromis mezi kompletností a čistotou datového souboru. Vybrala jsem si limit  $G_{BP} = 20.3$  mag. Pro tuto jasnost je 50% objektů nezasažených tímto zkreslením a pro 84% zdrojů je velikost zkreslení k jasnějším  $G_{BP}$  do přibližně 0.7 mag. Tato selekce by z mého vzorku odstranila ~7% objektů, což by mohlo vést ke zkreslení vzorku. Pro některé aplikace je však vhodné tuto filtraci přeskočit a pro fotometrickou diagnostiku využít barvu  $G - G_{RP}$ , která by měla být také vhodná pro slabé červené objekty, jakými jsou například nízkohmotné členy hlavní posloupnosti hvězdokupy.

## 5.1.6 Korekce pro nultý bod paralaxy

Již v předchozích verzích Gaia katalogu se ukázalo, že katalogizované paralaxy velmi vzdálených objektů (například kvasarů) nejsou nulové, jak by se očekávalo. Lindegren et al. (2021[89]) ukázal, že i v EDR3 existuje odchylka naměřené a fyzické paralaxy, charakterizovaná za pomoci objektů klasifikovaných jako kvasary, dvojhvězdy a hvězd patřících do Velkého Magellanoveho mračna. Bylo zjištěno, že tato odchylka je netriviální funkce jasnosti zdroje, barvy, ekliptické šířky a typu astrometrického řešení (5p/6p). Například, kvasary mají v EDR3 medián paralaxy přibližně  $-17 \mu$ as. Celkový rozsah paralaxové odchylky může být  $-94 \mu$ as do  $+36 \mu$ as pro 5p zdroje a  $-151 \mu$ as do  $+130 \mu$ as pro 6p zdroje. Typický rozsah je však mnohem menší. Jelikož korekce není triviální, Lindegren et al. (2021[89]) vytvořil Python knihovnu, obsahující funkce, které tuto korekci počítají <sup>2</sup>. Výstup je nutné odečíst od paralaxy zdroje uvedeného v EDR3. I při nejextrémnějších hodnotách má pro hvězdy patřící do hvězdokupy tato korekce jen malý impakt. Při paralaxe hvězdokupy  $\varpi \approx 3.572 \pm 0.108$  mas jsou i ty nejextrémnější korekce srovnatelné s chybou paralaxy a kvůli relativně blízké vzdálenosti hvězdokupy od nás je velikost odchylky vzdálenosti kvůli paralaxové odchylce jen okolo  $\pm 10$  pc, což je velice podobné typické velikosti otevřené hvězdokupy v Galaxii.

Paralaxovou korekci  $\varpi_{phys,i} = \varpi_i - \mathbb{Z}(x_i)$ , kde  $\varpi_i$  je katalogizovaná paralaxa objektu *i* v EDR3 a  $\mathbb{Z}(x_i)$  je korekce závislá na parametrech popsaných výše, jsem provedla pro všechny objekty ve studovaném poli. Medián  $\mathbb{Z}(x_i)$  pro tyto zdroje byl -0.021 mas, maximum 0.42 mas a minimum -0.093 mas. Hodnota maxima korekce pro objekty v poli je podstatně vyšší než maximální hodnota v Lindegren et al. (2021[89]). Je to dané tím, že zdroje v poli ještě nebylifiltrovány v závislosti na kvalitě astrometrie a fotometrie, tím pádem se mezi nimi nacházejí objekty s abnormálními barvami a také jasné objekty. V Lindegren et al. (2021[89]) je  $\mathbb{Z}(x_i)$  interpolace kalibrována v rozsahu:

- G magnituda:  $6 < phot_g_mean_mag < 21$
- Barva:
  - ★ 1.1 < nu\_eff\_used\_in\_astrometry < 1.9 (pro 5p zdroje)</p>
  - $\star~1.24 < \texttt{pseudocolour} < 1.72$  (pro 6p zdroje).

Mimo tento rozsah se korekce  $\mathbf{Z}(x_i)$  počítají pomocí extrapolace. Na Obrázku 5.4 je vidno, že ve většině případů je korekce  $\mathbf{Z}(x_i)$  záporná, až na pár výjimek uvnitř intervalu hodnot z Lindegren et al. (2021[89]).

## 5.1.7 Filtrace za pomoci indikátorů kvality astrometrie a fotometrie

Kromě základních astrometrických a fotometrických informací, jejich chyb a korelací, poskytuje katalog EDR3 mnoho dalších parametrů a statistických indikátorů, podle kterých je možné vyhodnotit kvalitu a věrohodnost astrometrického řešení nebo fotometrie. Za jejich pomoci je možné odhalit objekty se špatnými parametry, dvojhvězdy nebo i objekty ovlivněné přítomností jiného blízkého zdroje, který kontaminuje astrometrii nebo fotometrii

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup>https://gitlab.com/icc-ub/public/gaiadr3\_zeropoint



Obrázek 5.4: Velikost aplikované korekce  $\mathbf{Z}(x_i)$  pro zdroje ve zkoumaném zorném poli.

studovaného objektu. V této sekci provedu konzervativní filtraci objektů s potenciálně málo kvalitní astrometrickou a fotometrickou informací.

V předchozích podkapitolách jsem kromě jiného provedla i fotometrické a astrometrické korekce zdrojů ze studovaného pole. V CMD a VPD diagramu kompletního vzorku je efekt těchto korekcí málo viditelný, přičemž největší rozdíl oproti Obrázku 5.1 je posunutí části slabých zdrojů k nepatrně vyšším jasnostem. O mnoho významnější rozdíly se projeví po odfiltrování části zdrojů podle následujících kriterií.

## RUWE

Renormalised Unit Weight Error (RUWE, v EDR3 jako ruwe) je definováno jako:

$$ruwe = \frac{\sqrt{astrometric\_chi2\_al/(astrometric\_n\_good\_obs\_al-m)}}{f(G, G_{BP} - G_{RP})}, \quad (5.6)$$

přičemž astrometric\_chi2\_al je astrometrická vhodnost modelu (goodness of fit,  $\chi^2$ ) ve směru AL (ALong scan, podél skenu), astrometric\_n\_good\_obs\_al je počet dobrých AL pozorování. Oba dva parametry jsou také dostupné v EDR3. Parametr m = 5 nebo 6 je počet vypočtených parametrů (pro 5p nebo 6p zdroje). Čitatel rovnice je také znám jako UWE (unit weight error). Ideálně by UWE mělo být rovno přibližně 1.0 pro objekty s bezproblémovou astrometrií, ale kvůli problémům s kalibrací je UWE také závislé na jasnosti zdroje a barvě. UWE je tedy naškálováno pomocí empiricky stanovené funkce  $f(G, G_{\rm BP} - G_{\rm RP})$ , aby takto zadefinované RUWE bylo přibližně 1.0 pro bezproblémové zdroje. Pro selekci zdrojů s dobrou astrometrií je v literatuře často doporučována hranice RUWE<1.4, kterou jsem aplikovala také pro můj vzorek.[51][52]

Filtrování pomocí tohoto kritéria zmenšilo studovaný vzorek přibližně o 28% (808303 zdrojů). CMD a VPD tohoto vzorku je na horní části Obrázku 5.5.

## Astrometrický nadbytečný šum

Astrometrický nadbytečný šum (anglicky astrometric excess noise,  $\varepsilon_i$ , v EDR3 jako astrometric\_excess\_noise) je úhlová míra astrometrické vhodnosti modelu (goodness of fit). Vyjadřuje množství šumu, který musí být zaveden do pozorování aby se vysvětlili residuály v astrometrickém řešení. Pro dobře se chovající zdroje by měla být hodnota  $\varepsilon_i$  rovna 0, tedy residuály v astrometrickém fitu dobře odpovídají předpokládanému observačnímu šumu. Pozitivní hodnoty  $\varepsilon_i$  mohou být způsobeny chybami v kalibracích nebo, jelikož astrometrické řešení předpokládá, že objekty v EDR3 jsou samotné (nebinaritu), mohou být způsobeny pohybem centroidu emise objektu kvůli binaritě objektu. Toto se týká zejména dvojitých hvězd s orbitální dobou srovnatelnou s délkou pozorování *Gaie*, která byla využita pro EDR3. Tento pohyb může působit problémy v astrometrickém řešení.  $\varepsilon_i$  je považováno za statisticky signifikantní, když astrometric\_excess\_noise\_sig>2.0. [52]

Pro mé účely zavádím benevolentní limit  $\varepsilon_i < 2.0$  nebo astrometric\_excess\_noise < 2.0 pro objekty, kde předpokládám dobrou astrometrii. Tato selekce zmenšila velikost vzorku po ruwe filtraci o další 3% (781227 zdrojů). CMD a VPD tohoto vzorku je na spodní části Obrázku 5.5.

#### Duplikované zdroje

Duplikované zdroje (duplicated\_source) jsou zdroje, kterým byly přiřazeny dva (nebo více) indikátory. V EDR3 je uveden jen jeden z nich, přičemž pozorování přiřazená druhému indikátoru nebyla použita. Objekty s duplicated\_source=True jsou pravděpodobně za-saženy problémy v astrometrii i fotometrii. Odstranění zdrojů s duplicated\_source = True zmenšilo vzorek jen o 1364 objektů. [52]

#### Filtrace za pomoci korigovaného flux excess factoru

V Sekci 5.1.4 jsem vypočítala hodnoty korigovaného flux excess factoru pro objekty ve studovaným poli. Pro filtrační podmínku  $|C^*| < 5\sigma_{C^*}$  byla odstraněna téměř polovina vzorku z předešlého kroku (zbývá 428010 objektů). CMD a VPD tohoto vzorku je na Obrázku 5.6.

## Zhodnocení výsledků filtrace

Jak tvrdí Riello et al. (2021[88]) a Lindegren et al. (2021[52]), neexistuje jednoduchý a účinný způsob jak spolehlivě odfiltrovat zdroje se špatnou astrometrií nebo fotometrií od zdrojů, které jsou například astrofyzikálně pekuliární. V dalším textu budeme tedy uvažovat dva datové soubory: 1. původní vzorek bez jakékoliv filtrace a 2. "zlatý" vzorek, kde všechny objekty prošli skrze výše uvedená filtrační kritéria.



Obrázek 5.5: Ekvivalentní k Obrázku 5.1. Nahoře: CMD a VPD po korekci s využitím ruwe. Dole: CMD a VPD po korekci s využitím  $\varepsilon_i$ . Je zjevné, že v porovnání s Obrázkem 5.1 byla odstraněna část objektů s extrémními barvami a vysokým vlastním pohybem, ale také několik objektů podél viditelné hlavní posloupnosti M7, které se nacházeli mezi hlavní posloupností pro jednotlivé hvězdy a dvojhvězdy s poměrem zářivého výkonu 1.0. Je tedy možné domnívat se, že tato selekce odstranila část dvojhvězd skutečně patřících do M7, jelikož kontaminace hvězdami z pozadí/popředí je v této oblasti CMD nízká. Dodatečná filtrace pomocí  $\varepsilon_i$  odstranila část slabých objektů s nízkou spolehlivostí astrometrie.

# 5.2 Členové hvězdokupy podle Cantat-Gaudin & Anders (2020) v EDR3 a implikace

Cantat-Gaudin & Anders (2020 [18]) katalogizovali pomocí GDR2 1555 hvězd do 18. magnitudy, které mohou potenciálně být členy hvězdokupy. Z nich je 941 pravděpodobných



Obrázek 5.6: Ekvivalentní k Obrázku 5.1. Nahoře: CMD a VPD po korekci po odstranění zdrojů s duplicated\_source=True a s korigovaným flux excess factorem větším než  $|C^*| > 5\sigma_{C^*}$ . Je zajímavé, že i navzdory benevolentní  $5\sigma$  filtrační podmínce, byly odstraněny i objekty, které zřetelně patří do hlavní posloupnosti hvězdokupy. Velice patrné je odstranění všech hvězd hvězdokupy s  $G \approx 8$  mag.



Obrázek 5.7: Rozdělení paralax (opravených o nultý bod) pro zkoumaný vzorek. Vlevo: pro původní vzorek, uprostřed: po filtraci pomocí ruwe, vpravo: 'zlatý' vzorek po všech filtračních krocích.

členů (s pravděpodobností asociace P>0.5). Histogram paralax, VPD (spolu s odvozenými hodnotami pro celou hvězdokupu) a CMD členů hvězdokupy podle [18] je na Obrázku 5.8.

Pro využití tohoto seznamu hvězd pro přepočet parametrů hvězdokupy nebo přiřazení k rentgenovým zdrojům je nutné provést crossmatch s EDR3. Zdroje a jejich identifikační



Obrázek 5.8: Vlevo nahoře: Rozdělení paralax pro hvězdy s pravděpodobností asociace P>0.5 v [18]. Odvozená paralaxa hvězdokupy je označená modrou čárou. Vlevo nahoře: VPD těchto hvězd, odvozený celkový vlastní pohyb hvězdokupy je označen modrou čarou. Dole: CMD těchto hvězd.

čísla se mohou mezi GDR2 a EDR3 lišit. Je to důsledek vyšší kompletnosti EDR3, zejména zlepšení detekce zdrojů v polích s vysokou hustotou zdrojů. Například to, co bylo v GDR2 považováno za jeden zdroj může být v EDR3 rozděleno na dva samostatné zdroje a pod. Podle [51] se tyto změny týkají přibližně 2–3% zdrojů. Pro crossmatch jsem využila tabulku gaiaedr3. dr2\_neighbourhood[90], která kromě identifikátorů objektů v GDR2 a EDR3 také zahrnuje úhlovou vzdálenost mezi přiřazenými objekty a také rozdíl jasností. Pro pole s vysokou hustotou zdrojů jako je oblast M7 je nutné očekávat nezanedbatelnou kontaminaci falešnými crossmatchemi, kde byly k objektům z GDR2 přiřazeny objekty z EDR3 chybně. Dá se očekávat, že tyto chybné crossmatche budou mít velký rozdíl v jasnostech a uhlových vzdálenostech mezi GDR2 a EDR3. Pomocí těchto rozdílů je možné je odfiltrovat od těch,
které jsou pravděpodobně reálné - Graf 5.9 ukazuje distribuci rozdílu úhlových vzdáleností a jasností mezi crossmatchemi GDR2-EDR3. Z grafu je zjevné, že skutečné crossmatche



Obrázek 5.9: Bodový graf znázorňující závislost úhlové vzdálenosti a rozdílu jasností mezi crossmatchemi GDR2-EDR3.

jsou seskupeny okolo bodu (0,0). Pro filtraci jsem použila podmínku  $\Delta r < 100$  mas a  $|\Delta G| < 0.2$  mag, což odfiltruje populaci chybných crossmatchů. Po této filtraci mi zůstalo 757 zdrojů, pro které jsem učinila korekce fotometrie a astrometrie jak bylo popsáno v předchozí sekci. Výsledný histogram paralax, CMD a VPD je na Obrázku 5.10. Je zjevné, že rozdíl mezi daty z GDR2 a EDR3 je poměrně malý, což svědčí o vysoké kvalitě GDR2 dat. Je také zjevné, že proces crosmatchů selhal hlavně u některých slabších hvězd u červeného konce hlavní posloupnosti. Na obrázku je také vidět, že přibližně ~ 20 objektů, které jsou uvedeny v Cantat-Gaudin & Anders (2020 [18]) jako členové pravděpodobností asociace P>0.5 nejsou podle nových dat členy hvězdokupy. Navzdory tomu je však seznam členů v [18] velice spolehlivý i v éře EDR3.



Obrázek 5.10: Obrázek ekvivalentní k 5.8. Data z EDR3 jsou znázorněna červenou barvou a jsou proložena na původní data z Cantat-Gaudin & Anders (2020 [18]).

#### Aplikace pro ostatní objekty

Výsledky crossmatchů členů hvězdokupy s EDR3 je možné využít více obecně pro analýzu vzorku ze Sekce 5.1, nebo i celé hvězdokupy. Z Obrázku 5.10 (konkrétně z histogramu paralax) je vidět, že prakticky všichni členové hvězdokupy se nacházejí mezi  $3.0 < \omega < 4.0$  mas. Můžeme tedy náš původní a "zlatý" vzorek ze Sekce 5.1 ořezat, aby v něm byly jen objekty v tomto rozmezí paralax, a vytvořit nové VPD (Obrázek 5.11 a 5.12):

V porovnání s VPD ze Sekce 5.1, je již hvězdokupa rozeznatelná od Galaktického pole, zejména pro "zlatý vzorek". Nové CMD diagramy pro tyto dva vzorky jsou velice informativní (Obrázek 5.13 a 5.14):

Obrázek 5.13 a 5.14 ukazuje, že hlavní posloupnost hvězdokupy je jasně definovaná od okolního pole, zejména v CMD využívajícím  $G_{\rm BP} - G_{\rm RP}$ . Je zjevné, že pomocí definice



Obrázek 5.11: VPM pro všechny objekty z pole studovaného v Sekci 5.1., pro které platí  $3.0 < \varpi < 4.0$  mas. Čárkovaná elipsa označuje vlastní pohyb hvězdokupy podle Cantat-Gaudin & Anders (2020 [18]), přičemž její střed odpovídá průměrnému vlastnímu pohybu hvězdokupy a poloosy elipsy odpovídají  $3\sigma$  rozptylu vlastních pohybů členů hvězdokupy.

vhodného řezu v CMD je možné vytvořit vzorek členů hvězdokupy s vysokou čistotou. Patrné také je, že prakticky neexistují členové hvězdokupy s jasností G > 18.5 mag.

Ještě čistší selekci můžeme provést, pokud se omezíme pouze na objekty s vlastním pohybem, který je uvnitř intervalu  $\pm 3\sigma$  centrovaného na katalogizované hodnoty vlastního pohybu hvězdokupy v Cantat-Gaudin & Anders (2020 [18]). Tím pádem dostaneme téměř nekontaminované CMD:

### 5.3 Celé pole hvězdokupy

Použitím závěrů z předchozích sekcí je možné vytvořit katalog hvězd patřících do hvězdokupy. Pro tento účel využijeme zdroje s ruwe < 1.4, což indikuje, že astrometrické parametry objektů – pozice, vlastní pohyby a paralaxy, by měly být důvěryhodné. V Sekci 5.1 jsem ale ukázala, že pomocí filtrace s užitím ruwe, dochází k odstranění některých hvězd, které pravděpodobně do hvězdokupy patří. Jedná se zřejmě o dvojhvězdy a objekty v blízkosti nějakého jiného objektu, což způsobuje problémy s astrometrií. Takto získaný vzorek tedy



Obrázek 5.12: Ekvivalentní k Obrázku 5.11, jen pro objekty ze "zlatého" vzorku.



Obrázek 5.13: CMD diagramy pro všechny objekty z pole studovaného v Sekci 5.1., pro které platí  $3.0 < \varpi < 4.0$  mas. Horizontální tečkovaná čára odpovídá G = 18.5 mag



Obrázek 5.14: Ekvivalentní k Obrázku 5.13, jen pro objekty ze "zlatého" vzorku.



Obrázek 5.15: Ekvivalentní k Obrázku 5.13, jen pro objekty uvnitř  $\pm 3\sigma$  intervalu vlastního pohybu hvězdokupy z Cantat-Gaudin & Anders (2020 [18])

nebude zcela kompletní. Také jsem demonstrovala, že prakticky všichni členové hvězdokupy jsou jasnější než G = 18.5 mag. Velice to usnadňuje další výpočty, jelikož většina zdrojů (5p a 6p) v EDR3 je slabších než G = 18 mag. Selekce za použití limitu G = 18.5 mag drasticky snižuje počet objektů s kterými musím pracovat (stále více něž milion). V této sekci budu vytvářet seznam členů hvězdokupy pomocí metody HDBSCAN, která hledá skupiny (shluky) objektů v pět-dimenzionálním prostoru pozic v RA a Dec, vlastních pohybů v RA a Dec a paralax. V projekci na obloze je M7 poměrně velká hvězdokupa. Na to, aby HDBSCAN mohl na výpočet členů použít i prostorovou informaci, je nutné uvažovat větší část oblohy než je rozměr hvězdokupy samotné. Pro moje účely jsem zvolila poloměr



Obrázek 5.16: Ekvivalentní k Obrázku 5.15, jen pro objekty ze "zlatého" vzorku.

studované oblasti 5r50, což je pětinásobek poloměru hvězdokupy, ve které se nachází 50% členů podle katalogu Cantat-Gaudin & Anders (2020 [18]). Celkový extrakční poloměr je tedy 4.17 deg. Bylo také nutné zavést podmínku parallax\_over\_error>4, což zajišťuje, že paralaxy budou informativní (tedy že relativní chyba paralaxy bude nejvýš 25%). Podle Gaia Collaboration et al. (2020[51])by měla být průměrná chyba paralaxy přibližně 0.5 mas pro objekty s G = 20 mag. Tím pádem na členy M7, kteří jsou všichni výrazně jasnější než G = 20 mag a mají paralaxu kolem 3.5 mas, tato podmínka nemá žádný vliv. Pro extrakci objektů, které budu uvažovat pro výpočet, jsem mírně pozměnila query ze Sekce 5.1:

```
select
```

```
g.source_id, g.ra, g.ra_error, g.dec, g.dec_error, g.parallax,
    g.parallax_error, g.parallax_over_error, g.pmra, g.pmra_error,
    g.pmdec, g.pmdec_error, g.astrometric_params_solved,
    g.ra_dec_corr, g.ra_parallax_corr, g.ra_pmra_corr,
    g.ra_pmdec_corr, g.dec_parallax_corr, g.dec_pmra_corr,
    g.dec_pmdec_corr, g.parallax_pmdec_corr, g.parallax_pmra_corr,
    g.pmra_pmdec_corr, g.ruwe, g.nu_eff_used_in_astrometry,
    g.pseudocolour, g.ecl_lat, g.astrometric_excess_noise,
    g.astrometric_excess_noise_sig, g.visibility_periods_used,
    g.phot_g_mean_mag, g.phot_bp_mean_mag,
    g.phot_rp_mean_mag, g.bp_rp, g.phot_bp_rp_excess_factor,
    phot_g_mean_flux, g.duplicated_source, g.l, g.b
from
    gaiaedr3.gaia_source as g
where
    g.astrometric_params_solved > 3
    AND g.phot_g_mean_mag IS NOT NULL
    AND g.bp_rp IS NOT NULL
```

```
AND g.ruwe < 1.4
AND g.phot_g_mean_mag < 18.5
AND g.parallax_over_error > 4
AND (1 = CONTAINS( POINT('ICRS', ra, dec),
CIRCLE('ICRS', 268.447, -34.841, 4.17)))
```

Použitím této query jsem obdržela 1476700 objektů. Pro všechny objekty jsem poté provedla opravy popsané v Sekci 5.1. Kromě filtrace podle ruwe, která už byla provedena v podmínkách v použité query, nebyla aplikována žádná další filtrace.

Metodu HDBSCAN jsem použila pro hodnoty parametru min\_cluster\_size = 20, 100 a 200 abych zkoumala vliv selekce min\_cluster\_size na získaný výsledek. Všechny provedené kalkulace našly dvě hvězdokupy ve zkoumaném poli: M7 - jak bylo možné očekávat, a také hvězdokupu M6, která se nachází v blízkosti (v projekci na obloze), na samé hranici extrahovaného pole a je tedy pokryta pouze částečně.

Selekce parametru měla jen malý vliv na celkový extrahovaný seznam členů. Výsledky extrakce jsou shrnuty na Obrázcích 5.17 až 5.22.

Za použití min\_cluster\_size= 20 jsem získala pro M7 1241 členů, pro min\_cluster\_size= 100 jsem získala 1276 členů a pro min\_cluster\_size= 200 dohromady 1279 členů. Po inspekci výsledků na Obrázcích 5.17 až 5.22, jsem zvolila finální katalog členů zodpovídající výstupu HDBSCANU s min\_cluster\_size= 200, kvůli nejvyšší čistotě CMD a nejužší distribuci paralax.

Je zajímavé, že podle CMD na Obrázcích 5.17 až 5.22 je patrné, že existuje populace slabých členů hvězdokupy – i slabších než je G = 18.5 mag. To je v rozporu s tím, co jsme pozorovali pro centrální pole hvězdokupy v předchozí sekci. Je možné, že se jedná o selekční observační efekt, kde je slabší hvězdy obtížnější detekovat v centru hvězdokupy, nebo je možné, že se jedná o postupnou ztrátu hvězd s nízkou hmotností, kde se tyto hvězdy nacházejí na okrajích hvězdokupy a postupně unikají do Galaktického pole.

#### 5.4 Objekty s potenciální rentgenovou emisí v M7

V této sekci budu podrobněji zkoumat vlastnosti zajímavých objektů ze Sekce 2.3. Z Obrázku 5.10 a 5.22 je patrné, že ve hvězdokupě leží modrý opozdilec a možná populace bílých trpaslíků. Také může být zajímavé detailněji prozkoumat Ap/Bp hvězdy z [81].

#### Ap/Bp hvězdy

Ap/Bp hvězdy ze seznamu od [81] jsou s vysokou pravděpodobností členy hvězdokupy. Výjimkou je poslední objekt, HD 320764, který se neobjevuje v mém katalogu členů, jelikož nesplňuje podmínku pro ruwe. Informace o zdrojích jsou shrnuty v Tabulce 5.2.

Podrobnější vlastnosti v kontextu hvězdokupy je možné studovat na Obrázku 5.23. Je zřejmé, že hvězda HD 320764, která vykazuje zvýšenou hodnotu ruwe, má paralaxu zasaženou největší chybou. Z její pozice, paralaxy, vlastního pohybu a pozici v CMD hvězdokupy je ale pravděpodobně skutečným členem hvězdokupy. V Předchozích sekcích jsme viděli, že filtrace astrometrie podle ruwe zřejmě odstraňuje část skutečných členů hvězdokupy. Na CMD je také možno vidět, že studované hvězdy, zejména HD 162725, se



Obrázek 5.17: Výsledky hledání členů hvězdokupy za použití metody HDBSCAN s parametrem min\_cluster\_size= 20 (nejmenší možný počet členů ve skupině). Vpravo nahoře: CMD diagram objektů přiřazených do hvězdokupy. Vlevo nahoře: distribuce paralax těchto objektů. Vpravo dole: Pozice (RA a Dec) objektů přiřazených do hvězdokupy, vlevo dole: VPD těchto objektů. Barevná škála u spodních panelů vyjadřuje paralaxu.

nacházejí blízko bodu obratu hvězdokupy a v blízké budoucnosti budou opouštět hlavní posloupnost.

#### Modrý opozdilec

V levém horním rohu CMD hvězdokupy se nachází modrý opozdilec se source\_id 4040810720855068288. V databázi Simbad<sup>3</sup> je tato hvězda identifikována jako V957

<sup>&</sup>lt;sup>3</sup>http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/



Obrázek 5.18: To samé jako na Obrázku 5.17, ale barevná škála vyjadřuje pravděpodobnost asociace objektu ke hvězdokupě.

Sco. Hvězda je v ní uvedena jako rotačně proměnná. Podle mého katalogu členů hvězdokupy, je pravděpodobnost asociace hvězdy s hvězdokupou blízká 1.0. Na Obrázku 5.24 jsou zobrazeny jeho vlastnosti v kontextu hvězdokupy.

#### Možní bílí trpaslíci

Z Obrázku 5.10 a 5.22 je vidno, že několik členů hvězdokupy leží několik magnitud pod hlavní posloupností. Může se jednat o možné bílé trpaslíky, kterých detekce ve hvězdokupě se stářím M7 by byla velice užitečná pro charakterizaci závislosti hmotnosti bílého trpaslíka na počáteční hmotnosti hvězdy, což lze pro bílé trpaslíky ve hvězdokupě dopočítat. Možní bílí trpaslíci mají source\_id 4040618130287646848, 4042362367919757952,



Obrázek 5.19: Ekvivalentní k Obrázku 5.17, ale za použití min\_cluster\_size = 100.

#### 4042032862342476672, 4040528348209774080, 4039687569724731008,

4038799812790484096, 4037184394113286528 – celkově sedm objektů. Pro bílé trpaslíky, kteří nejsou součástí dvojhvězdy, je možné vypočítat hmotnost a dobu chládnutí bílého trpaslíka z astrometrických a fotometrických dat, pokud jsou dostatečně kvalitní. Pro tento účel je nutné získat absolutní jasnost objektu ve všech filtrech *Gaie*. V Tabulce 4.1 je uvedena hodnota absorpce v  $A_V$ . Pro výpočet absorpce v G,  $G_{BP}$  a  $G_{RP}$  je nutné použít polynomiální funkci  $G_{BP} - G_{RP}$  a  $A_V$  z Gaia Collaboration et al. (2018[91]). Vztahy jsou sice pro GDR2, ale efekt změny vlastností filtrů v EDR3 oproti GDR2 je pro tento účel zanedbatelný. Modul vzdálenosti byl spočítán z mediánu paralax členů hvězdokupy. Pomocí těchto veličin je možné získat absolutní magnitudu bílých trpaslíků ve všech potřebných filtrech a použít modely pro odhad hmotnosti a doby chládnutí (např. Bédard et al. 2020[92]). Absolutní jasnosti studovaných objektů v kontextu evolučních modelů je



Obrázek 5.20: Ekvivalentní k Obrázku 5.18, ale za použití min\_cluster\_size=100.

možné vidět na Obrázku 5.25. Je jasné, že studované objekty se v CMD nacházejí mimo křivky chládnutí pro bíle trpaslíky. Jsou příliš jasné a červené. Je možné, že se jedná o bíle trpaslíky ve dvojhvězdě se sekundární složkou pozdního spektrálního typu. Tím pádem není možné fotometrickou informaci tímto způsobem použít. V předchozí sekci jsem také pozorovala populaci pole s  $G \sim 19$  mag a  $G_{\rm BP} - G_{\rm RP} \sim 1.5$  mag. To je blízké fotometrickým parametrům studovaných objektů. Je tedy možné, že se jedná o objekty z Galaktického pole, které kontaminují hvězdokupu.



Obrázek 5.21: Ekvivalentní k Obrázku 5.17, ale za použití min\_cluster\_size=200.

Objekt	EDR3 source_id	P <sub>memb</sub>	v XMM poli?	poz.
HD 162305	4041561171865960448	0.81	ne	
HD 162576	4040842056948543232	1.0	ano	
HD 162725	4040824258597614976	0.83	ano	
HD 320764	4040808968507325312	N/A	ne	${\tt ruwe}{\sim}2.16$

Tabulka 5.2: Ap/Bp hvězdy v poli M7.



Obrázek 5.22: Ekvivalentní k Obrázku 5.18, ale za použití min\_cluster\_size=200.



Obrázek 5.23: Vlastnosti studovaných Ap/Bp hvězd v kontextu členů hvězdokupy, které byly získány v minulé sekci (znázorněny černou barvou). Vpravo nahoře: CMD diagram, vlevo nahoře: distribuce paralax, vpravo dole: pozice (RA a Dec), vlevo dole: VPD.



Obrázek 5.24: Ekvivalentní k Obrázku 5.23, jen pro modrého opozdilce V957 Sco.



Obrázek 5.25: Absolutní fotometrie možných bílých trpaslíků (černé kříže) a modelové křivky chládnutí bílých trpaslíků s vodíkovou atmosférou ve hmotnostním rozmezí  $0.21-1.29 \text{ M}_{\odot}$  (pravý panel; Bédard et al. 2020[92]). Vyznačeny jsou také izochrony chládnutí pro 0.3 (přibližný věk M7), 1.0 a 2.0 Gyr. Obrázek vytvořen s pomocí knihovny [93].

# Kapitola 6

# Messier 7 rentgenovýma očima mise *XMM-Newton*

Hvězdokupa M7 byla pozorována družicí *XMM-Newton* v roce 2006 (PI: R. Pallavicini). Podle žádosti o pozorovací čas bylo cílem pozorování zkoumání vztahu mezi hvězdnou aktivitou, rotací a věkem pro hvězdy s nízkou hmotností ve hvězdokupách se stářím mezi Plejádami a Hyádami. Cílem bylo lépe pochopit fyziku hvězdného dynama, které pohání hvězdnou koronální aktivitu. Základní informace o pozorování jsou shrnuty v Tabulce 6.1

Podle archivu mise *XMM-Newton*<sup>1</sup>, nebylo toto pozorování nikdy využito pro detailní studium hvězdokupy M7. Núñez, A. & Agüeros [94] zkoumali aktivity hvězd nízké hmotnosti ve hvězdokupě M37, kde při diskusi funkce rentgenové svítivosti (X-ray luminosity function, XLF) pro M37 sestrojili odhad XLF pro M7 za pomoci dat z tehdy dostupné verze *XMM-Newton* serendipitous source catalogue (Rosen et al. 2015[95]), která obsahovala data o zdrojích z pozorování, která v této sekci analyzuji.

Pro úplnost je nutné dodat, že hvězdokupa byla také pozorována pomocí *Chandra X-ray Observatory* (Obs. ID 1266). Toto pozorování bylo provedeno v roce 1999, poměrně krátce po zahájení mise za účelem kalibrace. Expoziční doba je krátká (~5 ks) a v průběhu pozorování je patrný zvýšený count rate. V době pozorování ještě nebyly detektory, umístěné v ohniskové rovině mise, dostatečně vychlazeny, tím pádem vytvoření některých science-grade datových produktů může být potenciálně náročné. To je zřejmě důvod, proč nebylo toto pozorování využito při vytváření katalogových produktů, například CSC (Chandra Source Catalog [96]), i když z vizuálního náhledu je patrné, že pozorování obsahuje množství bodových zdrojů. Kvůli těmto faktorům jsem se rozhodla tato data nevyužít.

<sup>1</sup>http://nxsa.esac.esa.int/nxsa-web/

Obs. ID	0300690101
Délka pozorování [s]	45918
Datum pozorování	2006-04-02
Mód	Full Frame
Filtr	THICK

Tabulka 6.1: Detail pozorování XMM-Newton.



Obrázek 6.1: Stopa pozorování *XMM-Newton* (observation footprint) s Obs. ID 0300690101 proložena na barevný obrázek složený z dat DSS2 (Digitized Sky Survey) ve webové aplikaci ESASky. Zorné pole je 1.9 deg v horizontálním směru a 54 arcmin ve vertikálním směru.

## 6.1 Zpracování dat

Pro analýzu jsem si stáhla data pozorování (observation data files, ODF) z archivu mise *XMM-Newton*<sup>2</sup>. Tato data byla poté zpracována pomocí softwarového balíčku SAS verze 18.0.0 a balíčku HEASOFT použitím postupů popsaných v návodu k SAS[97] a SAS Data Analysis Threads<sup>3</sup>. Ve zjednodušené formě jsem postupovala následovně: (1) Vygenerovala jsem si kalibrační informační soubor (calibration information file) pomocí příkazu cifbuid, (2) pomocí odfingest jsem zkompilovala housekeeping informace spojené s ODF, (3) aplikovala jsem kalibraci pomocí příkazů emproc (MOS data) a epproc (pn data) a dostala reprocesované a zkalibrované event listy. Jelikož jsou data z mise XMM často kontaminována (soft proton flaring), vytvořila jsem vysoce-energiové (E > 10 keV) světelné křivky z event listu pro MOS1, MOS2 a pn detektory (Obrázek 6.2). Z Obrázku je vidět, že pozorování je ke konci mírně kontaminováno, což se projevuje jako zvýšené pozadí vysokoenergiových eventů nad doporučenými normami (0.35 counts/s pro MOS a 0.4 counts/s pro pn). Efekt kontaminace je více výrazný pro pn než pro MOS detektory. Část pozorování, které se projevuje zvýšenou kontaminací bylo nutné odfiltrovat, pro pn detektor je celý proces reprodukován sérií příkazů:

```
evselect table=1156_0300690101_EPN_S003_ImagingEvts.ds \
withrateset=Y rateset=rateEPIC_pn.fits maketimecolumn=Y \
timebinsize=100 makeratecolumn=Y \
expression='#XMMEA_EP && (PI>10000&PI<12000) && (PATTERN==0)'</pre>
```

dsplot table=rateEPIC\_pn.fits x=TIME y=RATE.ERROR

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup>http://nxsa.esac.esa.int/nxsa-web

<sup>&</sup>lt;sup>3</sup>https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/sas-threads



Obrázek 6.2: Vysoce energiové křivky (E > 10 keV pro MOS detektory a 10 < E < 12 keV pro pn). Kontaminované části pozorování jsou ty, které vykazují count rate nad 0.35 counts/s pro MOS a 0.4 counts/s pro pn detektor.

```
tabgtigen table=rateEPIC_pn.fits expression='RATE<=0.4' \
gtiset=EPIC_pn_gti.fits
evselect table=1156_0300690101_EPN_S003_ImagingEvts.ds \
withfilteredset=Y filteredset=EPICclean_pn.fits destruct=Y \
keepfilteroutput=T \
expression='#XMMEA_EP && gti(EPIC_pn_gti.fits,TIME) && (PI>150)'
```

## 6.2 Obrázky

Pro kvalitativní studium emise jsem vytvořila sérii obrázků ve třech energiových rozsazích: měkký rozsah (0.3–1.0 keV), střední rozsah (1.0–3.0 keV) a tvrdý rozsah (3.0–10.0 keV) pro všechny detektory využitím vyčištěných event listů z předchozí sekce. Pro pn detektor je výsledek (arbitrárně naškálovaný) na Obrázku 6.3.

Na obrázku je zjevná populace bodových zdrojů s různými vlastnostmi. Žluté a oranžové objekty jsou většinou hvězdy, objekty do modra mají tvrdší emisi. Zřejmě se zčásti jedná o aktivní galaktická jádra v pozadí nebo o populaci jiných akrečně poháněných objektů. Sérii obrázků potřebných na sestrojení barevného Obrázku 6.3 je možné vytvořit pomocí:

```
evselect table='EPICclean_pn.fits:EVENTS' withimageset=yes
imageset=pn_red.fits xcolumn=X ycolumn=Y writedss=yes \
expression='(PI in [300:1000])' imagedatatype=Int32 \
ximagebinsize=22 yimagebinsize=22
evselect table='EPICclean_pn.fits:EVENTS' withimageset=yes \
imageset=pn_green.fits xcolumn=X ycolumn=Y writedss=yes \
expression='(PI in [1000:3000])' imagedatatype=Int32 \
```

```
evselect table='EPICclean_pn.fits:EVENTS' withimageset=yes \
```

ximagebinsize=22 yimagebinsize=22



Obrázek 6.3: Barevný obrázek z detektoru pn. Červená barva odpovídá rozsahu 0.3– 1.0 keV, zelená 1.0–3.0 keV a modrá 3.0–10.0 keV.

```
imageset=pn_blue.fits xcolumn=X ycolumn=Y writedss=yes \
expression='(PI in [3000:10000])' imagedatatype=Int32 \
ximagebinsize=22 yimagebinsize=22
```

## 6.3 Detekce bodových zdrojů

Pro detekci zdrojů jsem si vytvořila podobným způsobem pět obrázků v rozsahu energií: 0.3–0.5, 0.5–1.0, 1.0–2.0, 2.0–4.5, 4.5–12.0 keV. Rozdílem oproti předchozí sekci je, že uvažuji pouze eventy, které generovaly signál nanejvýš ve dvou pixelech (PATTERN 0 až 4) a neuvažuji špatné pixely a eventy blízko hranic čipů. Například pro obrázek v 0.3–0.5 keV:

```
evselect table=EPICclean_pn.fits:EVENTS imagebinning='binSize' \
imageset='pn_image_b1.fits' withimageset=yes xcolumn='X'\
ycolumn='Y' ximagebinsize=40 yimagebinsize=40 \
```

```
expression='#XMMEA_EP&&(PI in [300:500])&&(PATTERN in [0:4])&&(FLAG==0)'
```

Na simultánní detekci zdrojů na všech obrázcích zároveň jsem použila skript edetect\_chain. V krátkosti, tento skript volá postupně sérii příkazů: (1) expmap pro výpočet expoziční mapy pro vstupní obrázky využitím dat o pozici satelitu, vinětaci, expozici a špatných pixelů, (2) emask pro vytvoření detektorové masky využitím informací o expozici, (3) eboxdetect pro předběžnou detekci zdrojů, (4) esplinemap pro odstranění zdrojů detekovaných v předchozím bodě a vytvoření mapy pozadí, (5) opět eboxdetect pro detekci zdrojů na obrázcích, ale tentokrát za použití mapy pozadí a (6) nakonec emldetect, který používá polohy zdrojů z eboxdetect a provádí simultánně PSF fity (point spread function – rozptylová funkce) a získává finální parametry zdrojů jako počet countů, poměry tvrdosti (hardness ratios) etc. Příkaz, který toto dělá pro pn detektor je:

```
edetect_chain imagesets=' \
"pn_image_b1.fits" "pn_image_b2.fits" "pn_image_b3.fits" \
"pn_image_b4.fits" "pn_image_b5.fits"' \
eventsets=EPICclean_pn.fits attitudeset=1156_0300690101_AttHk.ds \
pimin='300 500 1000 2000 4500' pimax='500 1000 2000 4500 12000' \
ecf='5.1065 6.0479 4.9893 1.8282 0.5698' \
eboxl_list='pn_eboxlist_l.fits' eboxm_list='pn_eboxlist_m.fits' \
esp_nsplinenodes=16 eml_list='pn_emllist.fits' esen_mlmin=15
```

Hodnoty parametru ecf (Energy Conversion Factors), jsou nastaveny tak, aby byly vhodné pro pozorování s použitím "thick" filtru.

Výsledek jsem si proložila na kombinovaný obrázek ze všech detektorů (Obrázek 6.4). Magnetické Ap/Bp hvězdy z předchozí kapitoly nebyly detekovány.

## 6.4 Charakterizace bodových zdrojů

Celkově jsem detekovala 158 zdrojů. Střed pozorování je na souřadnicích ( $\alpha, \delta$ ) =  $(17^{h}53^{m}55.21^{s}, -34^{\circ}48'36.0'')$ . Rentgenový zdroj, který byl detekován nejdál od tohoto středu měl od něj úhlovou vzdálenost 16.01 arcmin. Pro crossmatch s členy hvězdokupy jsem si tedy vytvořila nový katalog *Gaia* členů, pro které platí, že jsou v úhlové vzdálenosti do 17.0 arcmin do středu pozorování. Jednalo se o 162 hvězd.

Hustota zdrojů ve studovaném poli je extrémně vysoká, a za jiných okolností bychom nebyli schopni jednoznačně přisoudit rentgenový protějšek k optickému zdroji. Prostorové rozlišení mise je na tento účel příliš nízké. Naštěstí víme, že rentgenová aktivita hvězdy hmotnosti Slunce rapidně klesá o několik řádů během několik stovek Myr. Detekce rentgenové emise je tedy dobrý způsob, jak rozlišit mezi mladými hvězdami a hvězdami z Galaktického pole (v mém případě z populace v Galaktické výduti) nacházejících se ve stejném zorném poli. Je tedy logické se domnívat, že selekce členů podle rentgenové emise bude dobrý způsob, jak vybrat členy hvězdokupy.

Obrázek 6.5 ilustruje rozložení členů hvězdokupy z katalogu, který jsem vytvořila v předešlé kapitole a detekovaných rentgenových zdrojů. Je překvapivé, že vidíme jen relativně malé množství crossmatchů (kvalitativně  $\sim$ 50). Je možné, že selekce hvězd se spolehlivou astrometrií pomocí indikátorů kvality ruwe odstraňuje některé bona-fide členy

77



Obrázek 6.4: Kombinovaný obrázek z vyčištěných event listů detektorů MOS1, MOS2 a pn. Na obrázek jsou proloženy detekované bodové zdroje.

z této oblasti hvězdokupy. Jedná se o centrální část s nejvyšší hustotou, tedy je tento scénář možný.

Pro úspěšný crossmatch mezi rentgenovým a optickým zdrojem vyžaduji, aby optický zdroj ležel uvnitř oblasti, která je centrovaná na pozici rentgenového zdroje a jejíž poloměr je daný  $3\sigma$  nejistotou v poloze rentgenového zdroje. Chybu v pozici optického zdroje neberu do úvahy, jelikož je oproti rentgenovému zdroji o několik řádu menší. Crossmatch za použití tohoto kritéria vyústil v detekci 43 párů rentgenový zdroj–člen hvězdokupy.

Z Obrázku 6.6 je zřejmé, že hvězdokupa je rentgenově aktivní podél celé své hlavní posloupnosti – od hvězd, které hlavní posloupnost právě opouštějí až k nejslabším členům. Jediná výjimka je oblast s  $G_{\rm BP} - G_{\rm RP} \sim 1.5$ . Důvod pro tuto absenci zdrojů není zcela jasný, jelikož by se mělo jednat o hvězdy, které jsou výrazně rentgenově aktivní.

Spektrální informace pro slabé rentgenové zdroje může být studována porovnáváním count rate-u v širokých spektrálních binech po korekci o expozici, pozadí a vinětaci. Na to slouží tzv. hardness ratio (HR) definované na Obrázku 6.7. Pro hvězdnou emisi si typicky vystačíme s HR1 a HR2. Emise na vyšších energiích je u hvězd s nízkou hmotností malá.

Objekty s velmi měkkými spektry budou mít HR1<0 a zdroje s tvrdým spektrem HR2>0. Na Obrázku 6.8 je zřejmé, že HR není funkcí hvězdné barvy. Na Obrázku 6.9 je



Obrázek 6.5: Vlevo: Rozložení zdrojů ve zkoumaném poli. Modrou barvou jsou znázorněny polohy rentgenových bodových zdrojů. Červené kuličky znázorňují polohu členů hvězdokupy. Vpravo: Histogram nejmenších vzdáleností mezi rentgenovými a optickými zdroji.

závislost HR1 na HR2. Až na dva pekuliární systémy, jeden s relativně měkkým spektrem a jeden s tvrdým spektrem, se skoro všechny objekty nacházejí v oblasti HR1 $\geq$ 0 a HR2<0, což je konzistentní se srážkově ionizovaným plazmatem.[99]



Obrázek 6.6: CMD diagram členů hvězdokupy. Zdroje, které mají přiřazený rentgenový protějšek jsou vyznačeny modře.

i	n	m	Pipeline energy bands [keV]		
1	1	2	0.2 - 0.5	0.5 - 1.0	
2	2	3	0.5 - 1.0	1.0 - 2.0	
3	3	4	1.0 - 2.0	2.0 - 4.5	$HRi = \frac{B_m - B_n}{B_m + B_n}$
4	4	5	2.0 - 4.5	4.5 - 12.0	$D_m + D_n$

Obrázek 6.7: Definice hardness ratio podle [98].



Obrázek 6.8: Hardness ratio jako funkce barvy hvězdy pro můj vzorek členů hvězdokupy.



Obrázek 6.9: Graf HR2 v závislosti k HR1 pro můj vzorek členů hvězdokupy.

# Kapitola 7

## Difuzní rentgenová emise ve hvězdokupě

Jak již bylo stručně zmíněno v předchozích kapitolách, kromě bodových zdrojů je v poli M7 také patrná difuzní rentgenová emise. M7 leží v komplikované oblasti oblohy směrem ke Galaktické výduti, kde se také promítá velké množství rozličných druhů objektů. Cílem této kapitoly je určit původ této difuzní emise užitím dat z různých oblastí spektra. Napřed je potřeba stručně popsat objekty, které mohu být původcem této emise.

**Difuzní rentgenová emise z hvězdokupy.** Difuzní rentgenová emise je často pozorována u mladých hvězdokup a asociací jako důsledek aktivity hmotných hvězd. Bývá anti-korelována s infračervenou emisí prašného ISM. Tyto struktury byli podrobněji diskutovány v Sekci 2.3.

Emise z mladé hvězdokupy v pozadí. Vzdálené mladé hvězdokupy jsou velice často kompaktní struktury s vysokou koncentrací objektů, včetně mladých hmotných hvězd a aktivních protohvězd, které ještě neměli dostatek času aby vstoupily na hlavní posloupnost, ale jsou jasnými rentgenovými zdroji kvůli konvektivním a akrečním procesům. Pokud jsou tyto hvězdokupy více vzdálené, tak mise jako *XMM-Newton* bude mít problém rozlišit jednotlivé bodové zdroje a namísto toho se členové hvězdokupy budou jevit jako difuzní rentgenová emise. Tyto mladé hvězdokupy jsou ještě od svého zrodu obaleny v oblaku mězihvězdné látky (ISM) a tím pádem je často vidíme jako jasné infračervené zdroje na vlnových délkách kolem 20  $\mu$  m.[100]

**Pozůstatek po supernově.** Po výbuchu supernovy je možné během několika desítek tisíc let pozorovat její následky. Zbytky objektu, který byl při explozi rozmetán a interakce vyvrženého materiálu s okolním ISM označujeme jako pozůstatek po supernově. Tyto objekty často emitují rentgenovou emisi, většinou kvůli horkému plazmatu zahřátého působením šoků, nebo také netermální synchrotronovou emisi. Hvězdy, které končí svůj život výbuchem supernovy, mají hmotnosti kolem 8  $M_{\odot}$  s dobou života několik desítek Myr. Termonukleární supernovy jsou asociovány s mnohem staršími populacemi.[101]

Emise z galaktické kupy v pozadí. Kupy galaxií jsou největší gravitačně vázané objekty ve vesmíru. Jedná se o skupiny stovek až tisíců galaxií, které jsou obklopeny horkým plynem. V rentgenovém oboru jsou kupy galaxií pozorovány jako difuzní zdroje. Jejich spektra jsou nejlépe popsána pomocí modelů opticky tenké termální emise. Horký plyn, který způsobuje většinu rentgenové emise, má obvykle teplotu řádově několika keV a abundance (metalicity) v rozmezí 0.4 – 1.0 solárních hodnot. Drtivá většina katalogizovaných galaktických kup se nachází mimo Galaktickou rovinu, kde je nízká extinkce a kde se zaměřují extragalaktické prohlídky a studie (tedy mimo tzv. 'Zone of Avoidance'). Avšak, díky vysoké propustnosti rentgenového záření je možné objevit galaktické kupy i v blízkosti Galaktické roviny.[102]



Obrázek 7.1: Barevný obrázek hvězdokupy M7 vytvořen z dat z pozorování Obs. ID 0300690101. Snímek byl naškálován, aby více vynikla difuzní emise, vyznačena zeleným obdélníkem. Barvy odpovídají různým energiím následovně: červená 0.3–0.7 keV, zelená 0.7–1.2 keV a modrá 1.2–7.0 keV.

Mezi různými variantami vzniku této emise je teoreticky možné rozhodnout pomocí spektrálního modelování v rentgenovém oboru. Avšak, v předchozích sekcích (zejména Obrázek 6.4) jsme viděli, že na difuzní emisi jsou promítány také bodové zdroje, které je problematické odfiltrovat. Emise leží poměrně daleko od optické osy, tím pádem je prostorové rozlišení na této pozici zorného pole limitováno. Difuzní emise je také velice slabá a po odstranění bodových zdrojů by bylo velice obtížné zkoumat její spektrum.

Původ emise může být posouzen i na základě dat z jiných spektrálních oborů, zejména

Declination



Right ascension

Obrázek 7.2: Barevný obrázek pole obsahující zkoumanou rentgenovou emisi složený z infračervených dat z mise WISE. Modrá barva odpovídá kanálu W1 (3.4  $\mu$  m), citlivého na záření hvězd i přes vysokou extinkci. Zelená odpovídá W3 (12  $\mu$  m) a červená W4 (22  $\mu$  m). Tyto vlnové rozsahy jsou citlivé na emisi zahřátého prachu, která je charakteristickým znakem mladých hvězdokup, zabalených v ISM obálce (viz. Townsley et al. 2014[100]). Zelená kružnice je centrována na polohu středu studované rentgenové emise a má poloměr 2.5 arcmin, což přibližně odpovídá rozměru emise v rentgenové oblasti.

optického a infračerveného. Na Obrázku je složený barevný obrázek z dat z mise WISE, který je středován na pozici studované difuzní emise z rentgenové oblasti. Obrázek kombinuje výhody blízké infračervené části (3.4  $\mu$  m), která je vhodná na studium hvězd přes velké množství extinkce, a střední infračervené oblasti (12 a 22  $\mu$  m), citlivé na zahřáté ISM, které se nachází v mladých hvězdokupách.

Prosser et al. (1995 [83]), který zkoumal hvězdokupu M7 misí ROSAT, si této difuzní rentgenové emise všiml a uvádí, že se pravděpodobně jedná o mladou hvězdokupu, která se nachází v pozadí, "za" hvězdokupou M7. Toto vysvětlení je však problematické. Pokud by byla tato rentgenová emise způsobena kolektivní emisí mladé hvězdokupy, tak by musela ležet někde relativně blízko, ve vzdálenosti  $\sim$ 1 kpc, aby byla v rentgenu detekovatelná.

Hvězdokupu s takto nízkou vzdáleností a vysokou koncentrací bych bez problémů detekovala mou metodou popsanou v Kapitole 5. Kompaktnost hvězdokupy je také zdrojem problémů. Při předpokládaném průměru ~12 pc, by ležela ve vzdálenosti ~8 kpc. U více typického průměru pro mladé hvězdokupy ~2 pc by to bylo ~1.4 kpc. U vzdálenosti 1.4 kpc bych ji byla schopna zachytit metodou HDBSCAN a u vyššího odhadu vzdálenosti by se jednalo o extrémně exotický objekt - hvězdokupu nereálně vzdálenou od Galaktické roviny, jižně od samotného centra Galaxie. Navíc, škálová výška otevřených hvězdokup s klesající vzdáleností od Galaktického středu klesá a u mladých hvězdokup je ještě nižší než pro průměrné otevřené hvězdokupy.

Technicky se může také jednat o mladou hvězdokupu, která je obalená hustým ISM mračnem. Tím pádem je možné, že by její hvězdy v optickém oboru nebyly viditelné. Také se může jednat o neznámou kulovou hvězdokupu. Na Obrázku je však vidět, že klasický projev mladé hvězdokupy (výrazná 22  $\mu$ m (červená) emise, ve které je vysoká hustota (modrých) bodových zdrojů) nebo kulové hvězdokupy, se ve zkoumané oblasti nenachází.

Další možnost je, že se jedná o difuzní emisi z hvězdokupy M7. To je také nepravděpodobné. Hvězdokupa je již poměrně stará a neobsahuje hvězdy s dostatečně silnými větry. Také by měla rentgenová emise anti-korelovat s infračervenou emisí na 22  $\mu$  m, což nepozorujeme.

To samé platí o potenciálním pozůstatku po supernově ve hvězdokupě. Ve hvězdokupě již nejsou dostatečně hmotné hvězdy, které by mohly explodovat jako supernovy. Pozorovaná emise však může být z pozůstatku v pozadí hvězdokupy. Na této pozici však není žádný známý pozůstatek po supernově, avšak v okolí (v projekci na obloze) se jich nachází několik[103]. Jenže pokud se jedná o pozůstatek po supernově, je pravděpodobně vzdálený několik kpc, což by znamenalo, že je nereálně daleko od Galaktického disku.

Poslední uvažovaná možnost je kupa galaxií. Studovaná rentgenová emise je podobná kupě galaxií CIJ0046.3+8530, která leží v projekci směrem k jiné otevřené hvězdokupě, NGC 188. Tato hvězdokupa leží úplně jinde, směrem k vnější Galaxii. V katalogu galaktických kup X-CLASS[104], který obsahuje nejvíce galaktických kup se žádný objekt v rozmezí několik desítek stupňů od M7 nenachází. Může se ale jednat o ojedinělou detekci galaktické kupy směrem do vnitřní Galaxie.

# Závěr

Předmětem této práce bylo studovat synergie mezi rentgenovým oborem, optickou částí spektra a precizní astrometrií z družice *Gaia*. Od vydání prvního souboru dat z této mise bylo objeveno několik stovek nových hvězdokup. Je však několik známých hvězdokup, jako například M7, kterých data leží zapomenutá v archivech. Mým cílem bylo je v této práci využít.

V Kapitole 1 sumarizuji naši znalost o hlavních vlastnostech otevřených hvězdokup se zaměřením na nové studie, které využívají data z mise *Gaia*. V Kapitole 2 diskutuji o rentgenové emisi různých objektů, které je možné v otevřených hvězdokupách najít. V Kapitole 3 začíná praktická část této práce. Diskutuji v ní použité mise a jejich data a porovnávám metody strojového učení, které je možné použít na hledání nebo charakterizaci hvězdokup. V Kapitole 4 dávám do kontextu předchozí výzkum hvězdokupy. V Kapitole 5 analyzuji, koriguji a čistím data z mise Gaia za konečným účelem vytvoření katalogu členů hvězdokupy. V další kapitole analyzuji a redukuji rentgenová data a po crossmatchi s členy hvězdokupy zkoumám jejich vlastnosti. V poslední kapitole se věnuji záhadné difuzní emisi.

Zjistila jsem, že neexistuje žádný univerzální postup, jak získat čistý vzorek spolehlivých astrometrických a fotometrických dat bez vyloučení dalších, potenciálně cenných dat. V centru hvězdokupy M7 je také menší množství slabých hvězd s nízkou hmotností než na jejím okraji. Může se jednat o začínající ztrátu málo hmotných hvězd, např. jako u Hyád. Není ale vyloučeno, že se jedná o observační efekt. Další zajímavý efekt je nepřítomnost rentgenové emise u hvězd s  $G_{\rm BP} - G_{\rm RP} \sim 1.5$ . Difuzní rentgenová emise ve hvězdokupě je s ní zřejmě asociována jen v projekci a pravděpodobně se jedná o neznámou kupu galaxií nebo neznámý pozůstatek po supernově v pozadí.

Je zjevné, že je potřeba přijít s jiným způsobem, který by filtroval objekty ze vzorku šetrněji než ruwe. Je také možné jít dál v rentgenové analýze zdrojů ve hvězdokupě a extrahováním spekter a jejich následným modelováním je možné odhadnout nové vztahy na odvození toku z count rate-u, což by mi umožnilo definovat si jiné energiové biny pro výpočet celkové rentgenové zářivosti, to by mi umožnilo studovat vztah mezi rentgenovou emisí a jinými parametry.

Tradičně nejzávažnější problém rentgenové astronomie je pozorovací čas, který je velice drahý, jelikož na rentgenové pozorování je potřeba satelitní mise. Další problém je také limitované zorné pole misí jako je *Chandra* a *XMM-Newton*, které je schopné nasnímat jen centrální část hvězdokupy. To bylo v této práci také relevantní. Prohlídky mapující objekt za účelem vytvoření více kompletního obrazu nejsou časté a jsou zaměřené jen na nejznámější objekty. Zlepšení situace by měla zanedlouho přinést mise eROSITA, jejíž citlivost v měkkém rentgenu z ní dělá výborný nástroj na studium rentgenové emise hvězd.

# Seznam použité literatury

- [1] http://www.astronomytrek.com/deep-sky-objects-in-gemini/
- [2] Carroll, B. W. & Ostlie, D. A. 2006, An introduction to modern astrophysics and cosmology / B. W. Carroll and D. A. Ostlie. 2nd edition. San Francisco: Pearson, Addison-Wesley, ISBN 0-8053-0402-9. 2007, XVI+1278+A32+I31 pp.
- [3] Jones, K. G. Some Notes on Hodierna's Nebulae, 1986, Journal for the History of Astronomy, 17, 187. doi:10.1177/002182868601700303
- [4] Chapman, A. *William Herschel and the Measurement of Space*, 1989, Quarterly Journal of the Royal Astronomical Society, 30, 399
- [5] Lynga, G. *The Catalogue of Open Star Clusters*, 1981, Astronomical Data Center Bulletin, 1, 90
- [6] Lynga, G. Open clusters in our galaxy. 1982, A&A, 109, 213
- [7] Mermilliod, J.-C. *The Database for Galactic Open Clusters (BDA)*, 1995, Information & On-Line Data in Astronomy, 127. doi:10.1007/978-94-011-0397-8\_12
- [8] Perryman, M. A. C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., et al. *The Hipparcos Catalogue*. 1997, A&A, 500, 501
- [9] van Altena, W. F., Lee, J. T., & Hoffleit, E. D. *The general catalogue of trigonometric* (*stellar*) parallaxes 1995, New Haven, CT: Yale University Observatory, —c1995, 4th ed., completely revised and enlarged
- [10] Dias, W. S., Alessi, B. S., Moitinho, A., et al. New catalogue of optically visible open clusters and candidates, 2002, A&A, 389, 871. doi:10.1051/0004-6361:20020668
- [11] Dias, W. S., Alessi, B. S., Moitinho, A., et al. VizieR Online Data Catalog: Optically visible open clusters and Candidates (Dias+ 2002-2015), 2014, VizieR Online Data Catalog, B/ocl
- [12] Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. *The Two Micron All Sky Survey* (2MASS), 2006, AJ, 131, 1163. doi:10.1086/498708
- [13] Froebrich, D., Scholz, A., & Raftery, C. L. A systematic survey for infrared star clusters with —b— ;20° using 2MASS, 2007, MNRAS, 374, 399. doi:10.1111/j.1365-2966.2006.11148.x

- [14] Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Schilbach, E., et al. Global survey of star clusters in the Milky Way. II. The catalogue of basic parameters, 2013, A&A, 558, A53. doi:10.1051/0004-6361/201322302
- [15] Minniti, D., Lucas, P. W., Emerson, J. P., et al. VISTA Variables in the Via Lactea (VVV): The public ESO near-IR variability survey of the Milky Way, 2010, NA, 15, 433. doi:10.1016/j.newast.2009.12.002
- [16] Gaia Collaboration, Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., et al. *The Gaia mission*, 2016, A&A, 595, A1. doi:10.1051/0004-6361/201629272
- [17] Cantat-Gaudin, T., Jordi, C., Vallenari, A., et al. A Gaia DR2 view of the open cluster population in the Milky Way, 2018, A&A, 618, A93. doi:10.1051/0004-6361/201833476
- [18] Cantat-Gaudin, T. & Anders, F. Clusters and mirages: cataloguing stellar aggregates in the Milky Way, 2020, A&A, 633, A99. doi:10.1051/0004-6361/201936691
- [19] Dias, W. S., Monteiro, H., Moitinho, A., et al. Updated parameters of 1743 open clusters based on Gaia DR2, 2021, MNRAS (v tisku). doi:10.1093/mnras/stab770
- [20] Castro-Ginard, A., McMillan, P. J., Luri, X., et al. On the Milky Way spiral arms from open clusters in Gaia EDR3, 2021, arXiv:2105.04590
- [21] https://astronomy.com/magazine/ask-astro/2019/06/ what-is-the-difference-between-a-globular-star-cluster-and-an-open-star-cluster
- [22] Taniguchi, Y., Trentham, N., & Ikeuchi, S. 1999, ApJL, 526, L13. doi:10.1086/312356
- [23] Portegies Zwart, S. F., McMillan, S. L. W., & Gieles, M. Young Massive Star Clusters, 2010, ARA&A, 48, 431. doi:10.1146/annurev-astro-081309-130834
- [24] Moraux, E. Open clusters and associations in the Gaia era, 2016, EAS Publications Series, 80-81, 73. doi:10.1051/eas/1680004
- [25] Mathieu R.D. Introduction to Open Clusters, 2015, In: Meyer M., Eyer L., Bell C. (eds) Dynamics of Young Star Clusters and Associations. Saas-Fee Advanced Course, vol 42. Springer, Berlin, Heidelberg. https://doi.org/10.1007/978-3-662-47290-3\_8
- [26] Cantat-Gaudin, T., Anders, F., Castro-Ginard, A., et al. Painting a portrait of the Galactic disc with its stellar clusters, 2020, A&A, 640, A1. doi:10.1051/0004-6361/202038192
- [27] Reid, M. J., Menten, K. M., Brunthaler, A., et al. *Trigonometric Parallaxes of High Mass Star Forming Regions: The Structure and Kinematics of the Milky Way*, 2014, ApJ, 783, 130. doi:10.1088/0004-637X/783/2/130
- [28] Reid, M. J., Menten, K. M., Brunthaler, A., et al. Trigonometric Parallaxes of Highmass Star-forming Regions: Our View of the Milky Way, 2019, ApJ, 885, 131. doi:10.3847/1538-4357/ab4a11

- [29] Piskunov, A. E., Kharchenko, N. V., Röser, S., et al. Revisiting the population of Galactic open clusters, 2006, A&A, 445, 545. doi:10.1051/0004-6361:20053764
- [30] Netopil, M., Paunzen, E., Heiter, U., et al. On the metallicity of open clusters. III. Homogenised sample, 2016, A&A, 585, A150. doi:10.1051/0004-6361/201526370
- [31] Prišegen, M., Piecka, M., Faltová, N., et al. White dwarf-open cluster associations based on Gaia DR2 2021, A&A, 645, A13. doi:10.1051/0004-6361/202039276
- [32] Platais, I., Kozhurina-Platais, V., Mathieu, R. D., et al. WIYN Open Cluster Study. XVII. Astrometry and Membership to V=21 in NGC 188, 2003, AJ, 126, 2922. doi:10.1086/379677
- [33] Geller, A. M., Mathieu, R. D., Harris, H. C., et al. WIYN Open Cluster Study. XXXII. Stellar Radial Velocities in the Old Open Cluster NGC 188, 2008, AJ, 135, 2264. doi:10.1088/0004-6256/135/6/2264
- [34] Campello, R. J. G. B., Moulavi, D., & Sander, J. Density-Based Clustering Based on Hierarchical Density Estimates, 2013, Advances in Knowledge Discovery and Data Mining, 7819, 160
- [35] https://www.rosecityastronomers.net/newsletter-content/2017/2/21/ estimating-age-and-distrance-for-open-cluster-m67
- [36] Drake, J. J. X-Rays from Stars and Planetary Systems, 2019, The Chandra X-ray Observatory, 4. doi:10.1088/2514-3433/ab43dcch4
- [37] Wright, N. J., Newton, E. R., Williams, P. K. G., et al. *The stellar rotation-activity relationship in fully convective M dwarfs*, 2018, MNRAS, 479, 2351. doi:10.1093/mnras/sty1670
- [38] Noyes, R. W., Hartmann, L. W., Baliunas, S. L., et al. Rotation, convection, and magnetic activity in lower main-sequence stars., 1984, ApJ, 279, 763. doi:10.1086/161945
- [39] Cummings, J. D., Kalirai, J. S., Tremblay, P.-E., et al. *The White Dwarf Initial-Final Mass Relation for Progenitor Stars from 0.85 to 7.5 M*, 2018, ApJ, 866, 21. doi:10.3847/1538-4357/aadfd6
- [40] Bilíková, J., Chu, Y.-H., Gruendl, R. A., et al. *Hard X-ray Emission Associated with White Dwarfs. III.*, 2010, AJ, 140, 1433. doi:10.1088/0004-6256/140/5/1433
- [41] Chu, Y.-H., Toalá, J. A., Guerrero, M. A., et al. Hard X-Ray Emission Associated with White Dwarfs. IV. Signs of Accretion from Substellar Companions, 2021, ApJ, 910, 119. doi:10.3847/1538-4357/abe5a5
- [42] Reig, P. Be/X-ray binaries, 2011, Ap&SS, 332, 1. doi:10.1007/s10509-010-0575-8
- [43] Lewin, W. H. G. & van der Klis, M. Compact stellar X-ray sources., 2006, Edited by Walter Lewin & Michiel van der Klis. Cambridge Astrophysics Series, No. 39. Cambridge, UK: Cambridge University Press, ISBN 978-0-521-82659-4, ISBN 0-521-82659-4, DOI: 10.2277/0521826594, 2006, XV+690 pp.

- [44] van den Heuvel, E. P. J., Portegies Zwart, S. F., Bhattacharya, D., et al., 2000, A&A, 364, 563
- [45] Robrade, J. X-rays from magnetic intermediate mass Ap/Bp stars, 2016, Advances in Space Research, 58, 727. doi:10.1016/j.asr.2015.12.045
- [46] van den Berg, M. X-ray sources in Galactic globular clusters and old open clusters, 2020, Star Clusters: From the Milky Way to the Early Universe, 351, 367. doi:10.1017/S1743921319007981
- [47] Vats, S., van den Berg, M., & Wijnands, R. A Chandra X-ray census of the interacting binaries in old open clusters - NGC 188, 2018, MNRAS, 481, 3708. doi:10.1093/mnras/sty2290
- [48] Bhatt, H., Pandey, J. C., Singh, K. P., et al. X-ray Observations of Eight Young Open Star Clusters: I. Membership and X-ray Luminosity, 2013, Journal of Astrophysics and Astronomy, 34, 393. doi:10.1007/s12036-013-9190-8
- [49] Brown, A. G. A. *Microarcsecond Astrometry: Science Highlights from Gaia*, 2021, arXiv:2102.11712
- [50] https://www.cosmos.esa.int/documents/29201/1773953/Gaia+DR2+ primer.pdf/a4459741-6732-7a98-1406-a1bea243df79?t=1575906638431
- [51] Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. *Gaia Early Data Release* 3: Summary of the contents and survey properties, 2020, arXiv:2012.01533
- [52] Lindegren, L., Klioner, S. A., Hernández, J., et al. *Gaia Early Data Release 3. The astrometric solution*, 2021, A&A, 649, A2. doi:10.1051/0004-6361/202039709
- [53] van Rossum, G. Python tutorial, 1995, Report CS-R9526, pub-CWI:adr
- [54] Oliphant, T. A Guide to NumPy, 2006, Vol. 1 (Trelgol Publishing USA)
- [55] Pedregosa, F., Varoquaux, G., Gramfort, A. et al. *Journal of Machine Learning Research*, 2011, Journal of Machine Learning Research, 12, 2825
- [56] https://scikit-learn.org/stable/modules/clustering.html
- [57] Cantat-Gaudin, T., Vallenari, A., Sordo, R., et al. Characterising open clusters in the solar neighbourhood with the Tycho-Gaia Astrometric Solution, 2018, A&A, 615, A49. doi:10.1051/0004-6361/201731251
- [58] Ester, M., Kriegel, H.-P., Sander, J., et al. A density-based algorithm for discovering clusters in large spatial databases with noise., 1996, In Proceedings of the Second International Conference on Knowledge Discovery and Data Mining (KDD'96). AAAI Press, 226–231.
- [59] Beccari, G., Boffin, H. M. J., Jerabkova, T., et al. A sextet of clusters in the Vela OB2 region revealed by Gaia, 2018, MNRAS, 481, L11. doi:10.1093/mnrasl/sly144
- [60] Castro-Ginard, A., Jordi, C., Luri, X., et al. A new method for unveiling open clusters in Gaia. New nearby open clusters confirmed by DR2, 2018, A&A, 618, A59. doi:10.1051/0004-6361/201833390
- [61] Castro-Ginard, A., Jordi, C., Luri, X., et al. *Hunting for open clusters in Gaia DR2:* the Galactic anticentre, 2019, A&A, 627, A35. doi:10.1051/0004-6361/201935531
- [62] Castro-Ginard, A., Jordi, C., Luri, X., et al. Hunting for open clusters in Gaia DR2: 582 new open clusters in the Galactic disc, 2020, A&A, 635, A45. doi:10.1051/0004-6361/201937386
- [63] McInnes, L., Healy, J. & Astels, S. *hdbscan: Hierarchical density based clustering*, 2017, The Journal of Open Source Software, 2, 11
- [64] Hunt, E. L. & Reffert, S. Improving the open cluster census. I. Comparison of clustering algorithms applied to Gaia DR2 data, 2021, A&A, 646, A104. doi:10.1051/0004-6361/202039341
- [65] "XMM-Newton Users Handbook", Issue 2.18, 2020 (ESA: XMM-Newton SOC).
- [66] Turner, M. J. L., Abbey, A., Arnaud, M., et al. *The European Photon Imaging Camera on XMM-Newton: The MOS cameras*, 2001, A&A, 365, L27. doi:10.1051/0004-6361:20000087
- [67] Strüder, L., Briel, U., Dennerl, K., et al. *The European Photon Imaging Camera on XMM-Newton: The pn-CCD camera*, 2001, A&A, 365, L18. doi:10.1051/0004-6361:20000066
- [68] https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/what-is-sas
- [69] https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/sas-threads
- [70] https://freestarcharts.com/messier-7
- [71] S. J. O'Meara: *Deep-Sky Companions: The Messier Objects*, Cambridge University Press (1998).
- [72] http://astro-cabinet.com/showimage.php?image=M7-3\_3m-RGB\_final. jpg
- [73] Conrad, C., Scholz, R.-D., Kharchenko, N. V., et al. A RAVE investigation on Galactic open clusters. II. Open cluster pairs, groups and complexes, 2017, A&A, 600, A106. doi:10.1051/0004-6361/201630012
- [74] Yen, S. X., Reffert, S., Schilbach, E., et al. Reanalysis of nearby open clusters using Gaia DR1/TGAS and HSOY, 2018, A&A, 615, A12. doi:10.1051/0004-6361/201731905
- [75] Bossini, D., Vallenari, A., Bragaglia, A., et al. Age determination for 269 Gaia DR2 open clusters, 2019, A&A, 623, A108. doi:10.1051/0004-6361/201834693

- [76] James, D. J. & Jeffries, R. D. Rotation, activity and lithium in NGC 6475, 1997, MNRAS, 292, 252. doi:10.1093/mnras/292.2.252
- [77] Sestito, P., Randich, S., Mermilliod, J.-C., et al. The evolution of lithium depletion in young open clusters: NGC 6475, 2003, A&A, 407, 289. doi:10.1051/0004-6361:20030723
- [78] Villanova, S., Carraro, G., & Saviane, I. A spectroscopic study of the open cluster NGC 6475 (M 7). Chemical abundances from stars in the range Teff = 4500-10 000 K 2009, A&A, 504, 845. doi:10.1051/0004-6361/200811507
- [79] Mignani, R. P., Vande Putte, D., Cropper, M., et al. *The birthplace and age of the isolated neutron star RX J1856.5-3754* 2013, MNRAS, 429, 3517. doi:10.1093/mnras/sts627
- [80] Ahumada, J. A. & Lapasset, E. New catalogue of blue stragglers in open clusters, 2007, A&A, 463, 789. doi:10.1051/0004-6361:20054590
- [81] Folsom, C., Wade, G., Landstreet, J., et al. *Rotation and Chemical Abundances of Magnetic Ap/Bp Members of the Open Cluster NGC* 6475, 2005, JRASC, 99, 137.
- [82] Mermilliod, J.-C., Mayor, M., & Udry, S. Catalogues of radial and rotational velocities of 1253 F-K dwarfs in 13 nearby open clusters, 2009, A&A, 498, 949. doi:10.1051/0004-6361/200810244
- [83] Prosser, C. F., Stauffer, J. R., Caillault, J.-P., et al. An X-Ray Survey of the Open Cluster NGC 6475 (M7) With ROSAT, 1995, AJ, 110, 1229. doi:10.1086/117599
- [84] Arnaud, K., Smith, R., & Siemiginowska, A.Handbook of X-ray Astronomy, by Edited by Keith Arnaud, Randall Smith, Aneta Siemiginowska, Cambridge, UK: Cambridge University Press, 2011
- [85] https://www.ivoa.net/documents/ADQL/20180112/PR-ADQL-2. 1-20180112.html
- [86] Ginsburg, A., Sipőcz, B. M., Brasseur, C. E., et al. astroquery: An Astronomical Web-querying Package in Python, 2019, AJ, 157, 98. doi:10.3847/1538-3881/aafc33
- [87] Astropy Collaboration, Price-Whelan, A. M., Sipőcz, B. M., et al. *The Astropy Project: Building an Open-science Project and Status of the v2.0 Core Package*, 2018, AJ, 156, 123. doi:10.3847/1538-3881/aabc4f
- [88] Riello, M., De Angeli, F., Evans, D. W., et al. Gaia Early Data Release 3. Photometric content and validation 2021, A&A, 649, A3. doi:10.1051/0004-6361/202039587
- [89] Lindegren, L., Bastian, U., Biermann, M., et al. Gaia Early Data Release 3. Parallax bias versus magnitude, colour, and position 2021, A&A, 649, A4. doi:10.1051/0004-6361/202039653
- [90] https://doi.org/10.17876/gaia/edr.3/4

- [91] Gaia Collaboration, Babusiaux, C., van Leeuwen, F., et al. Gaia Data Release 2. Observational Hertzsprung-Russell diagrams, 2018, A&A, 616, A10. doi:10.1051/0004-6361/201832843
- [92] Bédard, A., Bergeron, P., Brassard, P., et al. On the Spectral Evolution of Hot White Dwarf Stars. I. A Detailed Model Atmosphere Analysis of Hot White Dwarfs from SDSS DR12, 2020, ApJ, 901, 93. doi:10.3847/1538-4357/abafbe
- [93] https://github.com/SihaoCheng/WD\_models
- [94] Núñez, A. & Agüeros, M. A. The X-Ray Luminosity Function of M37 and the Evolution of Coronal Activity in Low-mass Stars, 2016, ApJ, 830, 44. doi:10.3847/0004-637X/830/1/44
- [95] Rosen, S. R., Webb, N. A., Watson, M. G., et al. *The XMM-Newton serendipitous survey. VII. The third XMM-Newton serendipitous source catalogue*, 2016, A&A, 590, A1. doi:10.1051/0004-6361/201526416
- [96] Evans, I. N., Primini, F. A., Glotfelty, K. J., et al. *The Chandra Source Catalog*, 2010, ApJS, 189, 37. doi:10.1088/0067-0049/189/1/37
- [97] Users Guide to the XMM-Newton Science Analysis System, https://xmm-tools. cosmos.esa.int/external/xmm\_user\_support/documentation/sas\_usg/ USG.pdf, ver. 16.0
- [98] https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/sas/current/doc/ emldetect/node3.html
- [99] Mooley, K. P. & Singh, K. P. Study of X-ray emission from the old open cluster, M67, 2015, MNRAS, 452, 3394. doi:10.1093/mnras/stv1472
- [100] Townsley, L. K., Broos, P. S., Garmire, G. P., et al. *The Massive Star-Forming Regions Omnibus X-Ray Catalog*, 2014, ApJS, 213, 1. doi:10.1088/0067-0049/213/1/1
- [101] Vink, J. Supernova remnants: the X-ray perspective 2012, A&ARv, 20, 49. doi:10.1007/s00159-011-0049-1
- [102] Younes, G., Kouveliotou, C., Kargaltsev, O., et al. *The Wind Nebula around Magnetar Swift J1834.9-0846*, 2016, ApJ, 824, 138. doi:10.3847/0004-637X/824/2/138
- [103] http://snrcat.physics.umanitoba.ca/
- [104] Koulouridis, E., Clerc, N., Sadibekova, T., et al. *The X-CLASS survey: A catalogue* of 1646 X-ray-selected galaxy clusters up to z 1.5, 2021, arXiv:2104.06617