Versuch E

Kugelsternhaufen

Autor und Betreuer: Ernst Paunzen

Stand: 07.04.2025

1 Einführung

Kugelsternhaufen sind Ansammlungen von bis zu einer Million Sternen, die sich aus derselben Molekülwolke gebildet haben. Ihre Konzentration im Haufenzentrum ist, im Gegensatz zu offenen Sternhaufen, sehr hoch. Deren Dichte zeigt eine kugelsymmetrische Verteilung. Sie sind die ältesten Objekte, die wir in unserer Milchstrasse kennen.

Kugelsternhaufen findet man vor allem im Zentralbereich unserer Milchstrasse (Galactic Bulge) und im Galaktischen Halo. Kugelsternhaufen findet man auch in allen anderen bekannten Galaxien. Im Halo der Andromedagalaxie gibt es rund 500 Kugelsternhaufen. Die Halos elliptischer Galaxien wie M87 können sogar 10 000 enthalten.

Mitglieder können durch deren pekuliaren Eigenbewegungen, und gegenseitige Bahnstörungen, den Sternhaufen verlassen. Selten werden sie auch durch Zusammenstöße mit anderen Galaxien zerstreut. Für die Kugelsternhaufen unserer Milchstrasse gilt:

- Die Mitglieder haben alle etwa die gleiche Entfernung von der Sonne \pm der absolute Durchmesser des Sternhaufens, typischerweise weniger als 100 pc.
- Die Mitglieder sind etwa gleich alt (Population II Sterne).
- Die Mitglieder sind mittel Gravitation gebunden und bewegen sich mit dem Schwerpunkt des Sternhaufens in eine bestimte Richtung.
- Die chemische Zusammensetzung der Mitglieder kann in einem Kugeslsternhaufen durch die Entwicklung der Sterne bis zum Horizontalast und andere Effekte sehr variieren, aber die Metallizitäten der verschiedenen Kugelsternhaufen liegen zwischen etwa -2.5 und -0.5 dex im Vergleich zur Sonne.
- Die Mitglieder haben unterschiedliche Massen, von etwa 20 M_{\odot} für die massereichsten Sterne ("Blue Stragglers") bis zu weniger als etwa $0.08M_{\odot}$.

Das Alter und die Metallizität lassen sich bei galaktischen Feldsternen im Allgemeinen nicht einfach bestimmen. Sternhaufen hingegen stellen Beispiele für Objekte mit konstantem Alter und homogener chemischer Zusammensetzung dar und eignen sich daher für die Untersuchung von Prozessen im Zusammenhang mit der Struktur und Entwicklung von Sternen.

In Abbildung 1 sehen Sie die verschiedenen Sterntypen und deren strukturellen Aufbau, die Sie in einem Kugelsternhaufen finden können.

Aus der Lage und Kinematik von Sternhaufen können wir Rückschlüsse auf die Struktur unserer Milchstrasse schliessen.

2 Aufgabenstellung

Für diesen Versuch werden wir uns dem Kugelsternhaufen NGC 6101 widmen. Wir werden folgende Schritte durchführen, um die Sternhaufenparameter zu bestimmen:

- Herunterladen der photometrische Daten des Sternhaufens
- Bestimmung der Distanz aus Gaia Daten



Abbildung 1: Hier sehen Sie die verschiedenen Sterntypen und deren strukturellen Aufbau, die Sie in einem Kugelsternhaufen finden können.

- Bestimmung der Metallizität aus Daten von der Literatur
- Bestimmung der Verfärbung aus Gaia Daten
- Bestimmung der Sternhaufenparameter mittels Isochronenangleichung
- Bestimmung des Dichteprofils

Wie Sie sehen, verwenden wir ausschliesslich Daten des Gaia Satelliten. Da Kugelsternhaufen sehr weit von der Sonne entfernt sind und sehr dicht gepackt sind, ist die Beobachtung dieser Objekte eine Herausforderung. Dieser Versuch soll zeigen, wie unablässlich die Daten des Gaia Satelliten für die moderene Sternhaufenfoschung, im Generellen ist.

3 Grundlagen

Wenn wir Sternhaufen beobachten, müssen wir uns immer der Situation bewusst sein, die in Abbildung 2 dargestellt ist. In der Sichtlinie eines Sternhaufens finden wir immer auch Vorder- und Hintergrundsterne. Wir müssen die Mitglieder eines Sternhaufens mittels verschiedenen Methoden finden. Kugelsternhaufen sind alle zumindest weiter als 2 kpc von der Sonne entfernt, d.h. bei der Analzse spielen vor allem die Vordergrundsterne eine Rolle.

3.1 Die Gaia Satellitenmission

Gaia ist eine große astronomische Weltraummission der europäischen Weltraumorganisation ESA, die am 19. Dezember 2013 gestartet und am 27. März 2025 zu Ende gegangen ist. Die Sonde hat astrometrische, photometrische und spektroskopische Messungen für ungefähr ein Prozent aller Sterne unserer Milchstraße mit sehr hoher Präzision durchführt.

Gaias Name geht ursprünglich auf das Akronym "Global Astrometric Interferometer for Astrophysics" zurück. Darin spiegelte sich die Technik der optischen Interferometrie wieder, die ursprünglich für dieses Weltraumteleskop Verwendung finden sollte. Inzwischen hat sich aber das Konstruktionsprinzip verändert.



Abbildung 2: In der Sichtlinie eines Sternhaufens finden wir immer auch Vorder- und Hintergrundsterne. Wir müssen die Mitglieder eines Sternhaufens mittels verschiedenen Methoden finden.

Obwohl das Akronym daher keine Bedeutung mehr hat, bleibt der Name "Gaia" aus Gründen der Kontinuität erhalten.

Nach dem Start benötigte Gaia 26 Tage um zum sogenannten Lagrange-Punkt L2 zu gelangen. Dieser befindet sich ungefähr 1.5 Millionen Kilometer von der Erde entfernt (das entspricht viermal der Entfernung zum Mond) in der Gegenrichtung zur Sonne. L2 befindet sich im gravitativen Gleichgewicht im System Erde-Sonne und bewegt sich zusammen mit der Erde um die Sonne; von dort ist die Sicht zum Himmel weniger versperrt als in einem Orbit um die Erde.

Gaia enthält drei wissenschaftliche Hauptinstrumente, die ihr Licht von einem Teleskop mit zwei weit voneinander entfernten Gesichtsfeldern am Himmel erhalten. Das Teleskop besitzt zwei rechteckige Hauptspiegel mit einer Größe von jeweils 1,45 mal 0,5 Meter. Jedes der Instrumente sieht gleichzeitig zwei Regionen am Himmel, die 106,5 Grad auseinander liegen.

Astrometrie: Eine Anordnung von 76 CCD-Detektoren (Charge Coupled Device) macht Aufnahmen von den Himmelsobjekten. Dieses Instrument vermißt präzise die Position der Sterne und ihre Bewegung am Himmel im Laufe der Gaia-Mission.

Photometrie: Vierzehn weitere CCD-Detektoren messen die Helligkeiten und Farben der Sterne über einen weiten Wellenlängenbereich.

Spektroskopie: Das Radialgeschwindigkeits-Spektrometer (RVS) benutzt das selbe kombinierte Gesichtsfeld wie die astrometrischen und photometrischen Instrumente. Das Licht des Spektrographen wird mit Hilfe von 12 CCD-Detektoren eingefangen. Dadurch erhält man spektroskopische Information, so dass auch die Bewegung der Stern entlang der Schlinie gemessen werden kann. Zusammen mit dem Photometer erlaubt das RVS-Instrument auch eine genaue Klassifikation vieler der beobachteten Himmelsobjekte.

· e esa Data release 3 includes a total of 1.8 billion Low resolution Milky Way stars - providing astronomers Variable stars spectroscopy with an unprecedented view of stellar 10 million characteristics and their life cycle, 470 million Changing astrophysical parameters and the galaxy's structure brightness over time 220 million spectra and evolution. Object classifications Temperature | Mass 1.5 billion Age | Colour Metallicity What type of star is it? 1.8 billion High resolution spectroscopy stars 5.6 million **Binary star systems** astrophysical parameters 813 thousand 2.5 million Position | Distance chemical compositions Orbit | Mass 1 million spectra Astrometry and **Radial velocity** photometry **Chemical composition** 33 million Temperature | Mass | Age 1.5 billion Speed star moves towards Brightness and colour or away from us Position | Distance **Proper motions** Third velocity dimension

Abbildung 3: Die Resultate des letzten Data Release (DR3) der Gaia Mission. Der endgültige Katalog wird nicht vor 2030 erwartet.

3.2 Mitgliedswahrscheinlichkeiten

Wir haben schon gesehen, dass alle Mitglieder eines Sternhaufens in der gleichen Entfernung zur Sonne (\pm die Ausdehnung des Sternhaufens, maximal 100 pc³, siehe Kapitel 3.7) befinden. Sie bewegen sich gemeinsam mit dem Schwerpunkt des Sternhaufens in der Milchstrasse. Diese Eigenschaften macht man sich zu nutze, um Mitglieder von Sternhaufen und auch überhaupt neue Sternhaufen zu suchen.

Wir sind in der glücklichen Lage, die Eigenbewegungen und Parallaxen (Distanzen) von der Gaia Satellitenmission verwenden zu können. Für Kugelsternhaufen haben wir auch Daten vom Hubble-Weltraumteleskop.

Zur Berechnung gibt es einige unterschiedliche Algorithmen, die auch unterschiedliche Resultate liefern. Eine Übersicht finden Sie in Hunt & Reffert (2021, A&A, 646, A104). Am häufigsten wird das sogenannte "Clustering", ein Computeralgorithmus zur Erkennung von gleichen Gruppen in Daten, verwendet. Zur Bestimmung der Mitgliedschaft wird dieser Algorithmus auf Eigenbewegungs- und Parallaxendaten von Gaia angewendet. Dazu verweden wir das Programm "Hierarchical Density-Based Spatial Clustering of Application with Noise (HDBSCAN)". Es optimiert automatisch alle freien Parameter.

3.3 Das Farben-Helligkeits-Diagramm

Als Farben-Helligkeits-Diagramm (FHD) bezeichnet man in der Astrophysik ein zweidimensionales Diagramm, in dem die absoluten Helligkeiten von Objekten gegen einen Farbindex aufgetragen werden. Dagegen werden im Hertzsprung-Russell-Diagramm (HRD) die absoluten Helligkeiten (oder Leuchtkräfte) über der Spektralklasse oder Temperatur aufgetragen. Beide Diagramme liefern und beinhhalten die identischen Informationen.

Wir verwenden das FHD, weil wir die Farben direkt messen können. Zur Bestimmung der Temperatur

Mass (M _☉)	Surface temperature (K)	Spectral class	Luminosity (L $_{\odot}$)	Main-sequence lifetime (10 ⁶ years)
25	35,000	О	80,000	4
15	30,000	В	10,000	15
3	11,000	А	60	800
1.5	7000	F	5	4500
1.0	6000	G	1	12,000
0.75	5000	Κ	0.5	25,000
0.50	4000	М	0.03	700,000

Abbildung 4: Die Verweildauer auf der Hauptreihe von Sternen unterschiedlicher Masse.

brauchen wir zusätzliche Kalibrationen. Für die Leuchtkraft brauchen wir die Bolometrische Korrektur, die wiederum von der Temperatur abhängig ist.

Die Hauptreihe wird durch die Sterne gebildet, die ihre Strahlungsenergie durch Wasserstoffbrennen im Kern freisetzen und sich in einem stabilen Gleichgewicht befinden. Ein Stern verbleibt während der längsten Zeit seiner Entwicklung auf der Hauptreihe. Zu Beginn des Wasserstoffbrennens befindet sich der Stern auf der Nullalter-Hauptreihe (zero age main sequence, ZAMS) und wandert im Laufe des Wasserstoffbrennens zur Endalter-Hauptreihe (terminal age main sequence, TAMS). Sobald der Wasserstoffvorrat im Kern verbraucht ist, verlässt der Stern die Hauptreihe.

Die Lebensdauer, die ein Stern auf der Hauptreihe verbringt, wird durch zwei Faktoren bestimmt. Die Kernfusionsrate im Zentrum des Sterns und die Gesamtmasse an verfügbarem Wasserstoff. Für einen Stern im Gleichgewicht muss die im Kern erzeugte Energie mindestens gleich der Energie sein, die über die Oberfläche abgestrahlt wird. Da sich die Leuchtkraft aus der Menge an Energie, die pro Zeitspanne ausgestrahlt wird, errechnet, kann die gesamte Lebensdauer in einer ersten Annäherung abgeschätzt werden. Und zwar durch die produzierte Gesamtenergie geteilt durch die Leuchtkraft des Sterns.

Die ungefähre Lebensdauer t eines Sterns ist proportional zum Verhältnis der Masse und der Brennrate (M/BR). Die Brennrate ist proportional zur Leuchtkraft L. Das empirischen Masse-Leuchtkraft-Gesetz lautet $L \propto M^{3,5}$. Daraus folgt:

$$t \propto M^{-2,5} \tag{1}$$

Abbildung 4 listet die Lebensdauer eines Sternes auf der Hauptreihe in Abhängigkeit der Masse bzw. des Spektraltyps auf. Diese Abhängigkeit können wir uns für die Analyse von Sternhaufen zunutze machen. Je älter ein Sternhaufen ist, desto röter ist die Farbe und geringer die absolute Helligkeit, an dem die Mitglieder die Hauptreihe verlassen, wir nennen das den Abknickpunkt (turn-off point) im FHD. Abbildung 5 zeigt diese Zusammenhänge.

Es stellt sich noch die Frage, welche photometrischen Systeme man zur Analyse von Sternen und Sternhaufen verwenden. Die Antwort ist einfach: je mehr, desto besser. Allerdings sollten sie auf die zentrale Wellenlänge und die Breite der Filter achten. Abbildung 6 zeigt die Filterkurven verschiedener photometrischer Systeme. Beachten Sie, wie breit die Filter des Gaia Systems (zweites von oben, G, BP, RP) sind. Es gibt eine Faustregel: je schmäler die Filter sind, desto mehr Astrophysik können Sie damit machen. Der Nachteil von schmalen Filtern ist, dass Sie weniger Photonen sammeln.

3.4 Verfärbung - Extinktion

Unter dem Begriff Extinktion wird die Abschwächung des Lichtes durch Absorption und Streuung im durchquerten (Interstellaren) Medium (ISM) zusammengefasst. Die Extinktion ist von der Wellenlänge abhängig, also mit einer Verfärbung verbunden. Die Ursache im ISM sind vor allem Staubteilchen. Da wir überall ISM in verschiedenen Dichten vorfinden, sind alle Beobachtungen von der Verfärbung betroffen.

Die Objekte erscheinen dünkler (schwächer) und rötlicher als sie tatsächlich sind. Dieses Phänomen wird als interstellare Rötung (Verfärbung) bezeichnet. Leider sind die Bezeichnung in der Literatur für die Verfärbung (Absorption) in einem Filter A(V), A(B), A(I), usw., während die Verfärbung (Extinktion) für Farben als E(B - V), E(U - B), E(R - I) usw. bezeichnet wird.



Abbildung 5: Die Abhängigkeit des Abknickpunktes (turn-off point) vom Alter.



Abbildung 6: Die Filterkurven verschiedener photometrischer Systeme. Beachten Sie, wie breit die Filter des Gaia Systems (zweites von oben, G, BP, RP) sind. Es gibt eine Faustregel: je schmäler die Filter sind, desto mehr Astrophysik können Sie damit machen. Der Nachteil von schmalen Filtern ist, dass Sie weniger Photonen sammeln.



Abbildung 7: Der Effekt der Extinktion im FHD mittels Gaia Daten. Links die verfärbten Daten, rechts die unverfärbten Daten.

In Abbildung 7 sehen Sie den Effekt der Verfärbung mittels photometrischen Daten aus dem Gaia Katalog. Man muss also die Daten um die Verfärbung korrigeren (entfärben). Erst dann kann man das FHD verwenden, um astrophysikalische Parameter zu kalibirieren. Die Formeln zur Entfärbung lauten:

$$E(B-V) = (B-V) - (B-V)_0 > 0$$
⁽²⁾

$$A_V = (m_V - M_V) - 5 \cdot (\log D - 1) \tag{3}$$

$$A_V = 3.1 \cdot E(B - V) \tag{4}$$

mit der scheinbaren und absoluten Helligkeit m_V und M_V , und der Distanz D in pc. Die Verfärbung kann man entweder mittels Kalibrationen aus der Photometrie oder sogenannten Verfärbungskarten entnehmen. Diese Karten liefern bei der Eingabe von Galaktischen Koordinaten und der Entfernung eines Objektes, einen Verfärbungswert.

Eine der effizientesten Möglichkeiten, um die Verfärbung zu bestimmen, ist ein Farben-Farben-Diagram (FFD). Farben sind intrinsisch unabhängig von der Entfernung und dem Alter. Der Index (U - B) ist auch unabhängig von der Metallizität, d.h. ein (U - B) versus (B - V) ist am besten geeignet, um die Verfärbung eines Sternhaufens zu bestimmen. In Abbildung 8 sehen Sie dieses Diagram. Beachten Sie charakteristische Form der Standardlinie. Sie ist nicht einfach linear, d.h. Sie können die Beobachtungen einfach in beiden Richtungen verschieben, bis Sie übereinstimmen. Die Werte der Verschiebung sind E(U - B) und E(B - V).

3.5 Metallizität

Als Metallizität, wird in der Astrophysik die Häufigkeit aller Elemente schwerer als Helium bezeichnet. Wasserstoff und Helium sind im Universum mit Abstand die dominierenden Elemente. Diese beiden wurden wahrscheinlich unmittelbar nach dem Urknall produziert. Der Rest des Periodensystems entstand erst später, durch Kernfusion im Inneren von Sternen beziehungsweise durch hochenergetische Prozesse in den Spätstadien der Sternentwicklung (z.B. Supernova). Es soll noch erwähnt werden, dass geringe Mengen bestimmter Isotope von Lithium und Beryllium ebenfalls beim Urknall entstanden sind. Sie finden in der Literatur verschiedene Angaben zur Metallizität.



Abbildung 8: Das Farben-Farben-Diagram (B - V) versus (U - B). Es ist unabhängig von der Distanz, Metallizität, und Alter. Beachten Sie charakteristische Form der Standardlinie.



Abbildung 9: Die Verteilung der Metallizität [M/H] in unserer Milchstrasse basierend auf den Daten des Gaia DR3.

Der Massenanteil von Wasserstoff und Helium wird mit den Symbolen X und Y sowie für die schwereren Elemente mit der Metallizität Z bezeichnet. Es gilt X + Y + Z = 1

Als Maß für die Metallizität wird auch die Teilchenzahl N der schweren Elemente auf die des Wasserstoffs bezogen. Diese *relative Elementhäufigkeit* kann zum Beispiel aus den gemessenen Stärken der Absorptionslinien in einem Sternspektrum ermittelt werden. Die relative Elementhäufigkeit wird dann als logarithmiertes Verhältnis mit der entsprechenden Häufigkeit der Sonne verglichen (normiert). Diese Normierung ist abhängig von den absoluten Werten der Sonne. Beachten Sie, dass diese absoluten Werte der Sonne immer wieder revidiert werden und wurden. Nicht weil sich die Werte "tatsächlich ändern", sondern weil Messmethoden oder Modelle geändert bzw. verfeinert wurden. Also Achtung, wenn Sie Metallizitäten von verschiedenen Quellen vergleichen. Hier nun das Beispiel für Eisen und die Schreibweise:

$$[Fe/H] = \log\left(\frac{N_{Fe}}{N_{H}}\right)_{*} - \log\left(\frac{N_{Fe}}{N_{H}}\right)_{\odot}$$
(5)

Als nächsten Schritt kann man das Verhältnis zweier Elemente angeben:

$$[O/Fe] = \log\left(\frac{N_{O}}{N_{Fe}}\right)_{*} - \log\left(\frac{N_{O}}{N_{Fe}}\right)_{\odot} = \left[\log\left(\frac{N_{O}}{N_{H}}\right)_{*} - \log\left(\frac{N_{O}}{N_{H}}\right)_{\odot}\right] - \left[\log\left(\frac{N_{Fe}}{N_{H}}\right)_{*} - \log\left(\frac{N_{Fe}}{N_{H}}\right)_{\odot}\right]$$
(6)

Diese Werte werden in der logarithmischen Einheit dex angegeben. Eine Metallizität von -0.5 dex bedeutet also, dass das Verhältnis Fe zu H im betrachteten Stern um den Faktor $10^{-0.5} = 0.32$ geringer ist als in der Sonne. Ein weiteres Maß für die Metallizität ist [M/H], es wird wie folgt definiert:

$$[M/H] = \log\left(\frac{N_{\rm M}}{N_{\rm H}}\right)_{\ast} - \log\left(\frac{N_{\rm M}}{N_{\rm H}}\right)_{\odot} = \log\left[\frac{(Z/X)_{\ast}}{(Z/X)_{\odot}}\right]$$
(7)

Definitionsgemäß hat die Sonne (Index \odot) eine Metallizität von Null. Die Analsye der Metallizität und der Sternkinematik führte zum Konzept der verschiedenen Sternpopulationen. Die schweren Elemente wurden im Universum erst durch Kernreaktionen in Sternen gebildet (die Nukleosynthese), deswegen hängt die Metallizität eng mit der Entstehungszeit eines Sternes (Sternhaufens) zusammen:

- Sterne mit niedriger Metallizität (Population II) sind in einem früheren Entwicklungsstadium des Universums entstanden, als erst wenige "Metalle" vorhanden waren. Dazu gehören die Kugelsternhaufen.
- Sterne mit hoher Metallizität (Population I) sind zu einem späteren Zeitpunkt aus der mit schweren Elementen angereicherten Molekülwolken früherer Sternengenerationen entstanden. Dazu gehören die offenen Sternhaufen.

Zwischen den Sternpopulationen gibt es fließende Übergänge. Abbildung 9 zeigt die Verteilung der Metallizität [M/H] in unserer Milchstrasse basierend auf den Daten des Gaia DR3. Die Regionen der Galaktischen Scheibe sind am metallreichsten, da dort viele Sterne entstehen, die das ISM mit schweren Elementen anreichern. Der Zentralbereich unserer Milchstrasse (Galactic Bulge) besteht vor allem aus Population II Objekten. Dort findet man auch die grösste Anzahl an Kugelsternhaufen. Die Verteilung der Elemente oberund unterhalb der Galaktischen Scheibe ist sehr inhomogen.

Die Metallizität eines Sterns beinflusst direkt dessen Leuchtkraft. Das geschieht durch die Opazität in dessen Inneren. Die Opazität ist ein Maß für die Undurchlässigkeit eines Mediums gegenüber elektromagnetischer Strahlung, insbesondere sichtbarem Licht. Sie beschreibt, wie Strahlung absorbiert und gestreut wird. Eine geringere Metallizität bedeutet auch eine geringere Opazität und damit eine Änderung der Leuchtkraft.

Abbildung 10 zeigt die Isochronen für verschiedene Metallizitäten. Das Alter ist in logarithmischen Eiheiten angegeben (9,0 = 1 Milliarde Jahre). Beachten Sie, wie unterschiedlich die Effekte für verschiedene Farben und absolute Helligkeiten ist.

3.6 Isochronen und Sternhaufenparameter

In der Sternentwicklung ist eine Isochrone eine Kurve im FHD und HRD, die eine Population von Sternen gleichen Alters, aber unterschiedlicher Masse darstellt. Um die beobachteten photometrischen Werte an die Isochronen anzupassen, müssen wir die folgenden vier Parameter geeignet variieren:

- Entfernung
- Verfärbung
- Metallizität
- Alter

Wir haben schon gesehen, dass diese Parameter nicht unabhängig voneinander sind. Außerdem beinflussen sie die absoluten Helligkeit und die Farbe in unterschiedlichen Ausmaß. Deshalb bestimmen wir zuerst die Entfernung aus den Gaia Daten. Danach die Verfärbung aus einem Farben-Farben Diagramm und nehmen einen Startwert für die Metallizität aus der Literatur. Zuletzt können wir das Alter bestimmen.



Abbildung 10: Isochronen für verschiedene Metallizitäten. Das Alter ist in logarithmischen Eiheiten angegeben (9,0 = 1 Milliarde Jahre).



Abbildung 11: Die Bestimmung der Durchmesser von zwei Sternhaufen. Die roten Linien bezeichnen die publizierten Radien. Beachten Sie die Fluktuationen in der Dichte der Sternhaufenumgebung.



Abbildung 12: Die Transformation des Durchmessers eines Objektes in Grad α , in den absoluten Durchmesser g.

3.7 Durchmesser von Sternhaufen

Die beobachteten absoluten Durchmesser von Kugelsternhaufen sind mit zirka 100 pc limitiert. Eine Ursache ist die Größe der Molekülwolke, aus der ein Sternhaufen entsteht. Diese Größe ist limitiert. Da Kugelsternhaufen im Allgemeinen nicht der Rotation der Millchstrasse folgen, spielt die differentielle Rotation keine Rolle.

Die Bestimmung des Radius oder Durchmessers eines Sternhaufens ist relativ einfach. Man bestimmt die Koordinaten des Sternhaufenzentrums und zählt die Sterne in konzentrischen Ringen um das Zentrum. Die Dichte (Anzahl der Sterne / Fläche) nimmt ab, bis es auf den (konstanten) Wert der Umgebung, bestehend aus Vorder- und Hintergrundsterne, abgefallen ist. Wenn die Koordinaten des Zentrum inkorrekt sind, wird das Maximum der Funktionen nicht bei Null sein. In Abbildung 11 sehen Sie zwei Beispiele aus der Literatur. Die roten Linien bezeichnen die publizierten Radien. Beachten Sie die Fluktuationen in der Dichte der Sternhaufenumgebung.

Wir müssen den Durchmesser eines Sternhaufens am Himmel (in Grad) α , noch in den absoluten Durchmesser (in pc) g umrechnen. Abbildung 12 zeigt die Situation eines Objektes im Abstand D. Wir vernachlässigen die sphärische Projektion, daraus ergibt sich

$$\tan\frac{\alpha}{2} = \frac{g}{2\cdot D} \tag{8}$$

4 Hinweise zur Durchführung und Auswertung

Für den Kugeslsternhaufen NGC 6101 verwenden wir die Information und die Literatur, die wir in CDS aufgelistet sind:

https://simbad.cds.unistra.fr/simbad/sim-id?Ident=ngc+6101&NbIdent=1&Radius=2&Radius.unit= arcmin&submit=submit+id.

Zusätzlich gibt es noch Einträge hier:

https://gclusters.altervista.org/

https://people.smp.uq.edu.au/HolgerBaumgardt/globular/fits/ngc6101.html Geben Sie "NGC 6101" ein.

4.1 Suche nach Mitgliedern

Wir suchen nach Mitgliedern direkt im Gaia DR3 Katalog und laden die Daten herunter. Dafür verwenden wir das Programm "get_stars_at_oc.py". Der Aufruf lautet:

 $python 3 get_stars_at_oc.py\ Cluster_Name\ RA_Cluster\ DE_Cluster\ Search_radius\ Cluster_Plx_lower_bound\ Cluster_pmRA_upper_bound\ Cluster_pmRA_lower_bound\ Cluster_pmRA_upper_bound\ Cluster_pmDE_lower_bound\ Cluster_pmDE_upper_bound\ G_mag_limit$

Ein Beispiel: python3 get_stars_at_oc.py NGC_6101 350. 54.5 1. 1. 5. -10. 10. -10. 10. 21.

Das ergibt die Datei "star_table_NGC_6101.csv". Die Werte für die Zentrumskoordinaten und Eigenbewegungen (proper motions) entnehmen Sie der CDS Seite. Für die Eigenbewegung schlagen Sie noch ± 0.5 mas/yr dazu. Zum Beispiel, Sie haben Cluster_pmRA_lower_bound = -1 und Cluster_pmRA_upper_bound = +1 bestimmt, dann wären die Eingabeparameter -1.5 und +1.5. Den Radius können Sie aus dem Aladin Fenster rechts abschätzen. Achten Sie auf die Umrechnung in Grad. Sie sehen, die Parallaxe wird mit 0.084 mas angegeben. Deshalb verwenden wir ein Limit von 0.01 und 1.5. Für G_mag_limit nehmen wir 21. an. Geben Sie im Protokoll die verwendeten Werte an.

Die Datei mit dem Resultat sollte zumindest 1800 Sterne enthalten. Danach plotten Sie die Daten mit dem Befehl

python3 plot_data_OCL.py NGC_6101 star_table_NGC_6101.csv NGC_6101_own.png

Schauen Sie sich die Datei "NGC_6101_own.png" an, ob die Parameter korrekt sind. Was fällt Ihnen beim FHD auf? Schaut das schon wie das FHD eines Kugelsternhaufens aus (siehe Abbildung 1)? Wenn ja, was ist das Hauptmerkmal?

Die wir einen sehr dichten Kugelsternhaufen im Galaktischen Halo bearbeiten, können wir annehmen, dass 99% der gefundenen Sterne auch tatsächliche Mitglieder sind. Wir werden daher mit dieser Liste weiter arbeiten.

4.2 Herunterladen der photometrische Daten des Sternhaufens

Wir verwenden hier die synthetischen Johnson *UBV* Daten des Gaia DR3 (Gaia Collaboration et al., 2023, A&A, 674, A33).

Wir suchen nun nach den Werten für die Sterne der soeben erstellten Liste. Dazu müssen wir zuerst die TAP Queries ("Liste_UBV_TAP.txt" und "Liste_UBV_BJ.txt") mit diesen Daten erstellen. Die zweite TAP Query brauchen wir für die Bestimmung der Distanzen:

python3 get_TAP_Queries.py star_table_NGC_6101.csv

Jetzt suchen wir nach den Daten:

- Öffnen Sie "Topcat"
- Klicken Sie auf "VO" und "Table Access Protocol (TAP) Query"
- Geben Sie als Keyword "I/360/syntphot" ein
- Klicken Sie auf "Find Service"
- Klicken Sie auf das Service (z.B. "TAPVizieR")
- Doppelklicken Sie auf 'I/360/syntphot"
- Klicken Sie auf das Service und auf "Use Service"
- Im Feld "ADQL Text" Kopieren Sie den Text der Datei "Liste_UBV_TAP.txt"
- Im neuen Fenster klicken Sie auf "File" und "Save Table(s)/Sessions"
- Output Format: csv (header=false)
- Speichern Sie die Datei unter "Liste_UBV_out.csv"

Als letzten Schritt bearbeiten wir die abgespeicherten Listen für die weitere Analyse: python3 split_UBV.py Liste

4.3 Bestimmung der Distanz aus Gaia Daten

Die Distanzen zu einzelnen Sternen hat Bailer-Jones et al. (2021, AJ, 161, 147) schon bestimmt. In dieser Arbeit wurden einige statistische Korrekturen angebracht. Wir verwenden diese Arbeit und suchen nun nach den Werten für die Sterne in der Liste.

- Öffnen Sie "Topcat"
- Klicken Sie auf "VO" und "Table Access Protocol (TAP) Query"
- Geben Sie als Keyword "I/352/gedr3dis" ein
- Klicken Sie auf "Find Service"
- Klicken Sie auf das Service und auf "Use Service"
- Im Feld "ADQL Text" Kopieren Sie den Text der Datei "Liste_BJ_TAP.txt"
- Im neuen Fenster klicken Sie auf "File" und "Save Table(s)/Sessions"
- Output Format: csv (header=false)
- Speichern Sie die Datei unter "Liste_BJ_out.csv"

Nun berechnen wir den Mittelwert, die Standardabweichung und den Median des Datensätzes mit: python3 ge_mean_median.py Liste_BJ_out.csv

Was fällt Ihnen auf? Vergleichen Sie die Werte mit der Literatur. Notieren Sie alle Werte und geben Sie diese im Protokoll an. Für das Angleichen der Isochronen werden wir den Mittelwert und die Distanz von https://people.smp.uq.edu.au/HolgerBaumgardt/globular/fits/ngc6101.html verwenden.

4.4 Bestimmung der Metallizität aus Daten von der Literatur

Für die Metallizität nehmen wir die Werte aus der Literatur. Dazu müssen Sie auf die Seite von CDS gehen und unter "Collections of Measurements" und "Display all measurments".

Sie finden auch auf den Übersichtsseiten von NGC 6101, die Sie verwenden sollten. Berechnen Sie den Mittelwert und die Satndardabweichung. Geben Sie im Protokoll die verwendeten Quellen und die Werte an.

Für die Angleichung der Isochronen brauchen wir den Wert [M/H], d.h. Sie müssen [Fe/H] in [M/H] umrechnen. Verwenden Sie die folgende Formel: [M/H] = [Fe/H] + 0.28.

4.5 Bestimmung der Verfärbung aus Gaia Daten

Auf den Webseite https://gclusters.altervista.org/ finden Sie schon einen Wert für E(B-V). Merken Sie sich diesen.

Als nächstes verwenden wir unsere UBV Photometrie der Liste. Die Verfärbung wird mittels eines (B-V) versus (U-B) Diagrams erstellt. Erinnern Sie sich, es ist unabhängig von der Distanz, dem Alter und der Metallizität. Der Befehl lautet:

 $get_EBV.exe$ geben Sie dann den Dateinamen ein "Liste_UBV_all.txt".

Schreiben Sie sich die Werte auf.

Jetzt schauen wir uns noch die Daten mit der Standardlinie an:

python3 plot_BV.py Liste_UBV_all.csv Liste_BV_UB.png EBV EUB Für "EBV" und "EUB" nehmen Sie die Werte des vorigen Schritts. Sind die Daten an der Standardlinie gut angeglichen? Vergleichen Sie den Mittelwert aus der Literatur mit Ihrem Wert von E(B - V). Beschreiben Sie den Vergleich und geben Sie die Werte im Protokoll an.

Nun generieren wir noch einen Plot mit dem Werte aus der Literatur, zum Errechnen von E(U-B) verwenden Sie E(U-B) = 0.72E(B-V). Wie oben verwenden wir:

python3 plot_BV.py Liste_UBV_all.csv Liste_BV_UB_Lit.png EBV EUB und python3 plot_BV.py Liste_UBV_all.csv Liste_BV_UB_Lit.png EBV EUB

Passen diese Werte besser?

4.6 Bestimmung der Sternhaufenparameter mittels Isochronenangleichung

Wir haben jetzt Startwerte für die Distanz, Verfärbung und Metallizität erstellt. Damit können wir das Alter bestimmen und die Distanz und Verfärbung gegebenfalls modifizieren. Die Metallizität lassen wir konstant. Wir verwenden diese Webseite und wählen Sie "Cluster One":

https://skynet.unc.edu/astr1011/graph-legacy/

Rechts unter der Abbildung können Sie die Beschriftung der Achsen ändern, z.B. "(B - V)", "MV", usw.

Bei den Sternhaufenparametern können Sie entweder die Schieber verwenden, oder die schon bestimmten Werte direkt eingeben. Jetzt müssen wir noch unsere Daten hochladen.

Öfnnen Sie den Datensatz "Liste_BV_all.txt" in einem Editor und kopieren Sie diesen in die Tabelle unter den Sternhaufenparametern. Achten Sie darauf, dass Sie die vorhanden Werte mit "Ctrl A" und "Delete" vorher löschen. Bestimmen Sie die Sternhaufenparameter und schreiben Sie sich die Werte auf. Sie können die drei vorher bestimmten Startwerte auch leicht variieren, bis Sie glauben, den besten Fit zu haben. Speichern Sie die Abbildung des finalen Fit ab. Wie stimmen die bestimmten Sternhaufenparameter mit den Literaturwerten überein?

4.7 Bestimmung des Dichteprofils

Wir haben die Koordinaten der Mitglieder ("Liste_members.txt") und die Zentrumskoordinaten ("cluster_center.txt").

Der Befehl lautet (iterieren Sie die Dateinamen entsprechend):

python3 all_density_profile_GC.py Liste_members.txt cluster_center.txt Resultat_cc

In der resultierenden Abbildung 'Resultat_cc.png" schätzen Sie den Radius ab. Inkludieren Sie diese Abbildung auch im Protokoll.

Als Abschluss berechnen Sie den absoluten Radius in pc. Dafür verwenden Sie die Formel aus Kapitel 3.7 (Abbildung 12). Achten Sie auf die Umrechnung Grad und Radians.