

Versuch D

Offene Sternhaufen

Autor und Betreuer: Ernst Paunzen

Stand: 07.04.2025

1 Einführung

Offene Sternhaufen sind Ansammlungen von bis zu einigen tausend Sternen, die sich aus derselben Molekülwolke gebildet haben. Ihre Konzentration im Haufenzentrum ist, im Gegensatz zu Kugelsternhaufen, relativ gering. Dennoch heben sie sich deutlich vom Sternhintergrund ab.

Offene Sternhaufen findet man in Galaxien, in denen noch aktive Sternentstehung stattfindet (z.B. nicht in alten elliptischen Galaxien). Galaktische Sternhaufen sind nicht so alt wie Kugelsternhaufen, weil sie in der Galaktischen Scheibe liegen. Sie lösen sich durch die differenzielle Galaktische Rotation auf (Kugelsternhaufen sind davon nicht betroffen). Außerdem können Mitglieder durch deren pekuliären Eigenbewegungen, und gegenseitige Bahnstörungen, den Sternhaufen verlassen. Selten werden sie auch durch Zusammenstöße mit anderen Sternhaufen oder Gaswolken zerstreut.

Junge offene Sternhaufen können sich immer noch in jener Molekülwolke befinden, aus der sie entstanden sind. Diese wird dadurch aufgehellt, und es entsteht ein ionisiertes H-II-Gebiet. Jedoch führt der Strahlungsdruck der jungen Sterne dazu, dass die Molekülwolke allmählich zerstreut wird. Für gewöhnlich werden 10% der Masse der Gaswolke für die Sternentstehung benutzt, bevor der Strahlungsdruck den Rest fortbläst. Da Sternhaufen aus einer Molekülwolke entstanden sind, gilt:

- Die Mitglieder eines Sternhaufens haben alle etwa die gleiche Entfernung von der Sonne \pm der absolute Durchmesser des Sternhaufens, typischerweise weniger als 25 pc.
- Die Mitglieder sind etwa gleich alt \pm die Dauer der Sternentstehung im Sternhaufen, typischerweise ein paar Millionen Jahre.
- Die Mitglieder sind mittel Gravitation gebunden und bewegen sich mit dem Schwerpunkt des Sternhaufens in eine bestimmte Richtung, zum Beispiel, ums Zentrum der Milchstrasse.
- Die chemische Zusammensetzung der Mitglieder ist innerhalb eines Sternhaufens recht homogen, aber die Metallizitäten der verschiedenen offenen Sternhaufen liegen zwischen etwa -1.5 und $+0.6$ dex im Vergleich zur Sonne.
- Die Mitglieder haben unterschiedliche Massen, von etwa $120 M_{\odot}$ für die massereichsten Sterne in sehr jungen Sternhaufen bis zu weniger als etwa $0.08 M_{\odot}$.

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 Sternhaufen finden können. Beachten Sie, dass das Vorhandensein vom Alter des Sternhaufens abhängt. So finden Sie, zum Beispiel, in offenen Sternhaufen keine Sterne am Horizontalast.

Aus der Lage und Kinematik von Sternhaufen können wir Rückschlüsse auf die Struktur unserer Milchstrasse schliessen. Offene Sternhaufen sind fast ausschliesslich in der Galaktischen Scheibe zu finden. Kugelsternhaufen findet man vor allem im Zentralbereich unserer Milchstrasse (Galactic Bulge) und im Galaktischen Halo.

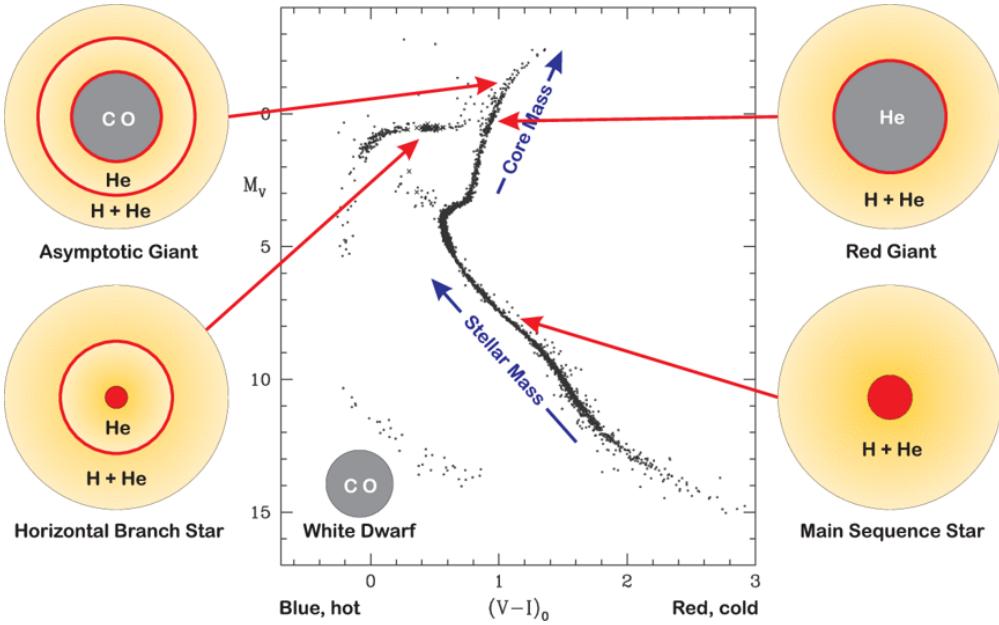


Abbildung 1: Hier sehen Sie die verschiedenen Sternentwicklungsstadien und deren strukturellen Aufbau, die Sie in einem Sternhaufen finden können. Beachten Sie, dass das Vorhandensein vom Alter des Sternhaufens abhängt (Abbildung 5). So finden Sie, zum Beispiel, in offenen Sternhaufen keine Sterne am Horizontalast.

2 Aufgabenstellung

Für diesen Versuch werden wir uns dem offenen Sternhaufen ASCC 128 (MWSC 3720) widmen. Wir werden folgende Schritte durchführen, um die Sternhaufenparameter zu bestimmen:

- Herunterladen der photometrische Daten des Sternhaufens
- Suche nach neuen Mitgliedern
- Bestimmung der Distanz aus Gaia Daten
- Bestimmung der Metallizität aus Daten von der Literatur
- Bestimmung der Verfärbung aus Gaia Daten
- Bestimmung der Sternhaufenparameter mittels Isochronenangleichung
- Bestimmung des Dichteprofils

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.

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,

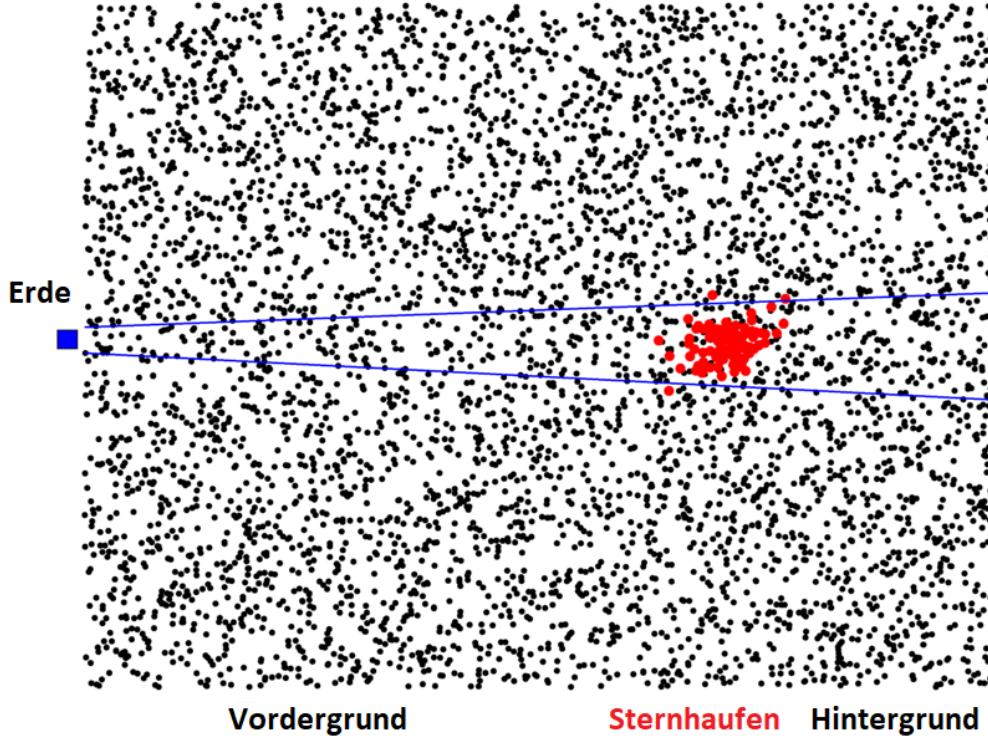


Abbildung 2: In der Sichtlinie eines Sternhaufens finden wir immer auch Vorder- und Hintergrundsterne. Wir müssen die Mitglieder eines Sternhaufens mittels verschiedenen Methoden finden.

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. 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 Sehlinie gemessen werden kann. Zusammen mit dem Photometer erlaubt

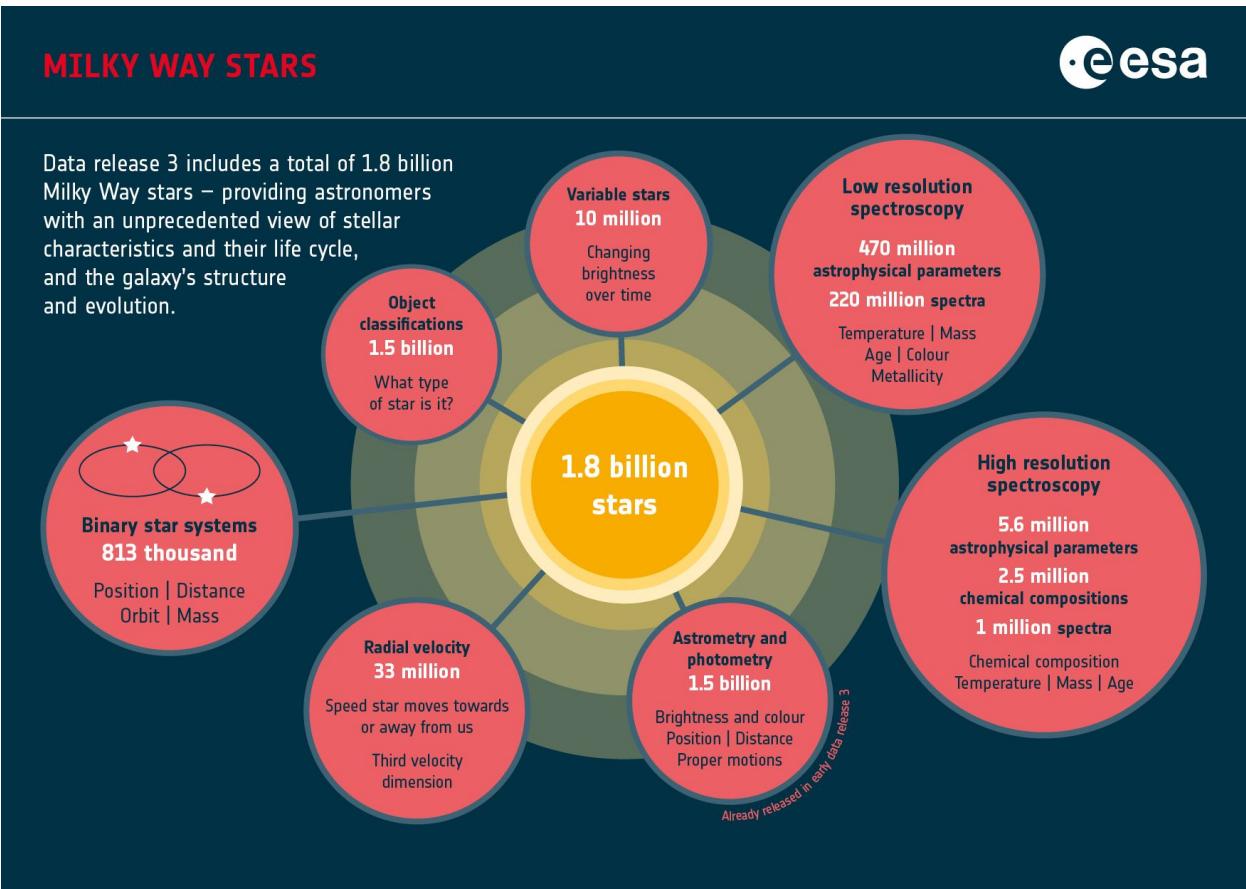


Abbildung 3: Die Resultate des letzten Data Release (DR3) der Gaia Mission. Der endgültige Katalog wird nicht vor 2030 erwartet.

das RVS-Instrument auch eine genaue Klassifikation vieler der beobachteten Himmelsobjekte.

3.2 Mitgliedswahrscheinlichkeiten

Wir haben schon gesehen, dass alle Mitglieder eines Sternhaufens in der gleichen Entfernung zur Sonne (\pm die Ausdehnung des Sternhaufens, maximal 25 pc^3 , 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). Wir verwenden das sogenannte "Clustering", ein Computeralgorithmus zur Erkennung von gleichen Gruppen in Daten. Zur Bestimmung der Mitgliedschaft wird dieser Algorithmus auf Eigenbewegungs- und Parallaxendaten von Gaia angewendet. Dazu verwenden wir das Programm "Hierarchical Density-Based Spatial Clustering of Application with Noise (HDBSCAN)". Es optimiert automatisch alle freien Parameter und wird häufig verwendet.

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

Mass (M_{\odot})	Surface temperature (K)	Spectral class	Luminosity (L_{\odot})	Main-sequence lifetime (10^6 years)
25	35,000	O	80,000	4
15	30,000	B	10,000	15
3	11,000	A	60	800
1.5	7000	F	5	4500
1.0	6000	G	1	12,000
0.75	5000	K	0.5	25,000
0.50	4000	M	0.03	700,000

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

der Spektralklasse oder Temperatur aufgetragen. Beide Diagramme liefern und beinhalten die identischen Informationen.

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

$$t \propto M^{-2.5} \quad (1)$$

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 durchqueren (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.

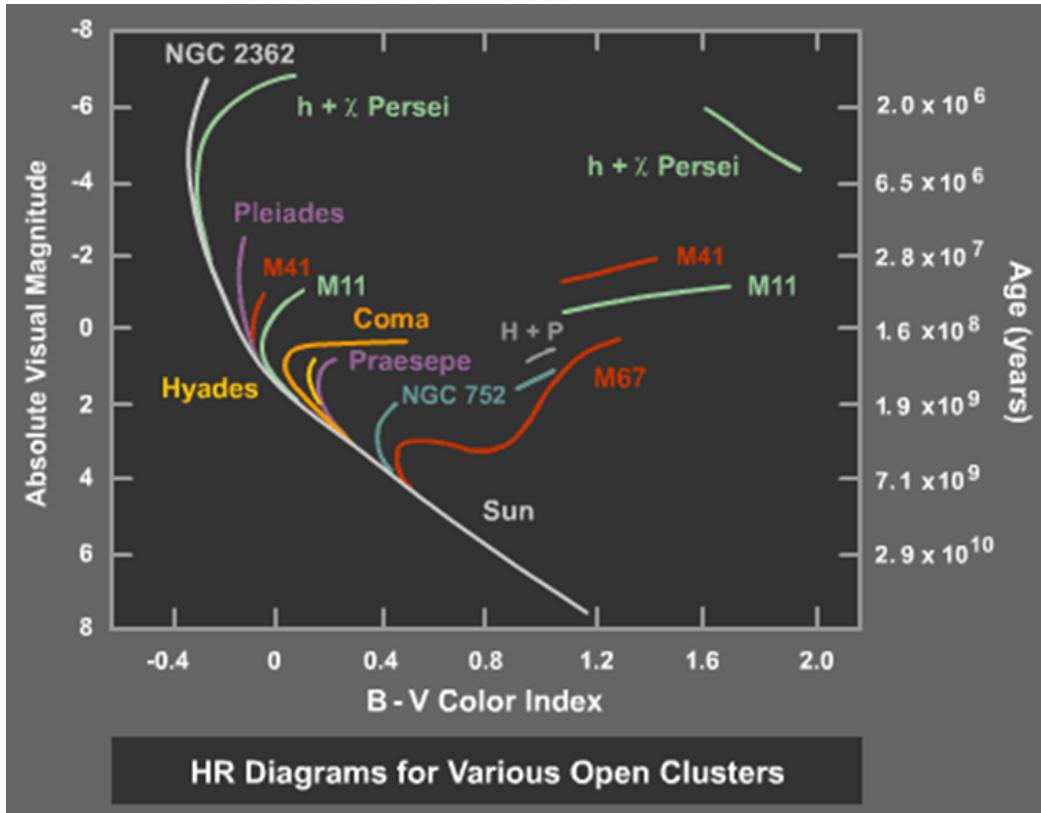
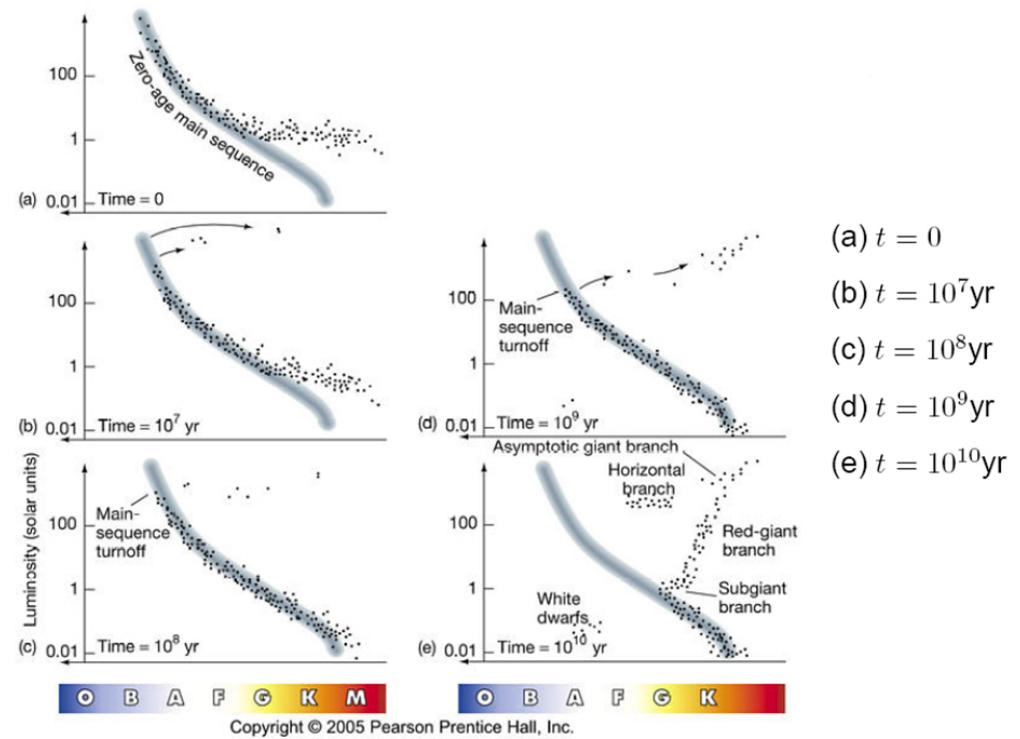


Abbildung 5: Die Abhangigkeit des Abknickpunktes (turn-off point) vom Alter.

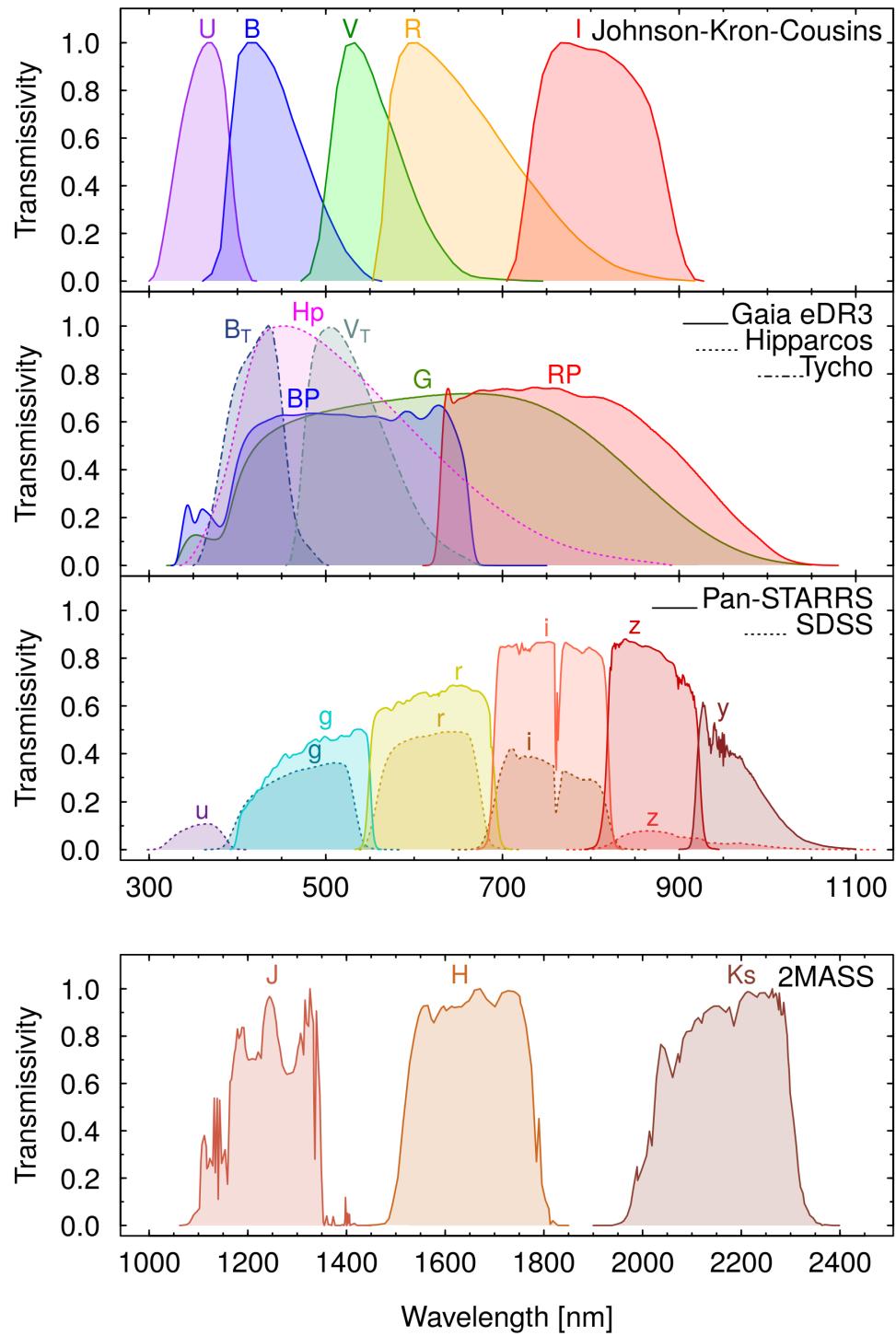


Abbildung 6: Die Filterkurven verschiedener photometrischer Systeme. Beachten Sie, wie breit die Filter des Gaia Systems (zweites von oben, G, BP, RP) sind. Es gibt eine Faustregel: je schmäler die Filter sind, desto mehr Astrophysik können Sie damit machen. Der Nachteil von schmalen Filtern ist, dass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

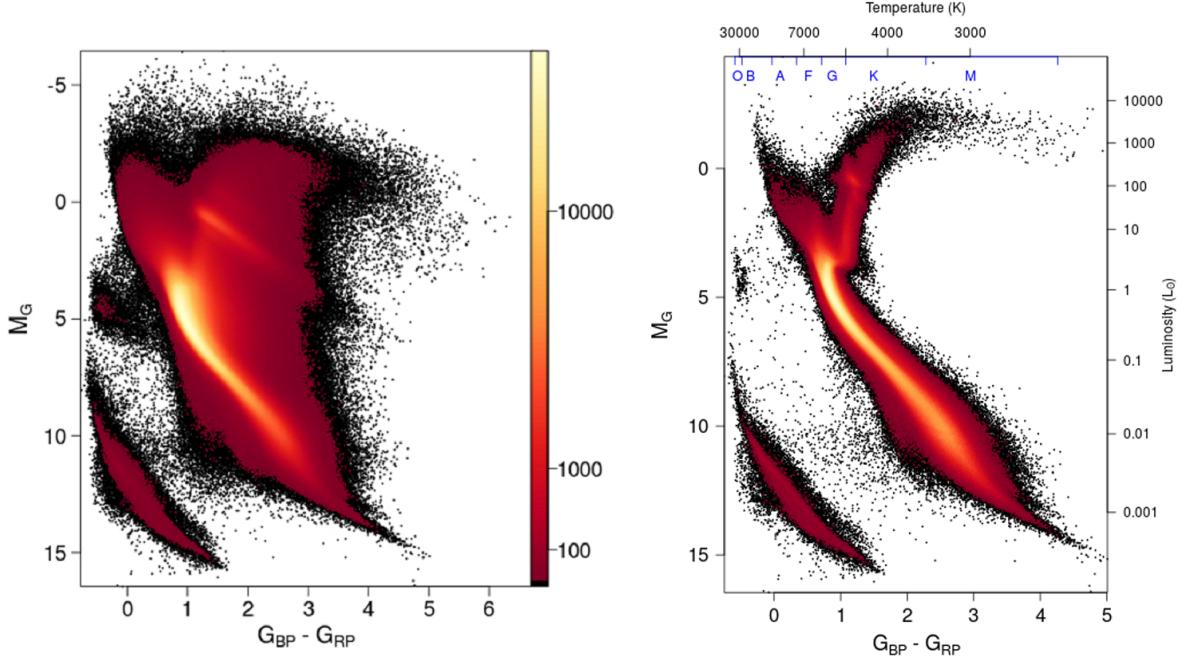


Abbildung 7: Der Effekt der Extinktion im FHD mittels Gaia Daten. Links die verfärbten Daten, rechts die unverfärbten Daten.

Die Objekte erscheinen dünnker (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.

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

$$E(B - V) = (B - V) - (B - V)_0 > 0 \quad (2)$$

$$A_V = (m_V - M_V) - 5 \cdot (\log D - 1) \quad (3)$$

$$A_V = 3.1 \cdot E(B - V) \quad (4)$$

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-Diagramm (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

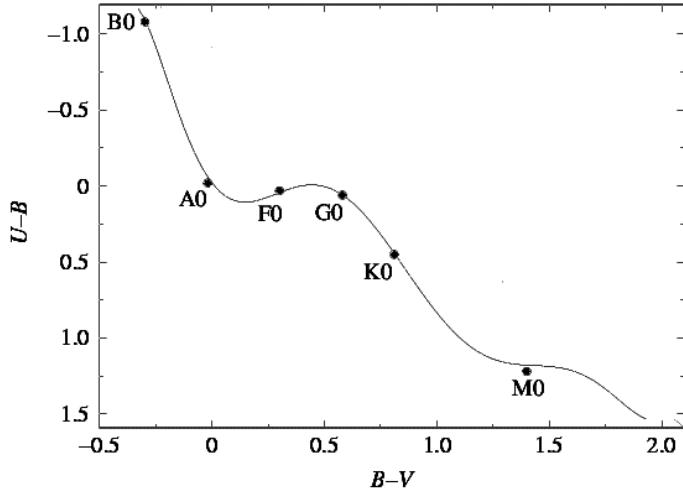


Abbildung 8: Das Farben-Farben-Diagramm ($B - V$) versus ($U - B$). Es ist unabhängig von der Distanz, Metallizität, und Alter. Beachten Sie charakteristische Form der Standardlinie.

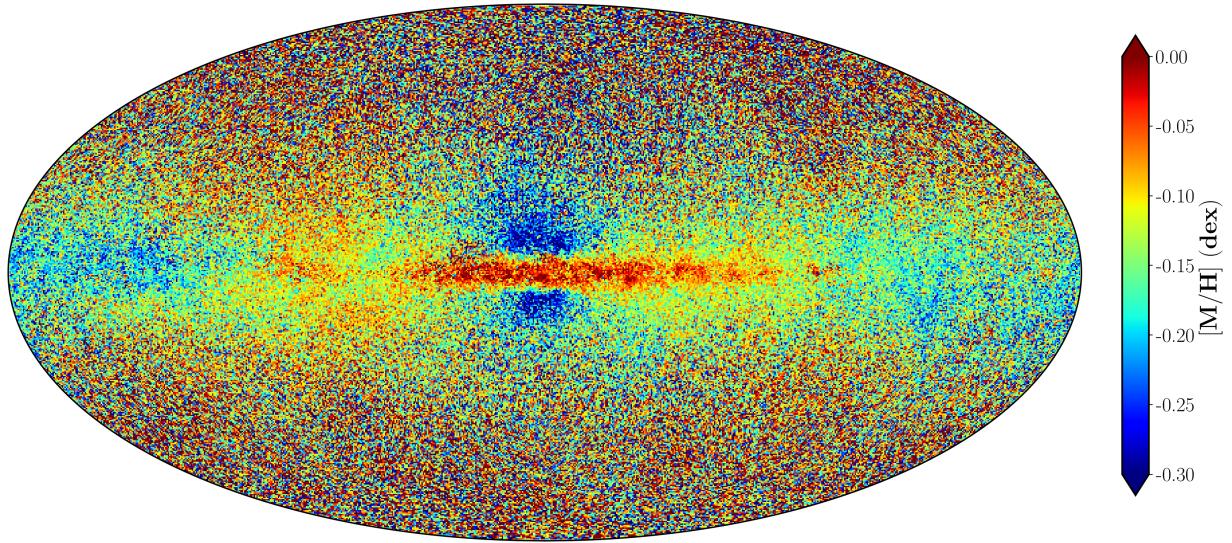


Abbildung 9: Die Verteilung der Metallizität $[M/H]$ in unserer Milchstraße basierend auf den Daten des Gaia DR3.

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.

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 Absorptionsli-

nien 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:

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

Als nächsten Schritt kann man das Verhältnis zweier Elemente angeben:

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

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 $[\text{M}/\text{H}]$, es wird wie folgt definiert:

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

Definitionsgemäß hat die Sonne (Index \odot) eine Metallizität von Null. Die Analyse 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 $[\text{M}/\text{H}]$ 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 ober- und unterhalb der Galaktischen Scheibe ist sehr inhomogen.

Die Metallizität eines Sterns beeinflusst 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 Einheiten 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

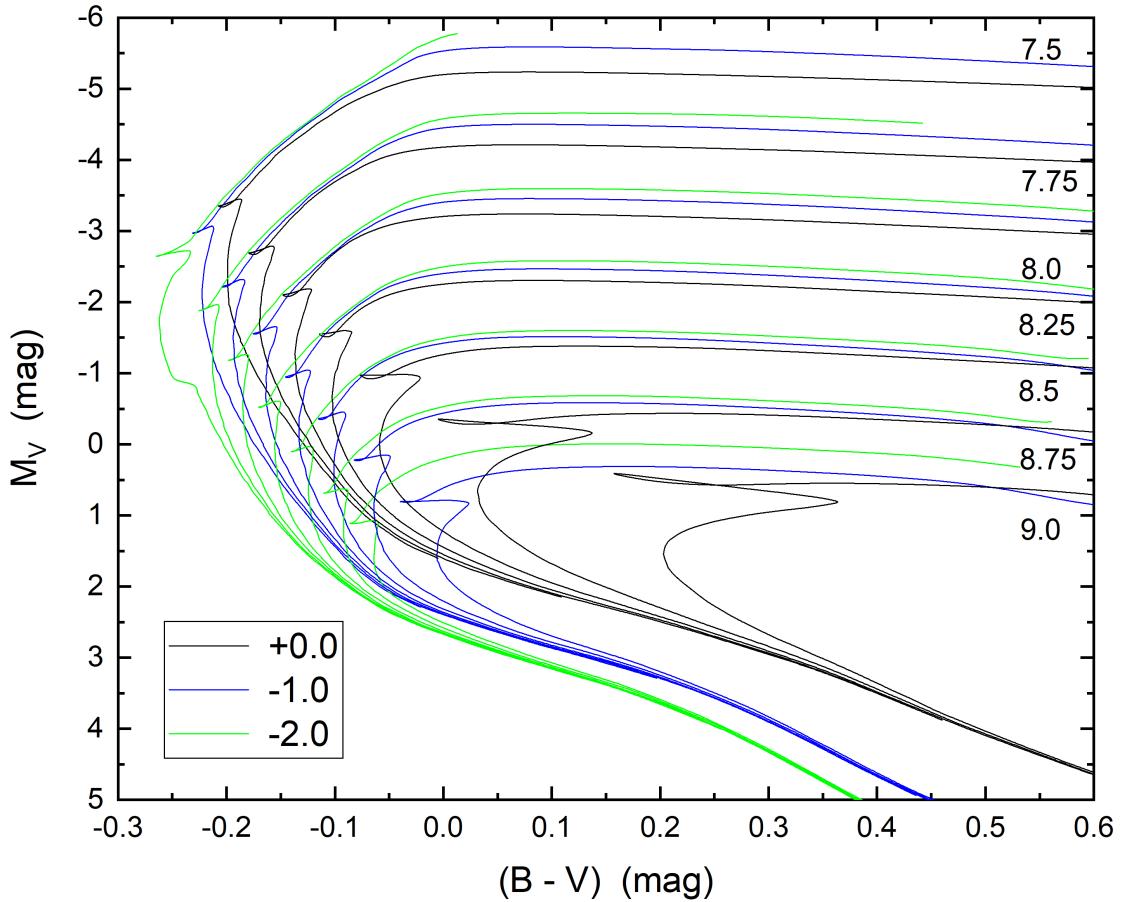


Abbildung 10: Isochronen für verschiedene Metallizitäten. Das Alter ist in logarithmischen Einheiten angegeben (9,0 = 1 Milliarde Jahre).

- Metallizität
- Alter

Wir haben schon gesehen, dass diese Parameter nicht unabhängig voneinander sind. Außerdem beeinflussen 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.

3.7 Durchmesser von Sternhaufen

Die beobachteten absoluten Durchmesser von offenen Sternhaufen sind mit zirka 25 pc limitiert. Kugelsternhaufen können Durchmesser bis 100 pc aufweisen. Eine Ursache ist die Größe der Molekülwolke, aus der ein Sternhaufen entsteht. Diese Größe ist limitiert. Die andere Ursache ist die differentielle Rotation der Milchstrasse und deren Gravitationsfeld. Schauen wir uns das in Detail an. Nehmen wir an, die Gesamtmasse der Milchstrasse $M_{\text{MW}} = 2 \times 10 M_{\odot}$ ist im Zentrum vereinigt. Die Gravitationsbeschleunigung des gesamten Sternhaufens g_{OCL} und des einzelnen Mitglieds g_{*} ist:

$$g_{\text{OCL}} = \frac{G \cdot M_{\text{MW}}}{R_{\text{GC}}^2} \quad (8)$$

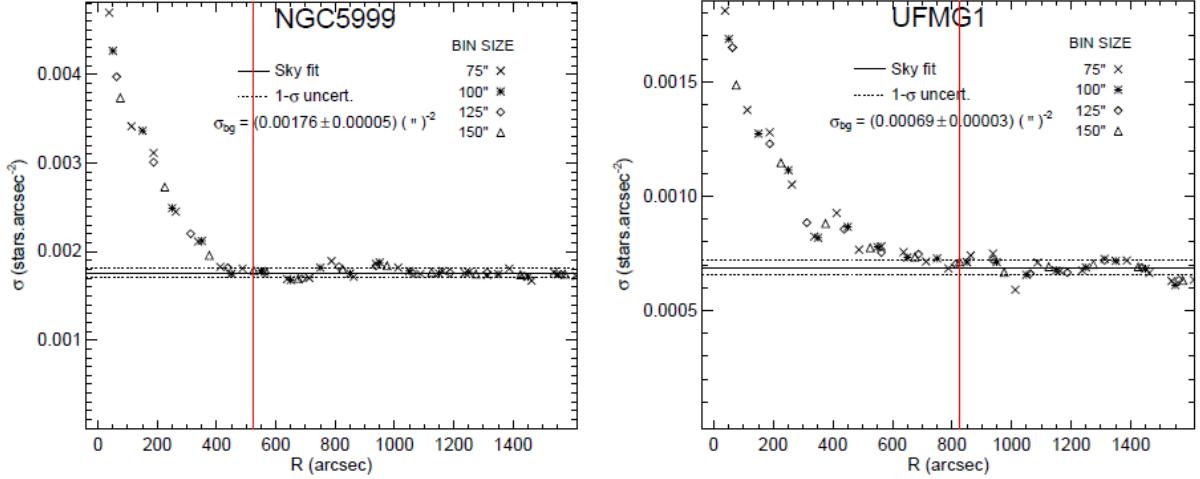


Abbildung 11: Die Bestimmung der Durchmesser von zwei Sternhaufen. Die roten Linien bezeichnen die publizierten Radien. Beachten Sie die Fluktuationen in der Dichte der Sternhaufenumgebung.

$$g_* = \frac{G \cdot M_{\text{OCL}}}{(R_{\text{GC}} - r)^2} \quad (9)$$

mit der Entfernung des Zentrums des Sternhaufens zum galaktischen Zentrum R_{GC} , der Entfernung vom Stern zum Zentrum des Sternhaufens r und der Gesamtmasse des Sternhaufens M_{OCL} . Die Differenz dieser beiden Werte ist die Kraft, mit der die Milchstrasse versucht, einen Stern aus dem Sternhaufen herauszuziehen ($g_{\text{MW},*}$)

$$g_{\text{MW},*} = \frac{2 \cdot G \cdot M_{\text{MW}} \cdot r}{R_{\text{GC}}^3} \quad \text{mit } r \ll R_{\text{GC}} \quad (10)$$

Dem wirkt die Gravitation innerhalb des Sternhaufens entgegen. Wir definieren den Stabilitätsradius r_S als

$$\frac{2 \cdot G \cdot M_{\text{MW}} \cdot r}{R_{\text{GC}}^3} = \frac{G \cdot M_{\text{OCL}}}{r_S^2} \quad \Rightarrow \quad r_S = R_{\text{GC}} \cdot \left(\frac{M_{\text{OCL}}}{2 \cdot M_{\text{MW}}} \right)^{1/3} \quad (11)$$

Am Ort der Sonne mit $R_{\text{GC}} = 8$ kpc bekommen wir in Einheiten von pc und M_{\odot}

$$r_S = 10,9 \cdot \left(\frac{M_{\text{OCL}}}{1000} \right)^{1/3} \quad (12)$$

für $M_{\text{OCL}} = 1000 M_{\odot}$ bekommen wir $r_S = 10,9$ pc. Daraus sehen wir, dass unsere Annahmen die Beobachtungen sehr gut wiedergeben.

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 Zentrums 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

$$\tan \frac{\alpha}{2} = \frac{g}{2 \cdot D} \quad (13)$$

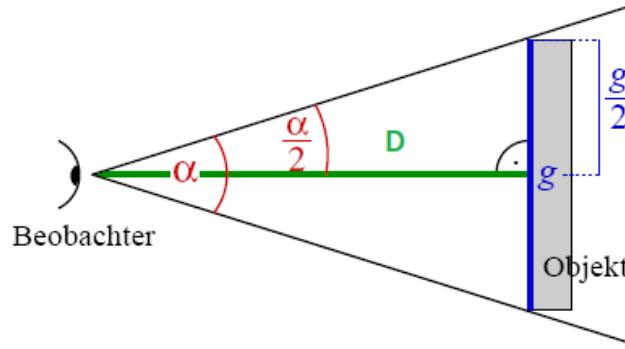


Abbildung 12: Die Transformation des Durchmessers eines Objektes in Grad α , in den absoluten Durchmesser g .

4 Hinweise zur Durchführung und Auswertung

Die Startseite für ASCC 128 ist: https://ucc.ar/_clusters/ascc128/. Hier finden wir alle Diagramme und Daten zum Vergleichen.

Wir verwenden die Mitgliederlisten des UCC ("Liste 1") und von Hunt & Reffert (2023, A&A, 673, A114), Seite 2 auf der Webseite ("Liste 2"). Diese sind schon digital vorhanden.

4.1 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). Sie sehen auf der UCC Seite, die Gaia *G*, *BP*, und *RP* Daten des Sternhaufens. Auch die davon bestimmten Sternhaufenparameter finden Sie auf dieser Seite. Wir wollen schauen, ob die schmäleren Johnson *UBV* Daten, andere Sternhaufenparameter liefern.

Wir suchen nun nach den Werten für die Sterne in Liste 1 und 2.

- 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'
- Im Feld "ADQL Text" Kopieren Sie den Text der Datei "Liste_1_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_1_UBV_out.csv"
- Wiederholen Sie den Vorgang mit "Liste_2_UBV_TAP.txt" bis zum Ergebnis "Liste_2_UBV_out.csv"
- Vergessen Sie nicht, das Feld "ADQL Text" zu löschen

Als letzten Schritt bearbeiten wir die abgespeicherten Listen für die weitere Analyse:
`python3 split_UBV.py Liste_1` und `python3 split_UBV.py Liste_2`

4.2 Suche nach neuen Mitgliedern

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

```
python3 get_stars_at_oc.py Cluster_Name RA_Cluster DE_Cluster Search_radius Cluster_Plx_lower_bound Cluster_Plx_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 ASCC_128a 350. 54.5 1. 1. 5. -10. 10. -10. 10. 21.`

Das ergibt die Datei "star_table_ASCC_128a.csv". Schauen Sie sich die Abbildungen auf den ersten zwei Seiten an und Bestimmen Sie die Eingabeparameter anhand der Minimum- und Maximumwerte $\pm 20\%$. Zum Beispiel, Sie haben `Cluster_pmRA_lower_bound = -1` und `Cluster_pmRA_upper_bound = +1` bestimmt, dann wären die Eingabeparameter -1.2 und $+1.2$. Für `G_mag_limit` nehmen wir einmal 21. an.

Danach plotten Sie die Daten mit dem Befehl

```
python3 plot_data_OCL.py ASCC_128 star_table_ASCC_128a.csv ASCC_128a_own.png
```

Schauen Sie sich die Datei "ASCC_128a_own.png" an, ob die Parameter korrekt sind. Was fällt Ihnen beim FHD auf? Woher kommt dieser Effekt? Beschreiben Sie diesen im Protokoll. Deshalb suchen wir nochmals nach den Sternen in der Umgebung, dieses Mal mit `G_mag_limit = 18.5`. Verwenden Sie für den Namen "ASCC_128b" anstatt "ASCC_128a". Plotten Sie wieder die Daten und entscheiden Sie, ob die Daten brauchbar sind.

Nun verwenden Sie HDBSCAN, der Algorithmus, der zur Suche neuer Sternhaufen und Mitglieder verwendet wird (Kerr et al., 2021, ApJ, 917, 23). Der Befehl lautet

```
python3 hdbSCAN_OCLs.py file_name.csv
```

 "file_name.csv" ist z.B. "star_table_ASCC_128a.csv". Danach plotten Sie wieder das Resultat mit

```
python3 plot_data_OCL.py ASCC_128 members_Kerr.csv ASCC_128_members.png
```

 Wurde der Sternhaufen eindeutig gefunden? Gibt es identifizierte Mitglieder, die gar keine sind? Wenn ja, wo befinden sich diese und wie kann man sie identifizieren? Vergleichen Sie Ihre Liste mit den zwei Listen, die wir verwenden. Beschreiben Sie das im Protokoll.

Sie sehen, so einfach ist es nicht, Sternhaufen und deren Mitglieder automatisch zu finden.

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 Liste 1 und Liste 2.

- 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 (z.B. "TAPVizieR")
- Doppelklicken Sie auf 'I/352/gedr3dis"
- Im Feld "ADQL Text" kopieren Sie den Text der Datei "Liste_1_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_1_BJ_out.csv" im Arbeitsfolder der Aufgabe
- Wiederholen Sie den Vorgang mit "Liste_2_BJ_TAP.txt" bis zum Ergebnis "Liste_2_BJ_out.csv"
- Vergessen Sie nicht, das Feld "ADQL Text" zu löschen

Nun berechnen wir den Mittelwert, die Standardabweichung und den Median der beiden Datensätze mit:
`python3 get_mean_median.py Liste_1_BJ_out.csv` und `python3 ge_mean_median.py Liste_2_BJ_out.csv`

Was fällt Ihnen auf? Notieren Sie alle Werte und geben Sie diese im Protokoll an. Für das Angleichen der Isochronen werden wir die Mediane verwenden.

4.4 Bestimmung der Metallizität aus Daten von der Literatur

Für die Metallizität nehmen wir die Werte aus der Literatur. Sie finden diese auf der UCC Seite (siehe "Fundamental parameters"). 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: $[M/H] = [Fe/H] - 0.16$.

4.5 Bestimmung der Verfärbung aus Gaia Daten

Auf der Webseite UCC finden Sie einige Verfärbungswerte ($e_{-}bv$, AV50, A0, usw.). Rechnen Sie diese Werte alle in $E(B - V)$ um. Verwenden Sie die folgende Formel:

$$A_V = A_0 = 3.1 \cdot E(B - V) \quad (14)$$

Dann berechnen Sie den Mittelwert und die Standardabweichung. Als nächstes verwenden wir unsere UBV Photometrie der beiden Listen. 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_1_UBV_all.txt".

Schreiben Sie sich die Werte auf. Wenden Sie das Programm auch auf "Liste_2_UBV_all.txt" an.

Jetzt schauen wir uns noch die Daten mit den Standardlinien an:

`python3 plot_BV.py Liste_1_UBV_all.csv Liste_1_BV_UB.png EBV EUB`

`python3 plot_BV.py Liste_2_UBV_all.csv Liste_2_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.

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 gegebenenfalls 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.

Öffnen Sie den Datensatz "Liste_1_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. Speichern Sie die Abbildung des finalen Fit ab. Danach wiederholen Sie die Prozedur mit dem Datensatz "Liste_2_BV_all.txt". Wie stimmen die bestimmten Sternhaufenparameter mit den Literaturwerten überein?

Wir haben noch zwei Datensätze "Liste_1_BV_1.txt" und "Liste_2_BV_1.txt". Diese beinhalten nur die schwächeren Sterne des Sternhaufens. Verwenden Sie diese und bestimmen vor allem das Alter. Welche extremen (geringe und hohe) Alterswerte können Sie bestimmen? Speichern Sie auch diese Angleichungen ab. Was schliessen Sie aus diesen Datensätzen? Was ist ganz wichtig zur Bestimmung des Alters eines Sternhaufens?

4.7 Bestimmung des Dichteprofils

Wir haben je zwei Datensätze pro Referenz und zwar die Koordinaten der Mitglieder ("Liste_1_members.txt" und "Liste_2_members.txt") und die Zentrumskoordinaten ("Liste_1_cluster_center.txt" und

”Liste_2_cluster_center.txt”). Die letzteren sind von der UCC Webseite (siehe dortige Tabelle) entnommen und differieren leicht.

Der Befehl lautet (iterieren Sie die Dateinamen entsprechend):

```
python3 all_density_profile.py Liste_1_members.txt Liste_1_cluster_center.txt Resultat_1_1
```

In den resultierenden Abbildungen, z.B. ”Resultat_1_1.png” schätzen Sie den Radius ab. Berechnen Sie einen mittleren Radius und einen Fehler. Inkludieren Sie diese Abbildungen 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.