

**Zeitschrift:** Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft  
**Herausgeber:** Schweizerische Astronomische Gesellschaft  
**Band:** 7 (1962)  
**Heft:** 77

**Artikel:** Die Dreifarbenphotometrie  
**Autor:** Tammann, G.A.  
**DOI:** <https://doi.org/10.5169/seals-900015>

### **Nutzungsbedingungen**

Die ETH-Bibliothek ist die Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Zeitschriften und ist nicht verantwortlich für deren Inhalte. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern beziehungsweise den externen Rechteinhabern. [Siehe Rechtliche Hinweise.](#)

### **Conditions d'utilisation**

L'ETH Library est le fournisseur des revues numérisées. Elle ne détient aucun droit d'auteur sur les revues et n'est pas responsable de leur contenu. En règle générale, les droits sont détenus par les éditeurs ou les détenteurs de droits externes. [Voir Informations légales.](#)

### **Terms of use**

The ETH Library is the provider of the digitised journals. It does not own any copyrights to the journals and is not responsible for their content. The rights usually lie with the publishers or the external rights holders. [See Legal notice.](#)

**Download PDF:** 08.02.2025

**ETH-Bibliothek Zürich, E-Periodica, <https://www.e-periodica.ch>**

# ORION

Mitteilungen der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft  
*Bulletin de la Société Astronomique de Suisse*

---

JULI – SEPTEMBER 1962

No 77

3. Heft von Band VII – 3<sup>e</sup> fascicule du Tome VII

---

## DIE DREIFARBENPHOTOMETRIE

### I. TEIL

Von G. A. TAMMANN, Basel

#### I. AUFGABE

Der Astronom kann das von den Sternen empfangene Licht auf drei grundsätzliche Eigenschaften hin prüfen, auf die Herkunfts-Richtung (Astrometrie), auf die Quantität (Photometrie) und auf die Qualität (Spektroskopie u. a.). Es wurde lange übersehen, dass es unfruchtbar ist, die Quantitätsbestimmung, d. h. die Photometrie, als Selbstzweck zu betreiben, dass sie vielmehr nach physikalischen Gesichtspunkten programmiert werden muss und dann einen äusserst wertvollen Beitrag auch zur spektralen Eigenschaft des Lichtes leisten kann.

Bei jeder Helligkeitsbestimmung gehen in die Messung zwei wesentliche Parameter ein, die isophote Wellenlänge und die Halbwertsbreite. Die isophote Wellenlänge gibt die Lage des Energieschwerpunktes der wirksamen Strahlung an, und die Halbwertsbreite ist der Wellenlängenbereich, in dem die Empfindlichkeit über 50% der maximalen beträgt. Vollständige Auskunft über den Strahlungscharakter eines Sternes erteilt eine Helligkeitsbestimmung mit möglichst enger Halbwertsbreite bei jeder beliebigen isophoten Wellenlänge; man erhält solche Lichtintensitätskurven in Funktion der Wellenlänge durch Registrierung von Sternspektren. Sie stellen eine sehr zeitraubende Untersuchungsmethode dar und setzen eine grosse Gesamtintensität voraus; der Spektro-

skopie ist ohne grösseren Aufwand bei der photographischen Helligkeit von etwa  $m_{pg} = 13.^m5$  eine Grenze gesetzt. Es gilt daher, durch geeignete Wahl der Parameter eine optimale Photometrie zu finden, die sich einerseits in möglichst einfacher Weise auch auf schwache und sehr schwache Sterne anwenden lässt, andererseits aber ein Maximum an Information über die spektralen Eigenschaften eines Sterns liefert. Durch diese Bedingungen wird das Schwergewicht der Methode automatisch von Einzelsternen zu grösseren Anzahlen von Sternen hin verschoben, und der im Einzelnen beschränkte Wert der Messungen tritt erst bei statistischer Anwendung voll zu Tage.

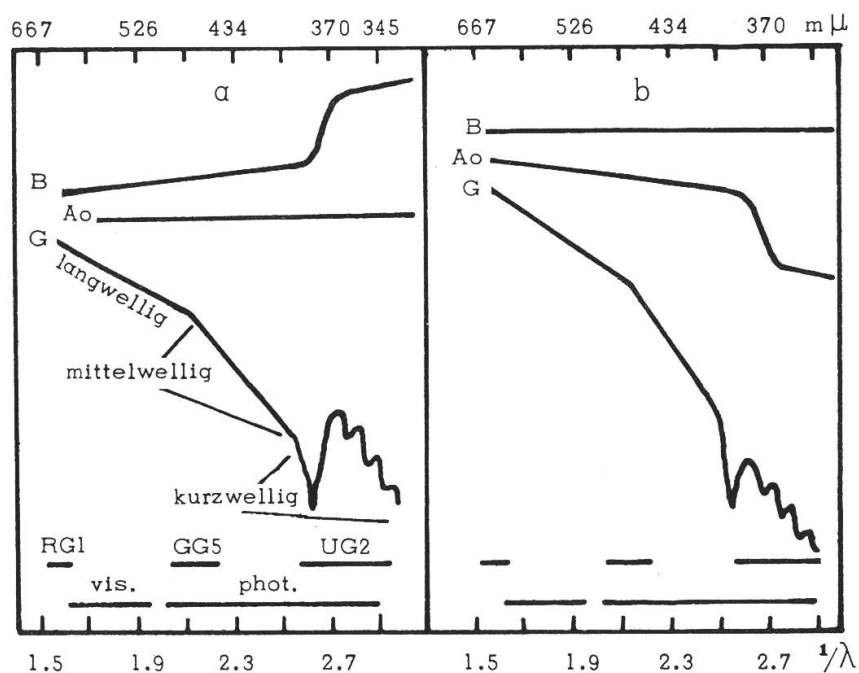
Aus dem Gesagten folgt direkt, dass die in Frage kommenden Helligkeiten normalerweise photographisch durch Ausmessung der Plattenschwärzung an einem Irisblendenphotometer, an dem etwa 300 Sterne pro Stunde gemessen werden können, gewonnen werden. Besonders eignen sich Schmidt-Spiegel-Platten, da sie bei einer Belichtungszeit von nur etwa 10 bis 30 min. grosse Felder mit einigen tausend Sternen so abbilden, dass nach einer Mittelbildung der Messwerte über mehrere Platten und der Berücksichtigung verschiedener Korrekturen (wegen Extinktion in der Erdatmosphäre, Feldfehlern der Platte u.a.) die Helligkeiten mit mittleren Fehlern von nur ungefähr  $0.^m03$  vorliegen. Allerdings müssen auf jeder Platte sogenannte Anhaltssterne bekannt sein, die Helligkeits-Skala und -Nullpunkt zu liefern haben. Die Helligkeiten dieser Sterne werden normalerweise photoelektrisch gemessen, d. h. mit Hilfe eines am Fernrohr angebrachten Photomultipliers, auf den man das Licht des ausgeblendeten Sterns fallen lässt. Diese Methode führt zu sehr genauen Helligkeiten mit mittleren Fehlern von nur etwa  $0.^m01$ ; ihr zeitlicher Aufwand und die notwendigen sehr guten Sichtverhältnisse beschränken die Anwendung jedoch auf eine zahlenmässig kleine Menge von Sternen.

Wegen des sehr umfangreichen Beobachtungsmaterials, das laufend auf Schmidt-Spiegel-Platten anfällt, ist man teilweise dazu übergegangen, die gemessenen Schwärzungen auf Lochkarten zu übertragen, die dann von elektronischen Rechenmaschinen bis zu den fertig gemittelten und korrigierten Helligkeiten ausgewertet werden.

Das Endziel der Photometrie nach physikalischen Gesichtspunkten ist die Erforschung des bisher noch höchst lückenhaft bekannten Aufbaus unserer Milchstrasse, — genauer: die Verteilung der Fixsterne nach Entfernungen, Leuchtkraft, Alter, chemischer Zusammensetzung usw. und der interstellaren Materie.

## II. ENTWICKLUNG DER METHODE

Zuerst wurde 1938 und 1946 von Wilhelm Becker darauf hingewiesen, dass man für die Helligkeitsmessung bei Verwendung der herkömmlichen, der sogenannten visuellen und photographischen Spektralbereiche, die ausschliesslich nach technischen Gesichtspunkten definiert worden sind, einen erheblichen Informationsverlust in Kauf nehmen muss, dass dieser sich aber vermeiden lässt, wenn man die Spektralbereiche zu Wellenlängen hin verlegt, bei denen in den Lichtintensitäts-Verteilungskurven besondere Charakteristika auftreten. Die Abbildungen 1 a und 1 b zeigen die schematische Intensitätsverteilung verschiedener Spektraltypen relativ zu Ao – bzw. Bo – Typen.



Abbildungen 1 a und 1 b – Schematische Strahlungsintensitäten verschiedener Spektraltypen relativ a) zu Ao-Sternen, b) zu Bo-Sternen. Ueber der Abszisse die Halbwertsbreiten verschiedener Spektralbereiche. (Nach W. Becker.)

Durch die Wahl von nur drei zu messenden Helligkeiten, also durch eine Dreifarbenphotometrie (DFP), können die beiden typischsten Merkmale des Spektrums, der Gradient des Kontinuums und die Grösse des durch die kontinuierliche Wasserstoffabsorption hervorgerufenen Balmer-sprungs, festgehalten werden. Zu diesem Zweck definierte W. Becker das RGU-System, in dem die wirksamen Spektralbereiche R(ot), G(elb) und U(ltraviolett) folgenden Bedingungen unterliegen:

<i>Bezeichnung</i>	<i>isophote Wellenlänge m <math>\mu</math></i>	<i>Halbwerts- breite m <math>\mu</math></i>	<i>Platte</i>	<i>Schott- Filter</i>
R	638	40	Agfa Isopan oder Kodak 103 aE	RG1
G	481	50	Agfa Astro oder Kodak 103 aO	GG5
U	373	60	Agfa Astro oder Kodak 103 aO	UG2

Tabelle 1

Die isophoten Wellenlängen der zweiten Kolonne in Tabelle 1 sind vom Spektraltyp des betrachteten Sterns abhängig, sie gelten hier für A0-Sterne, jedoch ist bei den engen Halbwertsbreiten der dritten Kolonne die Abweichung auch bei anderen Spektraltypen gering. Die letzten beiden Kolonnen nennen für jeden Farbbereich je zwei Platten-Filter-Kombinationen, die der Definition genügen.

Der Nullpunkt der RGU-Helligkeiten ist so festgelegt, dass für A0-Sterne  $m_G = m_{pg}$  und für B0-Sterne  $m_R = m_G = m_U$  gilt. Mit drei gemessenen Helligkeiten lassen sich zwei unabhängige Farbenindices (FI) bilden, nämlich der kurzwellige Farbenindex (U-G) (FI<sub>k</sub>) und der langwellige Farbenindex (G-R) (FI<sub>l</sub>), die als Helligkeitsdifferenzen entfernungsunabhängig sind. Wie aus dem Herzprung-Russel-Diagramm (HRD) bereits bekannt ist, können die Sterne nur in einem mindestens zweidimensionalen Diagramm nach Spektraltyp und Leuchtkraftklasse getrennt dargestellt werden. Die beiden Farbenindices reichen also gerade, nach Eliminierung der im allgemeinen unbekanntem Sternentfernung, ein zweidimensionales Diagramm zu erstellen.

Neben dem RGU-System wurden auch andere Dreifarbensysteme entwickelt. Besondere Verbreitung fand das 1953 definierte U (ltraviolet) B (lue) V (isual)-System von H.L. Johnson und W.W. Morgan. Dieses System hat den Vorteil, dass es seit langem Photozellen gibt, die si-

multan für alle drei Farben genügend empfindlich sind, so dass in ihm bereits ein umfangreiches Material an sehr genauen, photoelektrisch gemessenen Helligkeiten vorliegt. Die neu entwickelten Photozellen, die auch im energiearmen Gebiet der R-Helligkeit befriedigend arbeiten und gleichzeitig für die G- und U-Helligkeiten verwendet werden können, wurden bisher noch nicht praktisch erprobt. Ferner sind in dem UBV-System die Halbwertsbreiten so viel grösser, dass in gleichen Zeiten mehr Lichtenergie empfangen werden kann als im RGU-System. Den technischen Vorteilen des UBV-Systems stehen die theoretischen Nachteile gegenüber, dass sich bei den grossen Halbwertsbreiten die Spektralbereiche überlappen, und dass die V-Helligkeit nicht genügend im Roten liegt, um das Kontinuum voll zu erfassen. Das bewirkt, dass bei einer DFP im UBV-System keine Hoffnung besteht, Riesen- von Zwergsternen zu unterscheiden.

Es wurden auch Photometrien mit mehr als drei Farbbereichen vorgeschlagen, so 1945 von J. Stebbins und E. Whitford eine Sechsfarbenphotometrie. Bei ihnen steht jedoch der Messaufwand zu dem Informationsgewinn in einem ungünstigeren Verhältnis.

Wir werden uns bei der folgenden Besprechung der Dreifarbenphotometrie von Sternhaufen und Feldsternen hauptsächlich auf das Becker'sche RGU-System stützen, die Erfahrungen aus dem UBV-System daneben aber nicht ausser acht lassen.

### III. ANWENDUNG AUF STERNHAUFEN

#### a) *Farbenhelligkeitsdiagramme*

Trägt man die absoluten Helligkeiten  $M_G$  verschiedener Sterne gegen ihre  $F_{Ik}$  bzw.  $F_{Il}$  auf, so erhält man das kurz- bzw. langwellige Farbenhelligkeitsdiagramm (FHD). Das FHD ist also ein unnormiertes HRD, in dessen Abszisse statt des Spektraltyps ein  $F_I$  aufgetragen wird. Die Verwendung der absoluten Helligkeiten in der Ordinate setzt die bekannte Entfernung der betreffenden Sterne voraus; es gibt nur zwei grössere Sterngruppen für die bereits zuverlässige Entfernungen vorliegen, die parallaktisch gemessenen Nachbarsterne der Sonne und die Mitglieder des Hyaden-Sternhaufens, dessen Sternstromparallaxe sehr akkurat bestimmt wurde. Abbildung 2 zeigt das langwellige FHD (im UBV-System) der Sterne in der Sonnenumgebung:

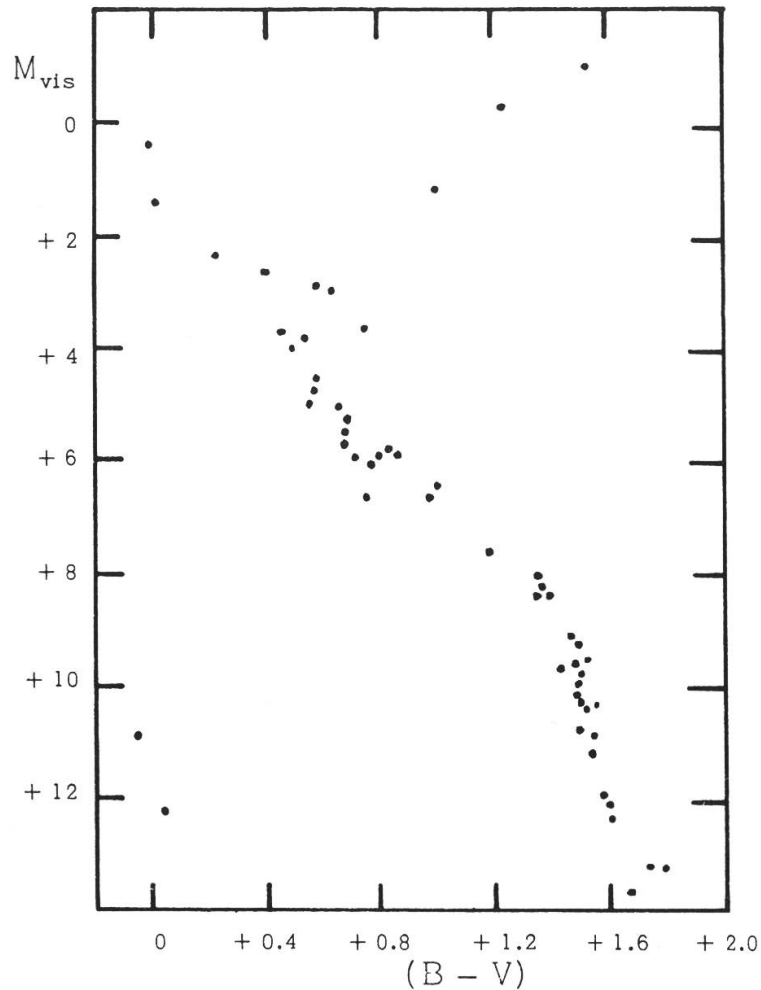


Abbildung 2 – Langwelliges Farbenhelligkeitsdiagramm der Sterne der Sonnenumgebung (UBV-System, nach M. Schwarzschild).

Die drei Sterne in der rechten oberen Ecke sind – ganz entsprechend der Lage im HRD – Riesen; ebenso analog sind die beiden Sterne in der linken unteren Ecke weisse Zwerge. Da die Sterne der Sonnenumgebung verschiedene chemische Zusammensetzung haben und alle Altersklassen vertreten, definieren die Hauptreihensterne im FHD keine scharfe Kurve, wie das später noch erläutert wird. Für die Festlegung eines Standard-FHD müssen daher hauptsächlich die Hyaden herangezogen werden; ihr langwelliges FHD (im UBV-System) zeigt die Abbildung 3, in die nur durch die Raumgeschwindigkeit gesicherte Haufenmitglieder aufgenommen wurden.

Abgesehen von vier Riesen und vier etwas unterhalb der Hauptreihe liegenden Unterzwerge, ist die Hauptreihe über ein Intervall von  $6^m$  gut definiert. Eine RGU-Photometrie für die Hyaden ist noch nicht ab-

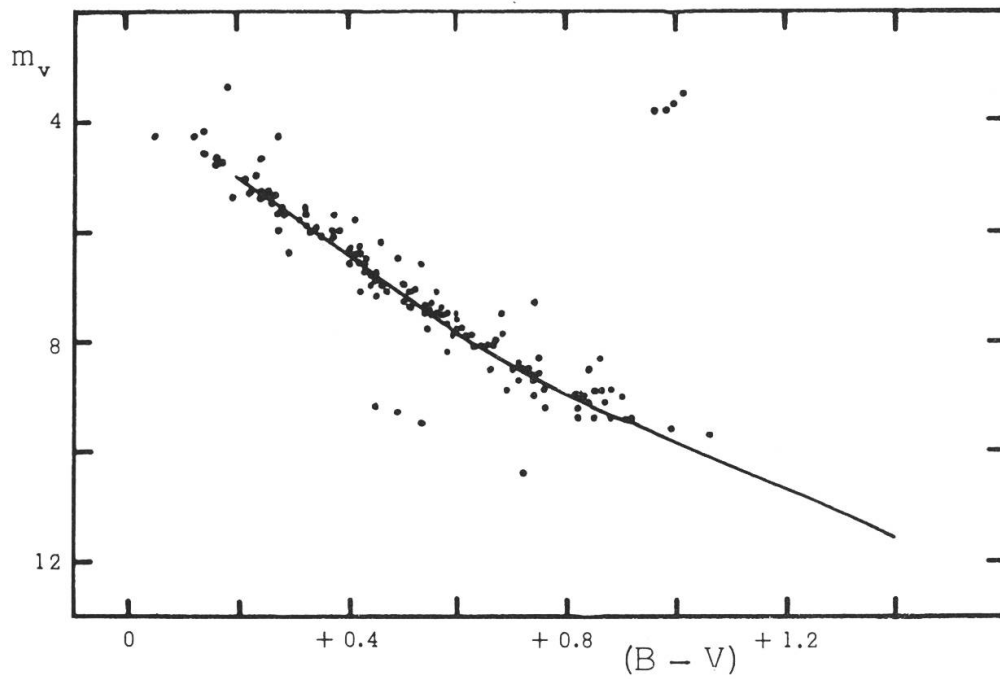
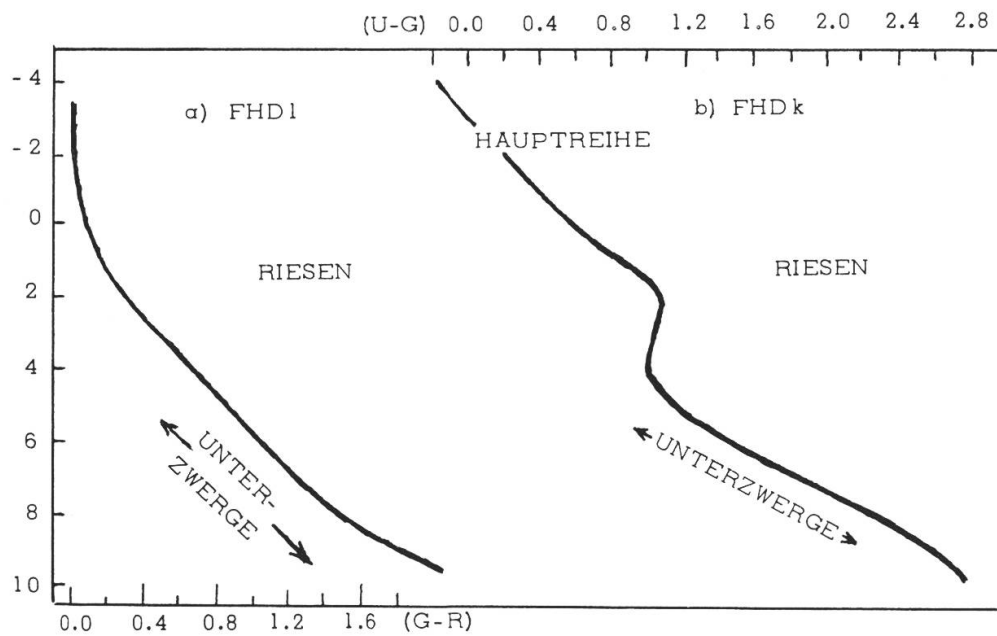


Abbildung 3 – Langwelliges Farbenhelligkeitsdiagramm der Hyaden (UBV-System, nach H. Johnson und C. Knuckles).



Abbildungen 4a und 4b – a) langwelliges, b) kurzwelliges Standard-FHD für das RGU-System (Nach W. Becker).



geschlossen. Die Nullpunkts-Eichung der absoluten Helligkeiten auf der FHD-Ordinate musste daher auf einem Umweg, der letztlich auch auf der parallaktischen Entfernung der Hyaden (und des Coma-Haufens, in dem die Parallaxe von 6 Einzelsternen bekannt ist) basiert, vorgenommen werden. Die Form der Hauptreihenkurve wurde über ein weites Grössenklassenintervall aus der Erfahrung an anderen, im RGU-System gemessenen Sternhaufen (Hyaden, Praesepe, NGC 663, NGC 457 und NGC 6823) gewonnen, deren Hauptreihenäste sich schrittweise überlappen; so ergaben sich die kurz- und langwelligen Standard-FHD der Abbildungen 4 a und 4 b.

### b) Entfernung

Sternhaufen sind Ansammlungen von Sternen, die etwa gleichzeitig aus einer interstellaren Wolke von einheitlicher chemischer Zusammensetzung gebildet wurden und demzufolge verhältnismässig eng beieinander stehen. Ihre mittlere Entfernung von der Erde bezeichnet man als die Entfernung des Haufens.

Misst man die Sterne eines offenen Sternhaufens dreifarbenphotometrisch und trägt die FI zunächst gegen die scheinbaren Helligkeiten  $m_G$  auf, so zeichnet sich in der Regel in beiden FHD die Hauptreihe der Haufenmitglieder recht deutlich ab. Man findet, dass diese Hauptreihe jeweils unterhalb der Hauptreihe im Standard-FHD liegt; durch Verschiebung in der Ordinate können die beiden Hauptreihen zur Deckung gebracht werden. Der Betrag der Verschiebung in Grössenklassen ( $m_G - M_G$ ), der sogenannte Entfernungsmodul  $\mu$ , ist ein direktes Mass für die Entfernung des Haufens, denn lägen alle Sternhaufen gleich weit entfernt, so fielen (mit noch zu besprechenden Einschränkungen) ihre Hauptreihen auch bei Verwendung scheinbarer Helligkeiten aufeinander. Der Entfernungsmodul lässt sich durch die einfache Formel

$$r \text{ (pc)} = 10^{\left(\frac{\mu}{5} + 1\right)}$$

in die in Parsec ausgedrückte Entfernung umrechnen.

Bisher wurden etwa 140 Haufendistanzen auf diesem Wege bestimmt: die gemessenen Distanzen schwanken zwischen 40 pc (Hyaden) und 3150 pc (NGC 7790).

Von besonderem Interesse ist die räumliche Verteilung der offenen Sternhaufen in der Milchstrasse; diese wird in Abbildung 5 dargestellt.

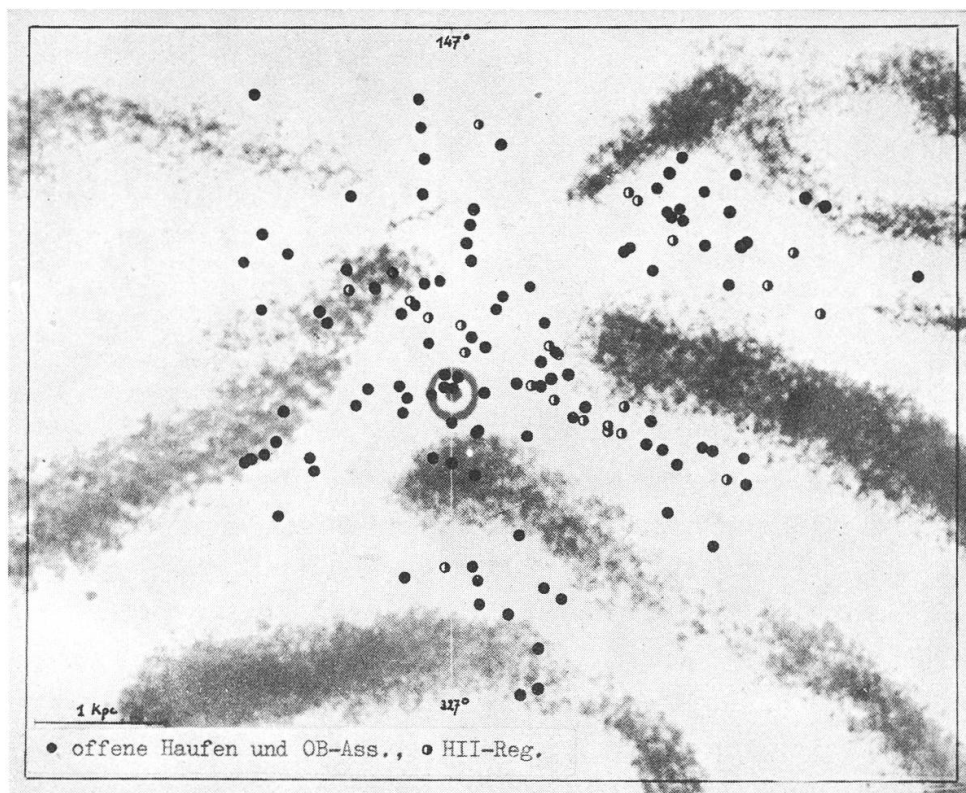


Abbildung 5 – Verteilung der offenen Sternhaufen, OB-Assoziationen und der HII-Regionen in der galaktischen Ebene. Schraffierte Gebiete sind radioastronomisch von G. Westerhout bestimmte HI-Gebiete. Sonne in der Bildmitte; nach unten ( $327^\circ$ ) zum Milchstrassenzentrum. (Nach W. Becker.)

Eine genauere Analyse lässt mindestens in der rechten Hälfte des Bildes drei von oben links nach unten rechts verlaufende Haufenkonzentrationen erkennen, die als Spiralarme unserer Milchstrasse angesehen werden. Die Spiralstruktur tritt noch wesentlich deutlicher zutage, wenn man sich auf sehr junge Haufen beschränkt. Das Undeutlicherwerden dieser Struktur bei den älteren Haufen lässt interessante Schlüsse auf das Alter der Spiralarme zu.

Grössere Schwierigkeiten als die offenen Sternhaufen bereiten der Dreifarbenphotometrie die Kugelhaufen. Ihre Mitglieder stehen im Zentrum so dicht, dass sie sich nicht einzeln messen lassen. Nur die äussersten Sterne bilden auf photographischen Platten keine «blends», d. h. Ueberlappungen; weiter ins Zentrum kommt man nur mit photoelektrischen Helligkeitsmessungen. In Kugelhaufen werden fast nur Riesen beobachtet, die Hauptreihe ist schlecht besetzt und wenig gut festgelegt. Bei der Bestimmung des Entfernungsmoduls besteht daher meist

eine Unsicherheit, wie weit in der Ordinate verschoben werden muss; deswegen wurde schon versucht, statt der Hauptreihe die bereits aus dem HRD bekannte Veränderlichenlücke im horizontalen Riesenast mit dem Standard-FHD zur Koinzidenz zu bringen. Die Diskrepanz zwischen beiden Methoden lässt vermuten, dass Hauptreihe und Riesenast nicht scharf definierte Kurven sind, sondern von Sternhaufen zu Sternhaufen etwas variieren können.

### *c) Mitglieder*

Bei der blossen Betrachtung eines Sternhaufens ist nicht ersichtlich, welche Sterne physisch zum Haufen gehören und welches Feldsterne sind, die zufällig in Richtung des Haufens stehen. Da Sternhaufen auch dynamisch eine Einheit bilden, ist das zuverlässigste Kriterium für die Haufenmitgliedschaft die Kenntnis der Raumgeschwindigkeiten aller in Frage kommenden Sterne. Selbst wenn man statt der Raumgeschwindigkeiten die leichter zu bestimmenden (zur Blickrichtung tangentialen) Eigenbewegungen der Sterne benützt, ist die Anwendung dieses Kriteriums höchst mühsam und bei weit entfernten Haufen überhaupt nicht möglich. Besonders über den Radius von Sternhaufen sind wir sehr mangelhaft unterrichtet, denn die einzelnen, zentrumfernsten Mitglieder tauchen in der Menge der Feldsterne unter. Jede weitere Möglichkeit, die Haufenmitglieder zu erkennen, ist daher wertvoll.

Wählt man die Sterne aus, die beim ersten Blick zum Haufen zu gehören scheinen, so legt mindestens ein Teil von ihnen in der Regel in beiden FHD je ein schmales Band längs der Hauptreihe fest. Bei den übrigen Sternen der Haufenumgebung, die in beiden Diagrammen gleichzeitig in die Streubänder fallen, handelt es sich zur Hauptsache um physische Haufenmitglieder.

Allerdings fallen auch Hauptreihen-Feldsterne, die zufällig in derselben Entfernung wie der Haufen stehen, zwangsweise in die gleichen Streubänder; auch Sterne, die tatsächlich nicht zur Hauptreihe gehören, können bei gewissen Entfernungen eine Mitgliedschaft vortäuschen. Umgekehrt ist es kaum möglich, Unterzwerge und Riesen, die physisch zum Haufen gehören, als Mitglieder zu erkennen, da man sie für gewöhnliche Feldsterne verschiedener Distanz hält, – es sei denn, man kenne die Riesen bereits als solche und sie fielen im FHD in das der Haufenhauptreihe entsprechende Riesengebiet.

d) Doppelsterne

Etwa jeder vierte Stern im Milchstrassensystem dürfte ein Doppel- oder Mehrfachsystem sein. Vor allem bei den frühen Typen scheinen Einzelsterne durchaus die Ausnahme zu bilden. In welcher Weise lassen sich nun Haufendoppelsterne im FHD erkennen ?

Bestimmt man die Farbhelligkeiten eines Haufenhsterns, der tatsächlich ein Doppelstern ist, – von dem zunächst angenommen werden soll, er setze sich aus zwei gleichartigen Komponenten zusammen, – so sind die Farbhelligkeiten bei der verdoppelten Leuchtkraft je  $0^m 75$  heller als bei einem Einzelstern, die FI werden als Differenzen jedoch davon nicht betroffen. Demzufolge liegen diese Doppelsterne in den FHD längs einer Kammlinie, die  $0^m 75$  nach oben verschoben, parallel zur Haufenhauptreihe verläuft. Zwischen der Hauptreihe und der Kammlinie ordnen sich Doppelsterne ein, deren Komponenten verschiedenen Spektraltypen angehören.

Abbildung 6 zeigt das langwellige FHD der Praesepe, die besonders reich an Doppelsternen ist.

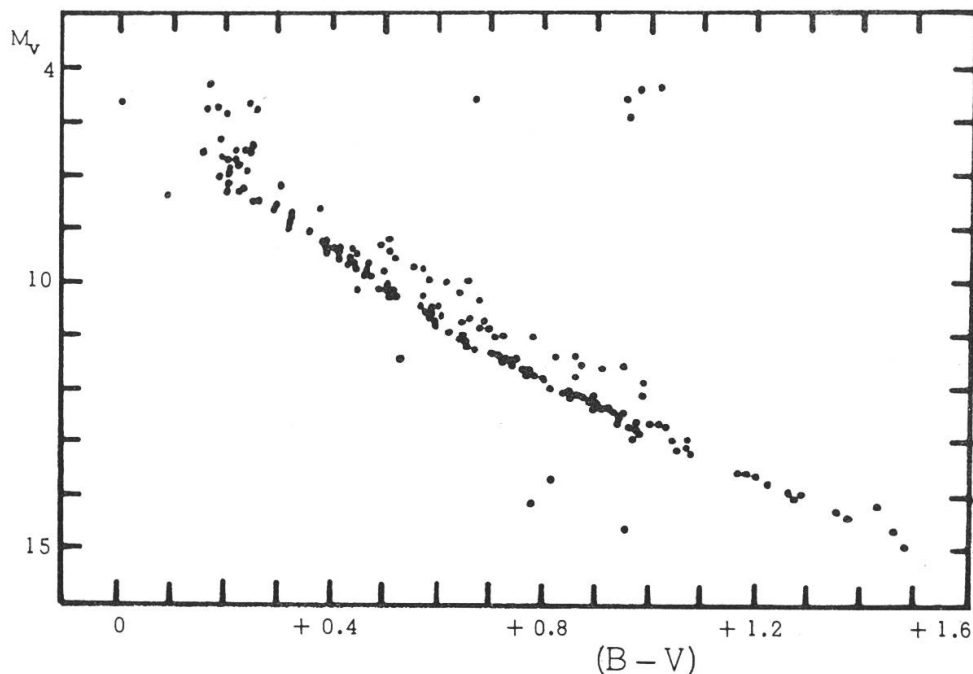


Abbildung 6 – Langwelliges Farbenhelligkeitsdiagramm der Praesepe (UBV-System, nach H. Johnson.)

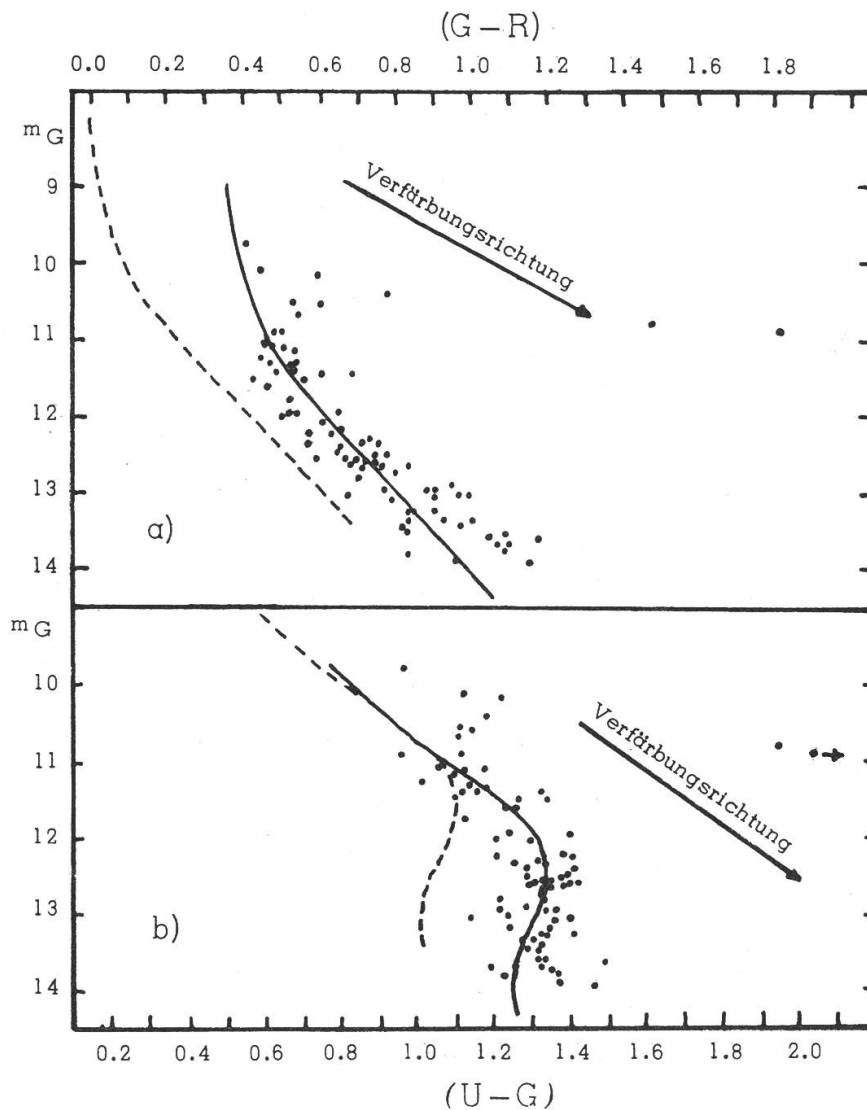
### e) Verfärbung

Der Raum zwischen den Fixsternen ist mit interstellarer Materie erfüllt; diese ist für den Astronomen von grösstem Interesse, da sie in ständiger Wechselwirkung mit den Sternen steht; neue Sterne werden aus ihr geboren, und sterbende Sterne stossen in sie einen erheblichen Teil ihrer Masse aus. Man schätzt, dass wohl mehr als 1,5% der Gesamtmasse unserer Milchstrasse als interstellare Materie vorliegt. Deren Verteilung ist nicht homogen, sondern sie zeigt eine starke Konzentration gegen die Milchstrassenebene zu und ist sehr häufig in Wolken zusammengeballt, in denen die Dichte etwa 100mal grösser als im einbettenden Medium ist. Obwohl diese Dichte der Wolken mit etwa 12-15 Atomen im  $\text{cm}^3$  äusserst gering ist, bewirkt ihre Ausdehnung von einigen pc, dass das durch sie dringende Sternlicht abgeschwächt und verändert wird. Die interstellare Materie setzt sich aus zwei meist gleichzeitig vorhandenen Komponenten zusammen: zu 99% aus interstellarem Gas (hauptsächlich bestehend aus neutralem Wasserstoff, ferner aus Molekülen, Atomen, Ionen und Elektronen) und zu 1% aus Staub (d. h. aus festen Partikeln).

Nur selten lässt sich die interstellare Materie direkt beobachten; nur dann nämlich, wenn benachbarte, heisse Sterne das Gas zum Leuchten anregen, wenn der Staub das Licht nahe stehender Sterne reflektiert oder wenn die Materie vor einem hellen Hintergrund als Dunkelwolke erscheint. Ohne auf die die Polarisation u. a. Veränderungen des Lichtes durch interstellare Materie betreffenden Messungen eingehen zu wollen, ist für die Beobachtung die wichtigste Eigenschaft der interstellaren Materie ihre Absorptions- bzw. Emissions-Wirkung. Das interstellare *Gas* absorbiert nur gewisse Linien aus dem Spektrum hinter ihm stehender Sterne, es emittiert ferner bei der Wellenlänge 21.1 cm die für die Radioastronomie so wertvolle Linie des neutralen Wasserstoffs. Die kontinuierliche, aber selektive Absorptionswirkung des interstellaren *Staubes* lässt sich nur teilweise durch Stern- oder Galaxienauszählungen oder durch Vergleich geometrischer Parallaxen mit photometrisch abgeleiteten Entfernungen bestimmen; hier ist der DFP eine dankbare, wenn im einzelnen oft auch schwierige Aufgabe gestellt. — Eine neutrale, d. h. wellenlängenunabhängige Schwächung des Lichts durch interstellare Materie kann bisher höchstens vermutet werden.

Die Grössenangaben der über den ganzen Himmel gemittelten Absorption schwanken für photographische Helligkeiten zwischen  $0^{\text{m}}25$  und  $1^{\text{m}}0$  pro Kiloparsec (kpc), der wahrscheinlichste Wert liegt in der

Gegend von  $0^m 4$ ; in begrenzten Gebieten der Milchstrasse kann die Absorptionswirkung aber den zehnfachen Betrag erreichen. Die Schwächung durch den interstellaren Staub ist bei rotem Licht weniger stark als bei blauem, d. h. die R-Helligkeiten werden am wenigsten, die U-Helligkeiten am stärksten betroffen. Für die FHD bewirkt eine solche Verfärbung eine Verschiebung nach rechts unten; die Verschiebungsrichtung kann, da die Abhängigkeit der Absorption von der Wellenlänge bekannt ist, berechnet werden.



Abbildungen 7 a und b — a) langwelliges, b) kurzwelliges Farbenhelligkeitsdiagramm des verfarbten Sternhaufens NGC 1528. Deutlich ist die Verschiebung der Hauptreihe gegen die gestrichelte Standard-Kurve; die Farbenexzesse betragen:  $FEI = 0^m 35$ ;  $FEk = 0^m 24$ . (Nach W. Becker und J. Stock.)

Tatsächlich beobachtet man sehr häufig, dass die Hauptreihen von Sternhaufen im FHD nicht nur wegen der verschiedenen Distanzen nach unten, sondern zusätzlich wegen der Verfärbung durch den Staubanteil davorstehender Materiewolken auch nach rechts unten vom Standard-FHD weg verschoben sind. Ein Beispiel für das FHD eines verfärbten Haufens zeigt Abbildung 7.

Um aus dem Betrag der Verschiebung auf die Schwächung einer Farbhelligkeit schliessen zu können, definiert man den kurz- bzw. langwelligen Farbenexzess (FE<sub>k</sub> bzw. FE<sub>l</sub>):

$$FE_k = F_{Ik}_{\text{verfärbt}} - F_{Ik}_{\text{unverfärbt}}$$

$$FE_l = F_{Il}_{\text{verfärbt}} - F_{Il}_{\text{unverfärbt}}$$

Die auf der rechten Seite der Gleichungen stehenden Grössen lassen sich direkt dem FHD entnehmen, die verfärbten Grössen an einer beliebigen Stelle der verfärbten Hauptreihenkurve, die unverfärbten Grössen an der entsprechenden Stelle auf der Standard-Kurve. Im RGU-System ist der FE im Gegensatz zum UBV-System kaum abhängig vom Spektraltyp eines Sterns; das bedeutet nichts anderes, als dass die Standard-Kurve im RGU-System durch die Verfärbung starr verschoben wird, es sei denn, die verfärbende Materiewolke befinde sich inmitten des Haufens. Nach einer kleinen Rechnung ergibt sich aus dem FE die Absorption A (beispielsweise der G-Helligkeit) zu:

$$A(G) = 1.58 (FE_k + FE_l).$$

*(Fortsetzung folgt.)*