Sternphotometrie

Autor(en): **Steinlin, U.**

Objekttyp: **Article**

Zeitschrift: **Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft**

Band (Jahr): **- (1957)**

Heft 55

PDF erstellt am: **05.06.2024**

Persistenter Link: https://doi.org/10.5169/seals-900354

Nutzungsbedingungen

Die ETH-Bibliothek ist Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Inhalten der Zeitschriften. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern.
Die auf der Plattform e-periodica veröffentlichten Dokumente stehen für nicht-kommerzielle Zwecke in Lehre und Forschung sowie für die private Nutzung frei zur Verfügung. Einzelne Dateien oder Ausdrucke aus diesem Angebot können zusammen mit diesen Nutzungsbedingungen und den korrekten Herkunftsbezeichnungen weitergegeben werden.
Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. Die systematische Speicherung von Teilen des elektronischen Angebots auf anderen Servern bedarf ebenfalls des schriftlichen Einverständnisses der Rechteinhaber.

Haftungsausschluss

Alle Angaben erfolgen ohne Gewähr für Vollständigkeit oder Richtigkeit. Es wird keine Haftung übernommen für Schäden durch die Verwendung von Informationen aus diesem Online-Angebot oder durch das Fehlen von Informationen. Dies gilt auch für Inhalte Dritter, die über dieses Angebot zugänglich sind.

Ein Dienst der *ETH-Bibliothek*
ETH Zürich, Rämistrasse 101, 8092 Zürich, Schweiz, www.library.ethz.ch

http://www.e-periodica.ch

Sternphotometrie

Von Dr. U. STEINLIN, Lick Observatory (Californien)

Photometrie heisst — exakt übersetzt — Lichtmessung, und der Astronom versteht darunter die Messung der Helligkeit von Sternen. Eine Sternhelligkeit — das scheint etwas ganz Einfaches zu sein: seit 2000 Jahren werden die Helligkeiten der Sterne von blossem Auge und später im Fernrohr geschätzt. Die Skala von erster bis sechster Grösse für die von Auge sichtbaren Sterne und ihre Fortsetzung — 7., 8. . . . Grösse — für die im Fernrohr erblickten Sterne hat sich bewährt und fest eingebürgert. Bekanntlich ist dabei jede folgende Grössenklasse rund 2½ mal lichtschwächer als die vorangehende. Vor etwa hundert Jahren aber wurden zum erstenmal die Sterne photographiert, und mit diesem Tage fingen Mühe und Sorgen an, die bis heute nur gewachsen sind. Man dachte sich, auf der Photographie die Helligkeiten der Sterne, die man bisher geschätzt hatte, genauer und bequemer messen zu können. Doch was ergab sich: Zwei Sterne, bei denen jeder Beobachter geschworen hätte, sie seien gleich hell, waren auf der Photographie ganz verschieden hell. Oder wenn gar von zwei Sternen der eine, von Auge betrachtet, eindeutig der hellere war — auf der Photographie war er schwächer als der zweite. Was war da los?

Nun, das menschliche Auge ist für Strahlung im gelben und gelbgrünen Bereich des Spektrums am empfindlichsten, nach beiden Seiten, nach Rot und Blau, sinkt seine Empfindlichkeit. Die Photoplatte aber — wenigstens die anfänglich gebrauchte — ist vor allem für blaues und auch für ultraviolettes Licht empfindlich. Die Sterne aber können ganz verschiedene Farben haben. Ein gelber Stern — das ist ein Stern, der den Hauptanteil seiner ausgesandten Strahlung im gelben Bereich des Spektrums hat — wird natürlich dem menschlichen Auge sehr hell erscheinen, während er der Photoplatte keinen sehr grossen Eindruck macht. Ein blauer Stern hingegen wird auf der Photographie sehr bevorzugt, während das Auge ihm nicht so viel abzugewinnen vermag.

Gelbe Sterne — blaue Sterne: es gibt für Sterne nicht nur diese zwei Möglichkeiten. Die Betrachtung der verschiedenen Farben der Sterne ergibt allein schon ein ganzes Kapitel der Astronomie, aus dem wir manches lesen können. Wenn wir einen Körper erhitzen, dann beginnt er zu glühen — erst schwach dunkelrot, dann heller rot, gelblich, er kommt allmählich zur Weissglut und würde, wenn wir in unseren Laboratorien zu so hohen Temperaturen gelangen könnten, schliesslich bläulich leuchten. Abb. 1 zeigt die Intensitätsverteilung, d. h. die Verteilung des ausgesandten Lichtes auf die verschiedenen Wellenlängen des Spektrums für verschieden heisse Körper. Mit wachsender Temperatur steigt die ausgestrahlte Lichtmenge ganz gewaltig an, und ihr Hauptanteil verschiebt sich vom

infraroten Teil des Spektrums durch das sichtbare Gebiet bis ins Ultraviolett. Daraus können wir verstehen, warum verschiedene Sterne bei der Schätzung von Auge und bei der Messung auf der blauempfindlichen Photoplatte so verschiedene Helligkeitswerte zugewiesen erhalten. Je nach ihrer Temperatur ist das Verhältnis der Intensität, der «Lichtmenge», im gelben und im blauen Gebiet verschieden.

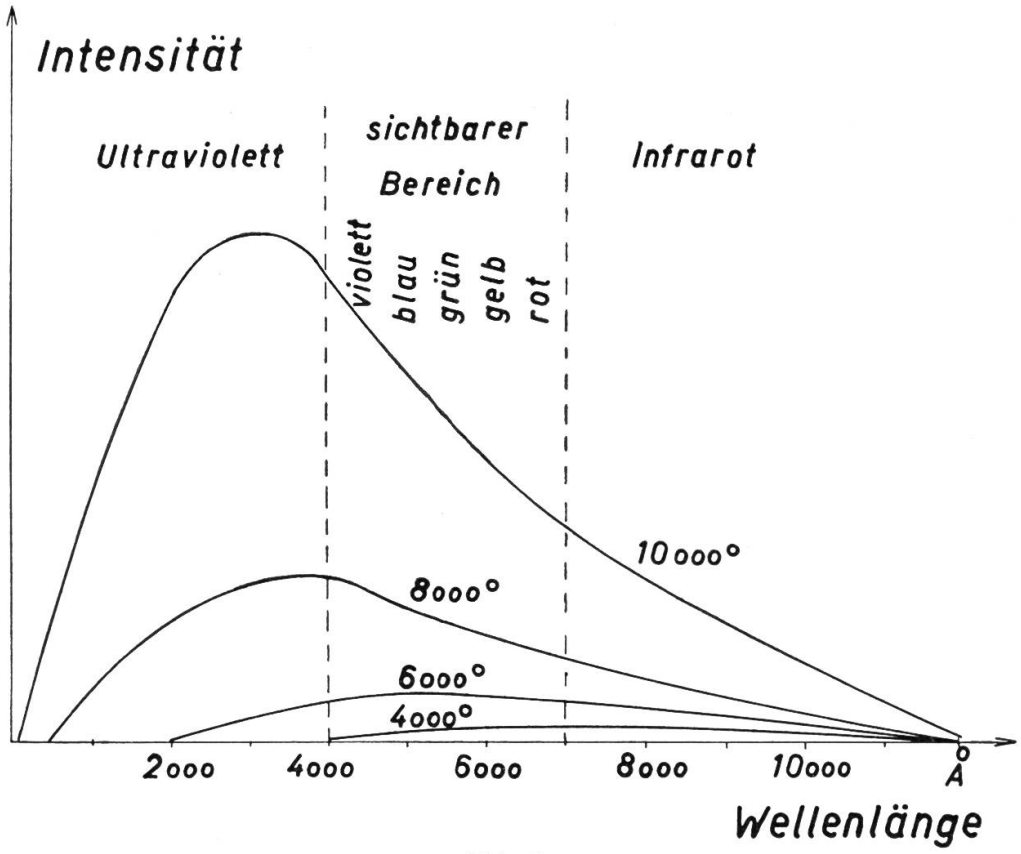

Abb. 1

Im Laufe der Jahre machte die Photographie nun aber einige Fortschritte und brachte Emulsionen für Photoplatten zustande, die die gleiche Empfindlichkeit wie das Auge zeigen, also die Helligkeit eines Sternes im gelben Spektralgebiet zu messen gestatten. So hat man für die Sterne zwei Helligkeitsskalen, die photographische — wie man die ursprünglichen Blauhelligkeiten weiter nannte — und die photovisuelle, d. h. die Helligkeit der entsprechend der visuellen Empfindlichkeit photographierten Sterne: m_{pg} und m_{pv}. Wenn man so für jeden Stern zwei Messwerte, zwei Helligkeiten, besitzt, kann man sie in Beziehung zueinander setzen, etwa ihre Differenz bilden: $m_{pg} - m_{pv}$ ergibt den «Farbenindex» (FI). Dieser Farbenindex ist eine Grösse, die charakteristisch für die Intensitätsverteilung im Spektrum, also für die Farbe und damit für die Temperatur des Sternes ist. So kann beispielsweise ein gelber Stern die Helligkeit $m_{pv} = 4.25$ (im gelben Bereich) und $m_{pg} = 5.85$ (im blauen Be-

reich) haben. Er ist im gelben Bereich viel heller als im blauen und sein Farbenindex FI ist 5.85—4.25 = +1.60. Ein anderer — blauer — Stern habe beispielsweise die Helligkeit m_{pv} = 4.10 und m_{pg} = 3.90, sein Farbenindex ist —0.20.

Die Versuche einer Klassifikation der Sterne nach verschiedenen Spektraltypen, d. h. nach ihrer Intensitätsverteilung, ihrer Farbe, und auch nach den in den Sternspektren auftretenden Absorptionslinien sind schon alt. Die erste Einteilung der Sterne in verschiedene Klassen benutzte zunächst als Unterscheidungsmerkmal einfach die Farbe; später stellte man fest, dass die Linien verschiedener chemischer Elemente für bestimmte Typen besonders charakteristisch sind und ein genaueres Einteilungsmerkmal liefern. So werden heute die Sterne in Klassen gruppiert, die man gewöhnlich mit grossen Buchstaben bezeichnet. Die hauptsächlichsten sind:

Klasse	Farbe des Sterns	ungefähre Temperatur	ungefährer Farbenindex
O	blau	30 000°	—0.30
B	blauweiss	20 000	—0.20
A	weiss	14 000	0.00
F	gelbweiss	10 000	+0.30
G	gelb	6 000	+0.70
K	rotgelb	4 000	+1.10
M	rot	2 500	+1.70

Wenn vorhin von Helligkeiten die Rede war, dann waren damit stets «scheinbare Helligkeiten» gemeint: nämlich die Helligkeit, mit der uns ein Stern im Fernrohr erscheint. Dass die Sterne verschieden hell sind, kann zunächst seinen Grund darin haben, dass sie in verschiedenen Entfernungen stehen. Der weiter entfernte Stern erscheint uns — auch wenn er selbst vielleicht auch gleich hell leuchtet — schwächer als der nähere. Um diese Benachteiligung der entfernteren Sterne zu beseitigen, kann man ihre Entfernungen messen und für alle Sterne die Helligkeiten berechnen, die sie hätten, wenn sie alle in einer zu diesem Zwecke gewählten «Einheitsentfernung» stehen würden.

Bevor wir nun weitere Ueberlegungen machen, seien der Vollständigkeit halber noch einige Worte über die Entfernungsmasse in der Stellarastronomie eingefügt. Bekanntlich können wir die Entfernung eines Sterns in Lichtjahren angeben, d. h. aussagen, wie lange ein Lichtstrahl benötigt, um die Distanz vom Stern bis zu uns bei einer Geschwindigkeit von ca. 299800 km/sec. zurückzulegen. Ein Lichtjahr entspricht dann einer Entfernung von rund 9½ Billionen Kilometern. Der Fachastronom aber rechnet in der Stellarastronomie vorwiegend mit der Parsec-Längeneinheit. Ein Parsec (= 1 pc) entspricht der Entfernung, aus welcher der Radius der Erdbahn um die Sonne unter einem Winkel (Parallaxe) von einer Winkelsekunde erscheint, also unter einer «*Par*allaxen-*Sek*unde, woraus die nun allgemein gebräuchliche Abkürzung «Parsec» abgeleitet wurde. Ein Parsec entspricht 3,2598 Lichtjahren.

Die Helligkeit einer Lichtquelle — sei es nun eine Kerze, ein Scheinwerfer oder ein Stern — nimmt mit dem Quadrat der Entfernung ab: in doppelter Entfernung erscheint sie uns nur noch mit einem Viertel ihrer Helligkeit, in zehnfacher Entfernung ist ihre Helligkeit auf einen Hundertstel gesunken. Ein Intensitätsverhältnis von 100 : 1 entspricht aber einem Unterschied von fünf Grössenklassen der Skala der Sternhelligkeiten: ein Stern 1. Grösse beispielsweise ist hundertmal heller als ein Stern 6. Grösse. Ein Stern 6. Grösse, der in einer Entfernung von 100 pc steht, würde in 10 pc Entfernung als Stern 1. Grösse erscheinen. Die Distanz von 10 Parsec (= 32.6 Lichtjahren) wird nun in der Stellarastronomie als Einheitsentfernung gewählt. Wir sagen von einem solchen Stern, er habe die «absolute Helligkeit» oder «Leuchtkraft» 1 und bezeichnen sie mit dem Buchstaben M. Die Leuchtkraft eines Sternes ist also gleich der scheinbaren Helligkeit, die er haben würde, wenn er in einer Entfernung von 10 pc stehen würde. Für einen zufällig in dieser Entfernung stehenden Stern ist die Differenz m — M (scheinbare minus absolute Helligkeit) gleich null. Für alle andern Sterne hat m — M einen Wert, der sich aus der Entfernung ausrechnen lässt — in unserem Beispiel von 10 pc ist m — M = 5, für eine nochmals um das Zehnfache erhöhte Entfernung von 100 pc betrüge die Helligkeitsverminderung nochmals 5 Grössenklassen, also m — M = 10. Die Grösse m — M ist ein Mass für die Entfernung eines Sternes, sein «Entfernungsmodul». In vielen Fällen ist es möglich, die Leuchtkraft M eines Sternes aus verschiedenen Eigenschaften des Spektrums zu bestimmen. Die scheinbare Helligkeit m können wir am Fernrohr oder auf der photographischen Platte messen und damit m — M bilden. So können wir uns für viele Sterne die Entfernung ausrechnen, die sonst nicht gemessen werden könnte.

Wir haben nun im Laufe dieses Artikels eine Reihe von Grössen, die wir an einem Stern messen oder bestimmen können, kennen gelernt, die wir kurz zusammenstellen wollen. Wir sehen einen Stern mit einer bestimmten messbaren *scheinbaren Helligkeit m* (die für verschiedene Spektralbereiche verschieden sein kann: m_{pv}, m_{pg}). Der gleiche Stern hat die *Leuchtkraft M* (auch hier natürlich entsprechend M_{pv}, M_{pg}), die gleich der scheinbaren Helligkeit ist, die der Stern in einer Entfernung von 10 pc hätte. Die Differenz dieser beiden gibt uns den *Entfernungsmodul m—M*, aus dem wir die *Entfernung r* berechnen können. Nach den Einzelheiten des Spektrums werden die Sterne in *Spektralklassen* eingeteilt, die in erster Näherung eine Folge von *Farben* oder, was dasselbe ist, eine Folge von *Temperaturen T* ist. Und schliesslich war der *Farbenindex FI*, die Differenz zweier scheinbarer Helligkeiten $m_{pg} - m_{pv}$, ein Mass für die Farbe, also für die Temperatur oder Intensitätsverteilung im Spektrum.