Das Hertzsprung-Russel-Diagramm

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

Objekttyp: **Article**

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

Band (Jahr): **- (1958)**

Heft 59

PDF erstellt am: **29.05.2024**

Persistenter Link: https://doi.org/10.5169/seals-900247

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

ORION

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

JANUAR — MÄRZ 1958 **Nr. 59**

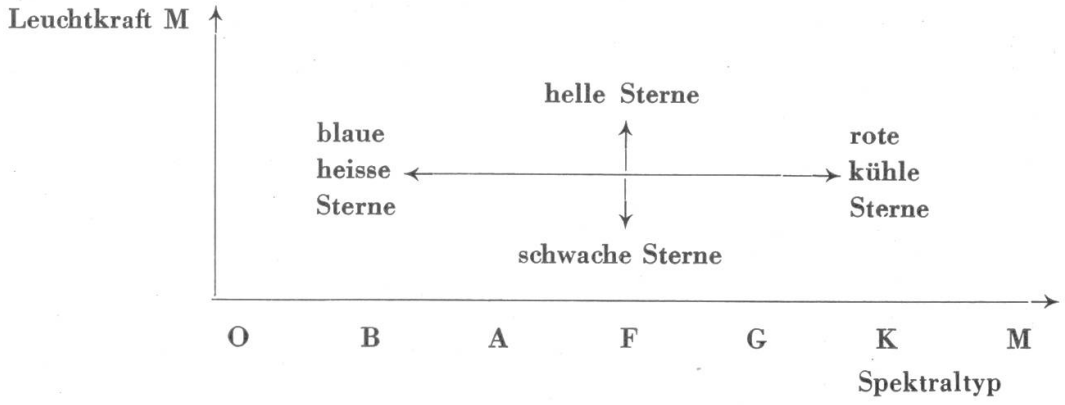
9. Heft von Band V — 9me fascicule du Tome V

Das Hertzsprung-Russel-Diagramm

Von U. STEINLIN, Lick-Observatorium (Californien)

Im letzten Artikel hörten wir von allerlei Grössen und Eigenschaften [1]), die wir an Sternen messen und schätzen können. Man mag sich einige Zeit damit beschäftigen, Helligkeiten, Farben und Temperaturen zu messen, aber dann frägt man sich doch gelegentlich: was kann man damit nun anfangen? Denn wir möchten mehr wissen als nur, wie viele Sterne blau und wie viele rot sind, wie viele hell und wie viele schwach leuchten.

Grosse und folgenreiche Ideen können in ihrem ersten Anfang zuweilen mehr nach einer amüsanten Spielerei aussehen. Dies mag auch der Eindruck vom Vorgehen der Astronomen Hertzsprung und Russell sein. Sie nahmen einen Bogen Papier und trugen auf ihm zwei Skalen auf: eine von links nach rechts für die Temperatur (die Farbe) der Sterne, von heissen O-Sternen bis zu relativ kühlen, roten M-Sternen, und eine senkrechte Skala für die Leuchtkraft M der Sterne, also etwa so:



In diesem Diagramm trugen sie für jeden Stern, den sie kannten, an der seinem Spektraltyp und seiner Leuchtkraft entsprechenden Stelle einen Punkt ein.

[1]) «Orion» Nr. 55, S. 189.

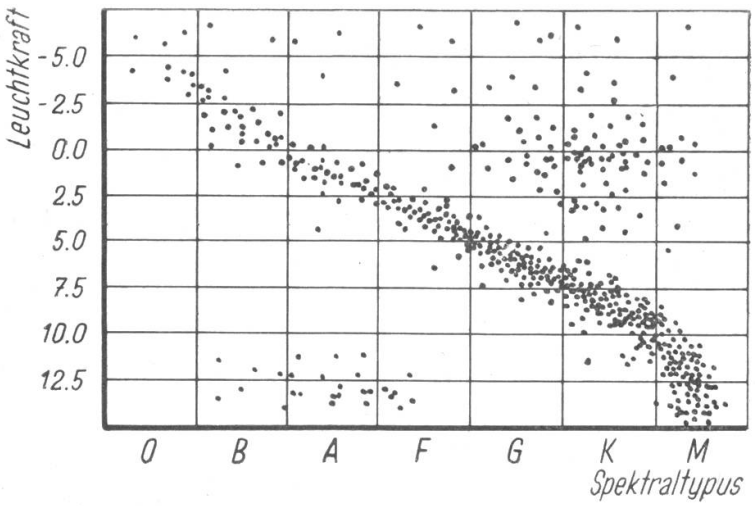


Abb. 1 Hertzsprung-Russell-Diagramm

Man kann sich sehr wohl denken, dass es sowohl heisse, sehr helle wie auch heisse, aber nur schwach leuchtende (weil sehr kleine) Sterne, dass es helle, kühle wie auch ganz kleine kühle, also solche kleiner Leuchtkraft, gibt. Mit anderen Worten: Wenn wir für alle möglichen Sterne Punkte in unser Diagramm einzeichnen, so ist zunächst kein Grund dafür vorhanden, dass diese Punkte nicht über das ganze Feld verstreut sein könnten. Was Hertzsprung und Russell aber erhielten, als sie dies versuchten, sah ganz anders und recht verblüffend aus. Das Ergebnis ist in Abb. 1 gezeigt und ist allen Astronomen unter dem Namen Hertzsprung-Russell-Diagramm (abgekürzt HRD) wohlbekannt. Die grosse Menge der Sterne ordnet sich auf einem Band an, das schräg durch das Diagramm von links oben nach rechts unten verläuft. Für alle diese Sterne (es sind gewissermassen «Normalsterne» und man nennt diesen Streifen, den sie bilden, den «Hauptast» des Diagrammes) gilt demnach: je heisser, umso heller, je kühler, umso schwächer leuchtend. Dazu tritt eine zweite wichtige Gruppe rechts oben im Diagramm: rötliche und rötlichgelbe Sterne von sehr grosser Leuchtkraft. Wenn solche Sterne trotz ihrer niedrigen Temperatur so hell sein sollen, dann müssen sie notwendigerweise eine sehr grosse leuchtende Oberfläche haben, es müssen also Riesensterne sein im Gegensatz zu den Sternen des Hauptastes, den Zwergen. Diese Riesen lassen sich noch weiter in Untergruppen aufteilen, die mit den schönen Namen Ueberriesen, normale Riesen und Unterriesen — je nach ihrer grösseren oder kleineren Helligkeit — bezeichnet werden. In der unteren linken Ecke des Diagrammes liegt noch eine kleine Gruppe von recht seltenen Sternen. Ihrer Farbe, ihrem Spektraltypus nach, sind sie sehr heiss, aber ihre Leuchtkraft ist gering, sie leuchten nur ganz schwach. Es müssen also ganz kleine Sterne sein, sogenannte «Weisse Zwerge», die den Astronomen wegen ihrer seltsamen Eigenschaften lange Kopfzerbrechen verursachten, die aber, nachdem man ihnen auf die Schliche gekommen ist, sehr interessante Beiträge zu unserem Wissen vom Universum erbringen.

Das Erstaunliche des Diagrammes ist aber, dass sich die Sterne nur auf ganz bestimmte Gebiete beschränken, dass es — um nur ein Beispiel aus vielen möglichen zu nennen — etwa keine Sterne gibt, die vom Spektraltypus F sind und die Leuchtkraft $M = +8$ besitzen. So viele Sterne man bis heute kennen gelernt hat, eine solche Kombination (und viele andere, die den leeren Stellen des Diagrammes entsprechen) hat man bis heute noch nicht gefunden. Und heute ist man auch so weit, Gründe für diese Verteilung der Sterne im HRD angeben zu können.

Die Spektralklassen — in der Hauptsache O, B, A, F, G, K, M — beruhen auf Schätzungen. Der Astronom, der Sterne klassifiziert, schaut sich ein Spektrum einige Minuten lang gut an und sagt dann aus voller Ueberzeugung etwa: F! Sein Kollege kommt dazu, sieht sich das Spektrum ebenfalls gut an und sagt laut und seiner Sache sicher: K! Und schon ist der schönste Disput im Gange. Das ist der Grund, warum der Astronom gegenüber diesen Spektralklassen, die von eminenter Bedeutung sind und für sehr viele Arbeiten die Grundlage bilden, immer ein ganz kleines Misstrauen behält. Wo etwas geschätzt wird, kann man sich im einzelnen Fall immer darüber streiten, ob nun F oder G, ob B oder A vorliegt. Wo hingegen eine Grösse, eine Eigenschaft gemessen wird, da steht ein Messwert fest, an ihm lässt sich nicht herumdeuteln. Dazu kommt, dass eine Klassifikation, eine Einteilung in Klassen, in diesem Falle etwas sehr Willkürliches an sich hat. Die Sterne längs des Hauptastes und längs des Riesenastes sind im HRD gleichmässig verteilt. Die Spektralklassifikation fasst die Sterne zwischen ganz willkürlich gezogenen Grenzen zusammen: der eine Stern gehört zum Beispiel zur Klasse A, der andere zur Klasse F, selbst wenn sie fast gleich sind und fast an derselben Stelle des Diagrammes liegen. Die Unterteilung jeder einzelnen Spektralklasse in zehn Unterklassen, die von 0 bis 9 laufen (also etwa B0, B1, B2, B3, ... B9 und an diese anschliessend A0, A1 ... etc.), verbessert die Sache zwar, aber noch besser wäre, statt dieser geschätzten Klasse eine für den Stern charakteristische Grösse, die sich kontinuierlich längs der Aeste des HRD ändert, und die sich am Fernrohr oder auf Sternphotographien messen lässt.

Eine solche gemessene Grösse ist der Farbenindex $FI = m_{pg} - m_{pv}$ d. h. die Differenz der scheinbaren Helligkeiten im blauen (m_{pg}) und im gelben (m_{pv}) Spektralbereich. Je röter ein Stern ist, umso grösser also seine Helligkeit im visuellen (gelben) Bereich des Spektrums gegenüber der im photographischen (blauen) Bereich ist, umso grösser ist dieser Farbenindex, während er für bläuliche Sterne sogar negative Werte annehmen kann. Statt der Spektralklassen verwenden wir also den Farbenindex und zeichnen ein Farben-Helligkeits-Diagramm mit FI als Abszisse. Es sieht in der Hauptsache genau so aus wie das HRD und ist diesem gegenüber nur ein klein wenig verzerrt, da dem Schritt von einer Spektralklasse zur nächsten nicht jedesmal der gleiche Betrag des Farbenindex entspricht.

Der Farbenindex hat noch weitere Vorzüge. Da ist zunächst seine verhältnismässig rasche und einfache Messbarkeit. Genaue Spektraltypen kann man auf Photographien erkennen, auf denen, mit Hilfe eines am Fernrohr angebrachten Spektrographen, das Spektrum eines einzelnen Sternes mit oft mehrstündiger Belichtungszeit aufgenommen ist. Etwas weniger genau ist die Bestimmung auf sogenannten Objektivprismenaufnahmen — Photographien, bei deren Aufnahme man vor das Objektiv des Fernrohres ein Glasprisma gesetzt hat, sodass das einfallende Licht aller Sterne zerlegt wird und statt der punktförmigen Bilder der Sterne lauter ganz kleine Spektren entstehen — von jedem Stern eines. Statt des Spektrums eines Sternes erhält man so die Spektren vieler Sterne gleichzeitig, aber je schwächer der Stern ist, umso kleiner sind die Spektren, die man von ihm bestenfalls noch erhalten kann, und umso unsicherer ist demzufolge die Bestimmung des Spektraltyps. Auf jeden Fall aber ist das Bestimmen von Spektraltypen ein recht zeitraubendes Verfahren und erfordert viel Uebung, um die feinen Unterscheidungsmerkmale richtig zu erkennen.

Anders der Farbenindex: Man verschafft sich zwei normale Aufnahmen — eine im photographischen und eine im visuellen Bereich —, misst auf ihnen die Helligkeiten der Sterne und bildet ihre Differenz — das ist alles. Ausserdem können wir von sehr schwachen Sternen noch den Farbenindex bestimmen. Die Klassifikation von Spektren hat etwa bei der 14. Grössenklasse ihre Grenze — von schwächeren Sternen lassen sich kaum mehr klassifizierbare Spektren gewinnen. Farbenindices aber können wir bekommen, solange überhaupt noch Helligkeiten gemessen werden können — und das heisst, solange ein Stern überhaupt noch auf der Photographie zu erkennen ist. Mit dem grossen Mt. Palomar-Spiegelteleskop können wir noch Farbenindices von Sternen der 23. Grösse messen.

Man würde also denken, dass die Astronomen sich mit Begeisterung auf diese Möglichkeit gestürzt haben, auf eine so einfache Art ein exaktes Mass für Sternfarben und Sterntemperaturen und, daran anknüpfend, vielleicht ungeahnte Möglichkeiten für die Erforschung der Welt der Sterne zu finden. Aber bei allen diesen Dingen zeigt sich die Kehrseite ziemlich rasch und trübt die Freude über die Entdeckung.

Einmal sagt uns der Farbenindex nicht so viel über den Stern wie das Spektrum. Wenn wir das HRD in Abb. 1 betrachten, dann sehen wir, dass beispielsweise sowohl Zwergsterne wie Riesensterne vorkommen, die den Spektraltypus K zeigen: sie liegen beide auf der Linie, die wir von «K» am unteren Rande senkrecht nach oben ziehen können, die Riesen, entsprechend ihrer höheren Leuchtkraft, viel weiter oben als die Zwerge. Genau so gehören im Farben-Helligkeits-Diagramm zu einem bestimmten Wert des Farbenindex Riesen und Zwerge mit verschiedenem M. Solange wir diese Leuchtkraft M des Sternes kennen, ist alles in bester Ordnung. Bei der grössten Menge aller Sterne kennen wir aber die Leuchtkraft zu-

nächst noch nicht, wir messen ja auf der Photographie nur die scheinbare Helligkeit m. Wird uns von einem Stern nur der Zahlenwert des Farbenindex gegeben, so wissen wir gar nicht, ob es sich nun um einen Ueberriesen, einen Riesen, Unterriesen oder um einen Zwerg handelt. Im Spektrum eines Sternes aber gibt es gut untersuchte feine Merkmale, die nicht nur die Bestimmung der Klasse ermöglichen, sondern innerhalb jeder Klasse auch zwischen Riesen und Zwergen zu unterscheiden gestatten und die auch noch manche andere Besonderheiten des Sternes zeigen. Die Aufnahme von Spektren der Sterne hat also gegenüber der Messung von Farbenindices doch auch noch ihre Vorteile.

Zweitens spielt ein ganz anderes Phänomen unserem Farbenindex ganz übel mit. Staub- und Gaswolken, die den Weltraum zwischen den Sternen in vielen Gebieten erfüllen, sind selber zwar für uns meistens nicht sichtbar, aber sie absorbieren das durch sie hindurchgehende Licht der hinter ihnen stehenden Sterne, sodass diese schwächer erscheinen als sie wirklich sind. Und zwar ist diese Absorption verschieden für verschiedene Wellenlängen: blaues Licht wird viel stärker absorbiert als gelbes. Das heisst aber, dass die m_{pg} viel stärker verfälscht werden als die m_{pv} und damit wird durch diese Absorption der Farbenindex des Sternes verändert. Wenn wir also beispielsweise als Farbenindex eines Sternes den Wert 0.88 messen, so kann das wohl ein K-Stern mit der Temperatur 4000 ° sein — es kann aber gerade so gut ein F-Stern sein, dessen Helligkeiten durch interstellare Staubwolken leicht verfälscht sind — oder es kann auch ein sehr stark verfälschter B-Stern sein. Wenn wir also den Farbenindex eines Sternes messen, dann wissen wir wegen dieser interstellaren Absorption nun erst wieder nicht, was für einen Stern wir vor uns haben. Unsere ganze schöne Arbeit über die Klassifizierung der Sterne nach ihrem Farbenindex bricht damit wieder zusammen. Schade!

Dass es nicht ganz so schlimm sein kann, dass ein Ausweg aus dem Problem gefunden werden muss, steht fest. Das zu beschreiben, ergibt jedoch einen Aufsatz für sich allein.

Résumé

Le diagramme Hertzsprung-Russell

Si l'on porte en abscisse le type spectral d'une étoile et en ordonnée sa magnitude absolue, les points représentatifs ne se répartissent pas dans tout le diagramme, mais se groupent pour la plupart en deux branches: celle des Naines (ou branche principale) et celle des Géantes. Le type spectral peut être remplacé par l'indice de couleur. Avantages: le second est une grandeur continue et mesurable, et non variable par classes séparées comme le premier; on peut déterminer sa valeur pour des étoiles trop faibles pour fournir un spectre. Inconvénients: il ne permet pas de distinguer les Géantes des Naines, ne renseigne pas sur d'autres particularités du spectre, et peut être faussé par l'absorption interstellaire.