

Wissenschaft in die Schulen – Zusatzinformationen für Lehrer

Thema: Sternspektren und Spektralklassifikationen

Autor: Dr. Oliver Schwarz, Universität Koblenz-Landau

Die Einführung und Behandlung von thermodynamischen Zustandsgrößen ist eine wichtige Aufgabe des Physikunterrichtes. Dank verschiedener Messgeräte gestaltet sich beispielsweise die Bestimmung von Druck und Temperatur im Schulunterricht zumeist unspektakulär, fast möchte man sagen - langweilig. Angesichts dieser Tatsache liegt die Frage nahe, wie man etwa einer Temperaturmessung anregende und motivierende Aspekte abgewinnen kann. Wie ein Blick zur Astronomie lehrt, werden dort Zustandsgrößen an der Oberfläche kosmischer Objekte gemessen, ohne einen Kontakt zwischen Messgerät und Messobjekt herzustellen, ausschließlich indem man die von den Himmelskörpern ausgehende Strahlung analysiert.

Um aber tiefgründig zu verstehen, wie diese Analyse erfolgt, sind Kenntnisse aus der Optik, der Atomphysik und der Thermodynamik erforderlich. Empfehlenswert ist ein „Ausflug“ in die Astronomie bei der Behandlung thermodynamischer Zustandsgrößen deshalb vor allem in der Abiturstufe.

Wir betrachten nachfolgend als Beispiel die Temperaturbestimmung von Sternen.

Stern	Spektrum	Farbe	Temperatur
Spica		bläulich	25 000 K
Sirius		weiß	10 400 K
Sonne		gelblich	6 000 K
Arktur		rötlich gelb	4 200 K
Beteigeuze		rötlich	3 300 K

[1]

Das unterschiedliche Aussehen der Sternspektren

Wir setzen nachfolgend als bekannt voraus, wie ein Spektrum erzeugt und registriert wird und gehen von der Abb. 1 aus, die verschiedene Sternspektren wiedergibt. Wie man erkennt, sind die Spektren der Sterne von Spektrallinien unterschiedlicher Intensität und Breite durchsetzt, die ihnen ein unverwechselbares charakteristisches Aussehen verleihen. Dies war schon in der zweiten Hälfte des 19. Jahrhunderts der Anlass, um ein formales Klassifikationsschema für Sternspektren zu begründen, in das sich nahezu alle Sterne einordnen lassen.

Wie man erst im 20. Jahrhundert erkannte, sind die unterschiedlichen Spektralklassen keineswegs Ausdruck für verschiedene chemische Zusammensetzungen der Sterne, sondern in erster Linie Ausdruck ihrer unterschiedlichen Oberflächentemperaturen - sie ermöglichen also eine Temperaturbestimmung. Zunächst ordnete man die verschiedenen Spektraltypen alphabetisch, also A, B, C usw. Als man dann gelernt hatte, aus dem Spektraltyp die Sterntemperatur herauszulesen, musste die alphabetische Reihenfolge umsortiert werden, außerdem entfielen einige Klassen. So blieb die Spektralsequenz mit den zugeordneten Temperaturen

O (45 000 -30 000 K)	B (30 000 -9 500 K)	A (9 500 -7 400 K)	F (7 300 -6 200 K)
G (6 100 -5 300 K)	K (5 200 -4 000 K)	M (3 800 -2 500 K)	

übrig. Später wurde diese Einteilung durch die Einführung von Unterklassen verfeinert.

Dazu gliederte man jede Spektralklasse in zehn Teilklassen, die durch Anhängen der Ziffern 0 bis 9 an den Buchstaben kenntlich gemacht wurden. Auf diese Weise konnte man beispielsweise innerhalb der Spektralklasse A die Unterklassen A0, A1, A2, ..., A9 unterscheiden. Die Sonne ist ein Stern der Spektralklasse G2. Heute sind die Spektraluntersuchungen so weit verfeinert, dass man auch halbe Klassen definiert. So werden in der astronomischen Literatur relativ häufig die Spektralklassifikationen O9.5 und B2.5 erwähnt. Andere Unterklassen nutzt man hingegen nicht mehr. Hierzu zählt etwa die Spektralklasse B6.

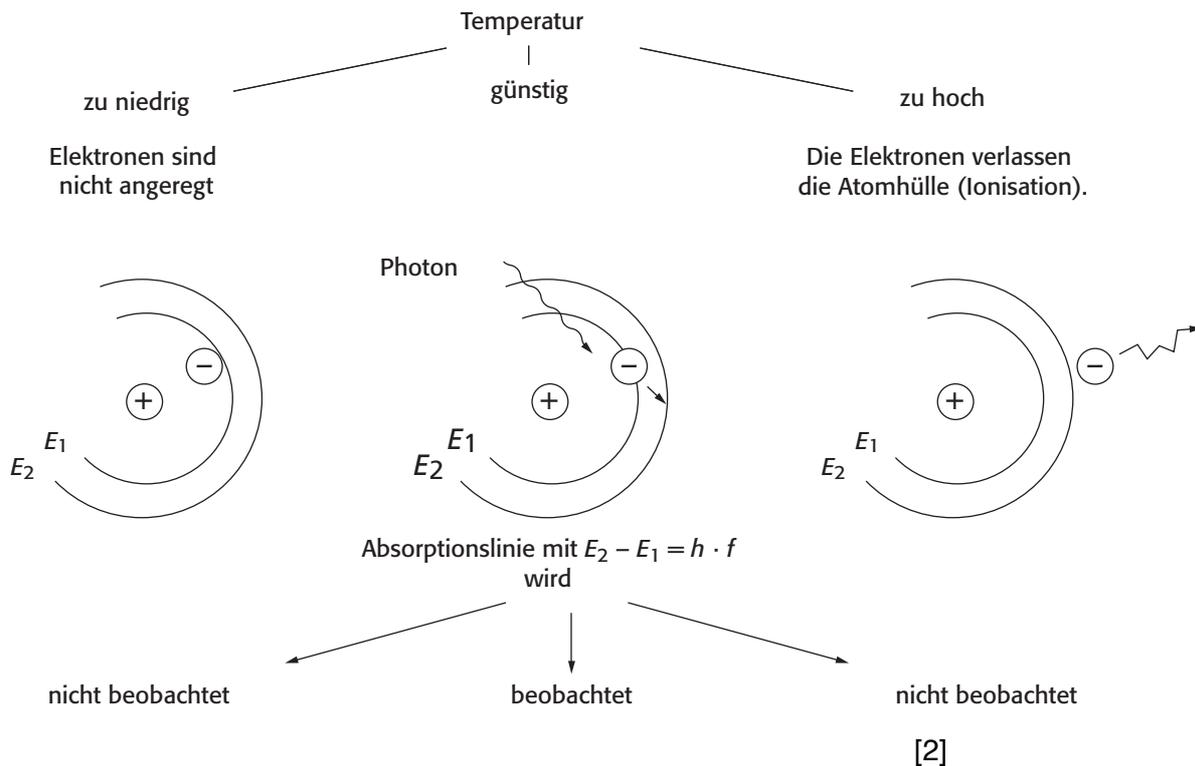
Fassen wir zusammen: Ordnet man ein Sternspektrum anhand seines Aussehens in eine Spektralklasse ein, dann lässt sich die Temperatur des jeweiligen Sterns an seiner Oberfläche recht genau festlegen. Offenbar ist die Kenntnis der Spektralklasse eines Sterns in der Astronomie gleichbedeutend mit der Kenntnis seiner Oberflächentemperatur. Daher spricht man völlig zu Recht in der Astronomie auch von der *Zustandsgröße Spektralklasse*.

Physikalische Gründe für den Zusammenhang zwischen Spektralklasse und Temperatur

Bislang haben wir lediglich die formale Einteilung in Sternspektren behandelt. Ihre physikalischen Hintergründe sollen jetzt näher betrachtet werden. Dazu ist es notwendig zu klären, unter welchen Bedingungen jeweils ganz bestimmte Absorptionslinien in den Sternatmosphären entstehen können. Zur Argumentation ist mindestens das bohrsche Atommodell erforderlich.

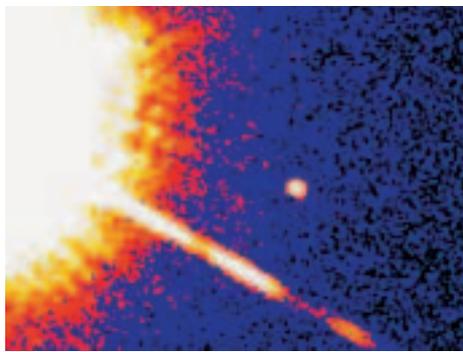
Eine Absorptionslinie einer Frequenz f entsteht, wenn in der Sternatmosphäre in den Atomhüllen eines bestimmten chemischen Elementes Elektronen von einem tiefer liegenden auf ein höher liegendes Energieniveau angeregt werden. Für diesen Prozess ist es erforderlich, dass sich in hinreichend vielen Atomen Elektronen im Ausgangsniveau befinden. Im Regelfall ist dieses Niveau selbst bereits ein angeregtes Niveau. Die Anregung dorthin kann beispielsweise durch Stöße zwischen den Atomen in der Sternatmosphäre erfolgen. Dabei müssen die Atome natürlich ein gewisses Mindestmaß an kinetischer Energie – sprich Temperatur – besitzen, die für die Anregung zur Verfügung gestellt werden kann. Ist die Temperatur zu gering, erfolgt keine Anregung in das Ausgangsniveau. Mithin kann die Absorptionslinie auch nicht auftreten.

Um umgekehrten Fall ist die Temperatur in der Sternatmosphäre zu hoch. Die Elektronen verlassen dann beispielsweise durch Stoßionisation die Atomhüllen des betrachteten chemischen Elementes. Auch dann kann die untersuchte Absorptionslinie nicht beobachtet werden. Diese prinzipielle Überlegung verdeutlicht: Analysiert man mehrere Absorptionslinien in einem Sternspektrum, dann kann die Oberflächentemperatur des Sterns offenbar sehr genau eingegrenzt werden. Die Abb. 2 veranschaulicht den soeben erläuterten Zusammenhang grafisch als Kopiervorlage für die Hand des Lehrers.



Neue Entwicklungen auf dem Gebiet der Spektralklassifikation

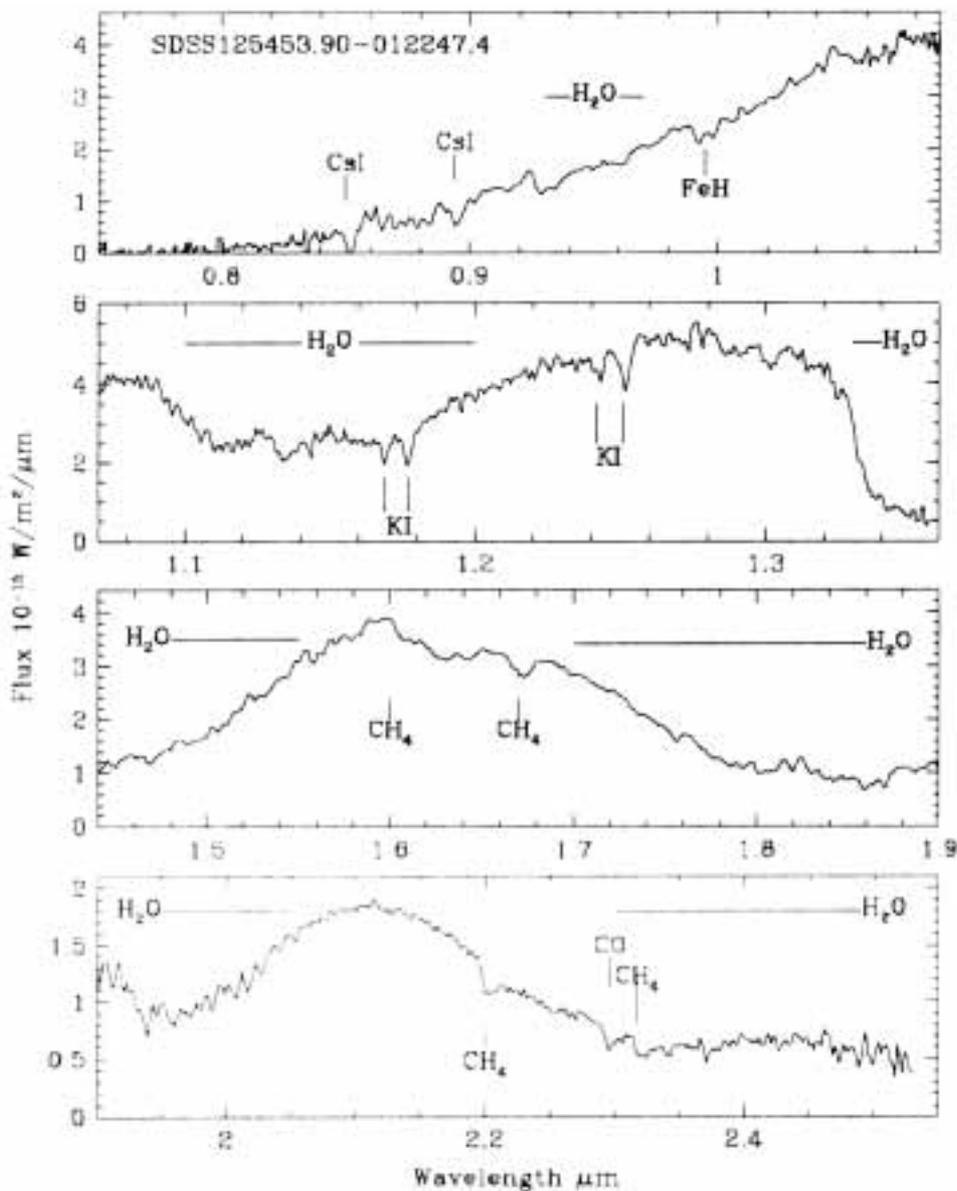
Bis vor etwa 10 Jahren endete die Spektralsequenz mit dem Typ M. M-Sterne sind an ihrer Oberfläche etwa 3 000 K heiß, sie leuchten dunkelrot und sind entweder sehr groß (rote Riesen) oder sehr klein (viel kleiner als die Sonne und daher in größeren Entfernungen kaum aufzuspüren). Doch die weiterentwickelte Beobachtungstechnik gestattete in den neunziger Jahren, auch sehr lichtschwache und damit kühle Himmelsobjekte ausfindig zu machen. Bei diesen Körpern handelt es sich entweder um echte Sterne, also Gaskugeln, die aufgrund ihrer geringen Masse gerade noch in der Lage sind, eine spärlich Kernfusion dauerhaft aufrecht zu erhalten, oder um braune Zwerge, bei denen zwar unmittelbar nach ihrer Entstehung kurzzeitig ein Deuterium-Brennen einsetzt, die Wasserstofffusion aber nicht für längere Zeit zündet. Heute kennt man schon rund 500 braune Zwerge. Der erste Himmelskörper dieser Art, Gliese 229B, wurde übrigens 1995 entdeckt. Die nachfolgende Übersicht fasst die wesentlichen Angaben über braune Zwerge zusammen.

<p>Charakteristische Daten brauner Zwerge:</p> <p>Obere Grenzmasse: $M = 0,08 M_{\odot}$</p> <p>Massenintervall: ca. $20 - 50 M_{\text{J}}$</p> <p>Maximale Oberflächentemperatur: 1 500 – 2 500 K</p> <p>Spektrum: Spektralbanden von Methan und anderen Molekülen</p> <p>Energiequelle: Abgesehen von nahezu unbedeutenden Kernprozessen rührt die thermische Energie aus der Umwandlung von potenzieller Energie während der Kontraktionsphase her.</p>	 <p>[3]</p>
---	---

Mit der Entdeckung sehr lichtschwacher Sterne und brauner Zwerge wurde die Erweiterung der Spektralsequenz zu niedrigeren Temperaturen hin notwendig. Allerdings handelt es sich bei dieser Erweiterung nicht um einen „formalen“ Akt. Vielmehr mussten genügend Vertreter der jeweiligen Spektraltypen am Himmel ausfindig gemacht werden, um den Nachweis zu erbringen, dass die Sequenz tatsächlich geschlossen ist und

um Klassifikationskriterien zu gewinnen. Nach dem gegenwärtigen Kenntnisstand wird die bisherige Spektralsequenz um die Typen L und T erweitert. Die Himmelskörper des Typs L überdecken ein Temperaturintervall von etwa 2 100-1 300 K, die des Typs T von 1 300-800 K. Zum Typ L können sowohl Sterne als auch braune Zwerge gehören, der Typ T besteht aus älteren erkalteten braunen Zwergen und sehr jungen Riesenplaneten.

Die oben gegebene Erklärung des Zustandekommens der charakteristischen Spektrallinien muss bei den neuen Spektralklassen erweitert werden. Bei derart kühlen Objekten können sich in den Atmosphären verschiedene Moleküle bilden. Deren Absorptionsbanden bilden ein wesentliches Klassifikationskriterium. Die Abb. 3 zeigt das Spektrum eines frühen braunen T-Zwerges (Quelle: S. K. Leggett et al. in: ApJ Letters April 2000, S. 4). Aufgetragen ist der Strahlungsfluss gegen die Wellenlänge in Mikrometern. Man erkennt neben Cs-Linien auch Linien und Banden von FeH, CH₄ und CO.



Wissenschaft in die Schulen - Bildquellen

[1]: D. B. Herrmann, Astronomie, Paetec-Verlag, 1994, S. 122, auch in anderen Paetec Büchern

[2]: Eigene Zeichnung, später bei Paetec gedruckt

[3]: Hubble Space Telescope