

# 18. VERSUCH EINER THEORIE DER PHYSIKALISCHEN ERSCHEINUNGEN BEI HOHEN TEMPERATUREN MIT ANWENDUNGEN AUF DIE ASTROPHYSIK

(Zeits. f. Physik, 6, 40, 1921.)

Mit zwei Abbildungen. (Eingegangen am 16. Juni 1921.)

## I. Einleitung.

Bis zu heutiger Zeit war die Thermodynamik in ihrer Anwendung auf physikalische Prozesse wie Schmelzen und Verdampfung, und auf chemische Prozesse, wie Zersetzung von Verbindungen, beschränkt. Was geschieht nun, wenn man eine Gasmenge, die nur aus blossen Atomen besteht, kontinuierlich erhitzt? Weder die heutige Thermodynamik sagt uns etwas über diese Frage, noch wird die Sacho besser beleuchtet, wenn wir uns zur klassischen, kinetischeu Gastheorie wenden, denn hier betrachten wir alle Atome als harte Kugeln, die zu weiterer Teilung unfähig sind.

Aber nach neueren wohlbekannten Untersuchungen kann man die Atome nicht immer als harte, unzerstörbare Kugeln ansehen. Es steht zweifellos fest, dass ein Atom, das im periodischen System die  $N$ -te Stelle einnimmt, aus einer Kernladung  $Ne$ , die von  $N$  Elektronen umgeben ist, besteht. Durch Beleuchtung mit ultravioletttem oder Röntgenlicht oder durch Bombardieren mit schnell bewegten Elektronen kann man einige der Valenzelektronen aus dem Atomsystem entfernen (Ionisation). Nun ist leicht zu sehen, dass man denselben Prozess auch durch blosse Erhitzung erzielen kann. Bei zunehmender Temperatur stoßen die Atome öfter und mit immer grösserer Heftigkeit aneinander, bis endlich die Elektronen, eines nach dem anderen, von einem oder beiden der zusammenstossenden Atome weggeschleudert werden. So entsteht eine Anzahl freier Elektronen und positiv geladener Teilchen, die abhängig ist von der Leichtigkeit, mit welcher die Elektronen von ihren Mutteratomen getrennt werden können. Bei bestimmter Temperatur und Konzentration wird ein Gleichgewichtszustand zwischen den neutralen und den ionisierten Atomen, sowie den freien Elektronen eintreten. Wir können diesen Zustand mit der gewöhnlichen Van 't Hoff'schen Formel für das reversible chemische Gleichgewicht ausdrücken, z. B.:



Man kann das Gleichgewicht als Funktion von Temperatur und Druck berechnen, wenn man die wohlbekannte Nernst'sche Methode<sup>1</sup> benutzt, nach der das Gleichgewicht einer chemischen Gasreaktion von den physikalischen

Eigenschaften der beteiligten Gase abhängt. Es seien  $S, S', s$  die Entropien eines Mols Ca-Dampf, Ca<sup>+</sup>-Dampf und Elektronendampf, ferner  $U$  die Energie der Ionisation, mit anderen Worten, die Grösse, die in der folgenden Energieformel vorkommt:

$$Ca = Ca^+ + e - U. \tag{2}$$

Wenn ein Mol Ca<sup>+</sup>-Gas und ein Mol Elektronengas sich bei konstanter Temperatur und konstantem Volumen zu einem Mol neutralen Ca-Gases verbinden, dann haben wir

$$S' \Delta s - S = \frac{U}{T}. \tag{3}$$

Nach Sackur und Tetrode<sup>2</sup> ist der absolute Wert von  $S$  für ein einatomiges Gas

$$S = Nk \left[ \frac{5}{2} \ln T - \ln p + \ln \frac{(2\pi m)^{3/2} k^{5/2} e^{5/2}}{h^3} \right]. \tag{4}$$

Angenommen, dass diese Formel auch für Ca<sup>+</sup>-Gas und für Elektronengas gilt, so kann man zeigen, dass Formel (3) sich verwandelt in

$$\log \frac{x^2}{1-x^2} P = - \frac{U}{2,3 R T} + \frac{5}{2} \log T - 6,5. \tag{5}$$

Nach (4) ist die Nernst'sche chemische Konstante

$$C = -1,602 + 3/2 \log M, \tag{6}$$

wo  $M$  = Molekulargewicht der Substanz.

Für die Elektronen ist  $M = \frac{1}{1836}$ ; für Ca<sup>+</sup>-Gas hat  $M$

denselben Wert, wie für Ca<sup>3</sup>.

In neuerer Zeit hat Eggerton<sup>4</sup> diese Formel (6) durch Dampfdruckmessungen an Zn, Cd und Hg bestätigt. Für das Elektronengas hat M. v. Laue<sup>5</sup> gezeigt, dass der Wert der chemischen Konstanten, berechnet aus Formel (6), mit den experimentellen Resultaten Langmuirs über die Emission von Elektronen aus erhitztem Wolframdraht gut übereinstimmt.

<sup>2</sup> O. Sackur, Ann. d. Phys. (4) 40, 47, 1913; H. Tetrode, ebenda (4) 38, 434, 1912.

<sup>3</sup> J. Eggert, Phys. ZS. 20, 570, 1919 [Eggert war der erste, der die chemische Konstante des Elektrons aus Formel (6) berechnet hat].

<sup>4</sup> A. C. Eggerton, Phil. Mag. (6) 39, 1, 1920; über die älteren empirischen Bestätigungen vgl. W. Nernst, Der neue Wärmesatz, S. 154.

<sup>5</sup> M. v. Laue, Jahrb. d. drahtl. Telegraphie u. Telephonie 16, 199.

<sup>1</sup> W. Nernst, Der neue Wärmesatz, Kapitel XI.

Wie ist nun  $U$  zu berechnen ?

Man kann dieses leicht aus der von J. Franck und G. Hertz und anderen gefundenen Ionisationsspannung der Elemente berechnen mit Zuhilfenahme der Formel

$$U = \frac{e V N}{300 \bar{J}} \text{ Kalorien} \quad (7)$$

( $V$ =Ionisationsspannung,  $N$ =die Avogadro'sche Zahl,  $e$ =die Elektronenladung,  $\bar{J}$ =das mechanische Wärmeäquivalent).

Die Formel (5) gestattet uns, die Ionisation der Elemente, deren Ionisationsspannung bekannt ist, bei irgendwelchen gegebenen Werten der Temperatur und des Druckes zu berechnen. Man kann nun fragen, ob die Formel (5) als streng gültig angesehen werden kann.

Bei näherer Betrachtung zeigt sich die Formel (5) als eine erste Annäherung. Der Einfluss der zunehmenden Temperatur müsste bei dieser Betrachtung so sein, als ob der Übergang von dem neutralen zu dem ionisierten Zustand schroff vor sich geht, ohne andere dazwisch kommende physikalische Prozesse. Aber wir werden nun zeigen, dass zwischen beiden Zuständen Temperaturstrahlung stattfindet.

Wir wissen, dass das schwingende Elektron infolge äußerer Anregung ausser der gewöhnlichen Quantenbahn andere stabile Quantenbahnen beschreiben kann. Nach A. Sommerfeld<sup>6</sup> ist die Quantenbahn des unangeregten Elektrons durch die azimutale Quantenzahl  $l$  und die radiale Quantenzahl Null gekennzeichnet. Die anderen stabilen Quantenbahnen, die das Elektron im angeregten

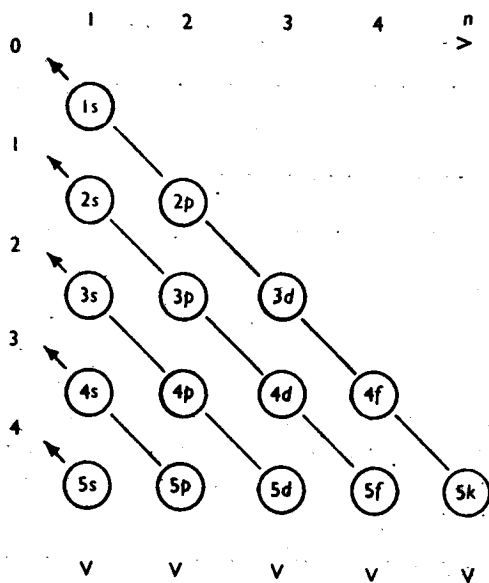


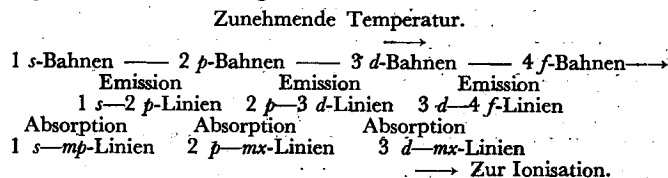
Fig. 1

Zustände beschreiben kann, können durch die Quantennummern  $n$  und  $n'$  gekennzeichnet werden. Daraus ist nun leicht zu ersehen, dass auf dem Wege zur Ionisation die Atome diese Quantenzustände passieren müssen. Nach N. Bohr<sup>7</sup> können wir den ganzen Prozess diagrammatisch so darstellen, wie Fig. 1 zeigt.

Die Aufgabe der zukünftigen Thermodynamik wird sein, die statistische Verteilung der Atome auf diese Quantenbahnen als Funktion der Temperatur und Konzentration streng zu berechnen. Hier begnügen wir uns mit der Erörterung der Erscheinungen, die durch den oben erwähnten Prozess hervorgerufen werden.

## II. Erregung und Ausstrahlung von Gasen.

Obiges führt uns zum klaren Verständnis der Erregung und Ausstrahlung von Gasen. Bei niedrigeren Temperaturen befinden sich alle Elektronen der Atome in einer Gasschule nur auf der ersten Quantenbahn. Das Gas strahlt daher nicht und kann nur die Hauptlinien ( $1s \rightarrow mp$ ) absorbieren. Bei zunehmender Temperatur geht ein Teil der Elektronen zur zweiten Quantenbahn über. Nun strahlen die Atome die Hauptlinien ( $1s \rightarrow 2p$ ) aus und können auch die Nebelinien  $2p \rightarrow mx$  absorbieren. Der ganze Prozess kann durch folgendes Schema dargestellt werden:



Daraus sehen wir, dass die Formel (3), die wir für die Berechnung der Entropie einer Gasmenge benutzt haben, nur annähernd gültig sein kann. Bei der Ableitung der Entropie einer Gasmenge aus der Quantentheorie ist stillschweigend angenommen, dass alle Atome im ersten Quantenzustand sind. Dies trifft jedoch nicht zu, und daher ist Formel (5) nur annähernd richtig. Aber solange es uns nicht gelungen ist, eine strenge Formel zu bekommen, dürfen wir nach Formel (5) verfahren.

Anwendungen. Sehen wir nun, welche Tatsachen durch die vorhergehende Theorie erklärt werden können.

(a) Temperaturstrahlung von Gasen<sup>8</sup>.

Die experimentellen Tatsachen über diesen Gegenstand stehen vielfach in Widerstreit und sind für verschiedene Elemente weit auseinandergehend.

F. Pringsheim<sup>9</sup> und andere fanden, dass die permanenten Gase, B, H, O, N, He, A, selbst bei den höchsten Temperaturen, welche man im Laboratorium erreichen kann, nichtleuchtend bleiben. King hat viel über die sogenannten "Furnace-Spectra" gearbeitet. Ein Graphitrohr, das kleine

<sup>7</sup>N. Bohr, ZS. f. Phys. 2, 423, 1920.

<sup>8</sup>M. N. Saha, Phil. Mag. (6) 41, 267, 1921.

<sup>9</sup>E. Pringsheim, Verh. d. D. Phys. Ges. 1903; R. Wood, Phys. ZS. 8, 517, 1907.

Mengen von verschiedenen Elementen, wie Ca, Sr, ... enthielt, wurde im Vakuum mit starken Wechselströmen auf Temperaturen von 2000 bis 3000° abs. gebracht und das Spektrum der dadurch verdampften Elemente beobachtet. King<sup>10</sup> fand, dass dadurch die Alkalien, die alkalischen Erden Vanadium und Thallium, Fe usw. zur Ausstrahlung ihrer Eigenlinien gebracht werden können, und meinte, dass das Leuchten ein blosser Temperatureffekt sei. Hemsalech<sup>11</sup> stimmt darin mit ihm nicht überein und behauptet, dass dieses Leuchten durch die elektrische Anregung erfolgt.

Die gegenwärtige Theorie scheint diese vielumstrittene Frage: elektrische oder thermische Anregung, wie auch die Frage der Umkehrung von Spektrallinien aufzuklären. Nach dem Kirchhoffschen Gesetz erwartet man, dass, wenn die Dampfsäule eines Elementes mit weissem Licht durchstrahlt wird, das herauskommende Licht ein Spektrum mit allen Emissionslinien umgekehrt zeigen muss. Aber man hat gefunden, dass nur die Hauptlinien  $1s—mp$  umgekehrt sind; die Nebenlinien  $2p—md$  hat man niemals durch diese Methode umkehren können.

Nach der gegenwärtigen Theorie kann man den Misserfolg der Pringsheimschen Experimente dadurch erklären, dass er nur mit solchen Gasen gearbeitet hat, die eine sehr hohe Ionisations- und Resonanzspannung besitzen. Die Anregung, die er durch die Temperatur erzeugte, genügte nicht, um das schwingende Elektron von der ersten zur zweiten Quantenbahn zu bringen. Wie später gezeigt wird, geschieht dies beim H-Atom erst bei Sternen der M-Klasse (Temperatur etwa 4000° abs.) und beim He-Atom, wegen seiner grösseren Ionisationsspannung, erst bei Sternen der A<sub>0</sub>-Klasse, die eine Oberflächentemperatur von etwa 10 000° abs. haben. Eng damit in Zusammenhang steht die Tatsache, dass das gewöhnliche H-Gas die Balmerlinien nicht absorbieren kann, und diese Eigenschaft erst bekommt, wenn die Gassäule von einer elektrischen Entladung erregt wird. Dieses ist eine bloss mechanische Methode, um H<sub>2</sub>-Moleküle in Atome zu spalten und einige der Atome in die zweite Quantenbahn zu bringen. King dagegen hatte für seine Versuche nur solche Elemente gewählt, die eine niedrige Ionisationsspannung, etwa von 4 bis 9 Volt, haben; daher konnten sie bei der Temperatur, welche er benutzte, zum Leuchten gebracht werden. Der gewöhnliche Dampf von Alkalien und anderen Elementen kann die Nebenlinien nicht absorbieren, weil bei der Temperatur von 400 bis 600°C, die man benutzt hat<sup>12</sup>, alle Atome nur im ( $1s$ )-Zustand sind. Der ( $2p$ )-Zustand, der für die Absorption der Nebenlinien nötig ist, kann nur bei höheren Temperaturen erzeugt werden.

### III. Ionisation durch thermische Anregung.

Wie kann man die Ionisation erkennen?—Es gibt zwei Methoden: 1. die elektrische, 2. die spektroskopische.

1. Die elektrische Methode—elektrische Leitfähigkeit erhitzter Gase. Es ist wohlbekannt, dass eine Gassäule, die weder ultraviolettem Licht noch Röntgenstrahlen ausgesetzt ist, keine elektrische Leitfähigkeit besitzt. Viele Forscher haben Untersuchungen gemacht, um zu prüfen, ob durch Erhitzen die Gassäule leitfähig wird. Der grösste Teil dieser Untersuchungen wurde mit Quecksilberdampf gemacht und gab keine entscheidenden Resultate. Quecksilber hat eine hohe Ionisationsspannung, und daher ist nach Formel (5) die Ionisation nur  $2 \times 10^{-12}$ , bei einer Temperatur von 2000° und einem Drucke von  $10^{-1}$  Atm. Die Leitfähigkeit muss daher verschwindend klein sein. Für diesen Zweck sind die Alkalien, besonders Cäsium, die geeignetsten Elemente, da sie eine geringe Ionisationsspannung besitzen. Aber es ist sehr schwer mit diesen zu arbeiten. Es gibt einen sehr alten Versuch von J. J. Thomson<sup>13</sup>, der die Leitfähigkeit von Na-Dampf untersuchte, aber die Temperatur war zu gering, um ein entscheidendes Resultat zu ergeben. Nach einem neueren Versuch von Hemsalech<sup>14</sup> tritt eine merkliche Ionisation ein, wenn man die Alkalien zu folgender Temperatur erhitzt:

Li	Na	K	Rb	Cs
3000° abs.	2800° abs.	2600° abs.	2500° abs.	2200° abs.

2. Die spektroskopische Methode—Funktenspektren. Wir können die Ionisation auch spektroskopisch wahrnehmen, da die Spektren ionisierter Elemente ganz verschieden von den Spektren der neutralen Elemente sind. Die ersteren heissen „Funktenspektren“, die anderen heissen „Bogenspektren“, z. B. gehört  $\lambda=4227$ , die sogenannte  $g$ -Linie, dem neutralen Ca an, die  $H$ -,  $K$ -Linien dem Ca<sup>+</sup>. Wenn wir in einer physikalischen Leuchtmasse—sei es eine Flamme, ein Lichtbogen oder ein Stern—die  $K$ -Linie finden, können wir sagen, dass in der Leuchtmasse Calcium ionisiert ist. Die folgende Tabelle illustriert die allmählich zunehmende Ionisation von Calcium in verschiedenen Leuchtmassen.

In ähnlicher Weise können wir auch die Ionisation anderer Elemente, von welchen die Funkenlinien bekannt sind, wahrnehmen.

Die Theorie führt uns zu einem klaren Verständnis mehrerer Tatsachen in der Astrophysik, die früher ganz unklar waren. Betrachten wir diese Tatsachen eine nach der anderen.

### IV. Ionisation in der Sonnenchromosphäre<sup>15</sup>

Lockyer und Jansen war es zuerst gelungen, das chromos-

<sup>10</sup>A. S. King, *Astrophys. Journ.* **28**, **34**, **35**, **37** und andere.

<sup>11</sup>G. A. Hemsalech, *Phil. Mag.* (6) **39**, 241, 1920.

<sup>12</sup>Zum Beispiel R. W. Wood, *The Astrophys. Journ.* **29**, 91, 1909; *Phys. ZS.* **14**, 191, 1913; P. V. Bevan, *Proc. Roy. Soc. London (A)* **86**, 320, 1912; vgl. auch J. J. Thomson, *Phil. Mag.* (6) **37**, 419, 1919.

<sup>13</sup>J. J. Thomson, *Phil. Mag.* (6) **9**, 584, 1905.

<sup>14</sup>S. A. Hemsalech, *C. R.* **170**, 44, 1920.

<sup>15</sup>Näheres M. N. Saha, *Phil. Mag.* (6) **40**, 472, 1920.

Tabelle 1. Ionisation des Calciums in verschiedenen Leuchtmassen.

Leuchtmasse	Temperatur	Intensität		Intensitätsverhältnis Ca/Ca <sup>+</sup>	
		Ca (g) λ=4227	Ca <sup>+</sup> (K) λ=3934		
Flamme	Kings	2000°	300	20	15
	Furnace	2500°	500	30	16
	Spektra	3000°	1000	60	16
Lichtbogen	4000°	400	500	8/10	
Vakuumbogen	4000° (niederer Druck)	8	25	8/25	
Photosphäre	7500°	20	1000	1/50	
Chromosphäre	6000° (niederer Druck)	8	75	1/9	
Sirius	10000°	Ungefähr		Hell	0
(A-Sterne)	11000°	verschunden			

phärische Spektrum allein, unter Ausschluss des Sonnenspektrums, zu photographieren und mit dem Fraunhoferschen Spektrum zu vergleichen. Nach dem Kirchhoffschen Gesetz erwartet man, dass das chromosphärische oder sogenannte „Blitzspektrum“ die Umkehrung des Fraunhoferschen Spektrums sei. Mit anderen Worten: alle Linien, die im Fraunhoferschen Spektrum dunkel erscheinen, müssen im Blitzspektrum als helle Linien auf dunklem Grunde erscheinen. Wenn man während einer totalen Sonnenfinsternis das Spektrum der Chromosphäre ohne Spalt photographiert, erhält man ein Spektrum, in welchem die hellen Linien als Bogen—das Bild der Chromosphäre—erscheinen. Aus der Länge der Bogen kann man berechnen, wie hoch ein Element—dem diese Linie angehört—sich über der Sonnenscheibe befindet. Auf diese Weise kommt man zu einer Reihe überraschender Tatsachen, die durch folgendes Diagramm (Fig. 2) dargestellt werden können.

Aus diesem Diagramm ersehen wir, dass in der Sonnenchromosphäre Ca<sup>+</sup> am höchsten steht—und nicht H, das leichteste Element. Wenn man in der Chromosphäre höher steigt, verschwinden die Linien der neutralen Elemente, und nur die Linien der ionisierten Elemente, z. B. Ca<sup>+</sup>, Sr<sup>+</sup>, Ba<sup>+</sup>, Sc<sup>+</sup>, Ti<sup>+</sup>, ... bleiben übrig. Eine andere merkwürdige Tatsache ist, dass es in dem Fraunhoferschen Spektrum keine Spur von Heliumlinien, z. B. D<sub>3</sub>, gibt, die Lockyer, wie wohlbekannt, zum erstenmal in der Chromosphäre fand, weshalb er sie einem auf der Erde bisher unbekanntem Elemente zuschrieb und dieses nach dem griechischen Namen der Sonne Helium benannte.

Denselben Phänomenen begegnet man, wenn man die Spektren der Sterne betrachtet. In Spektren sehr heisser,

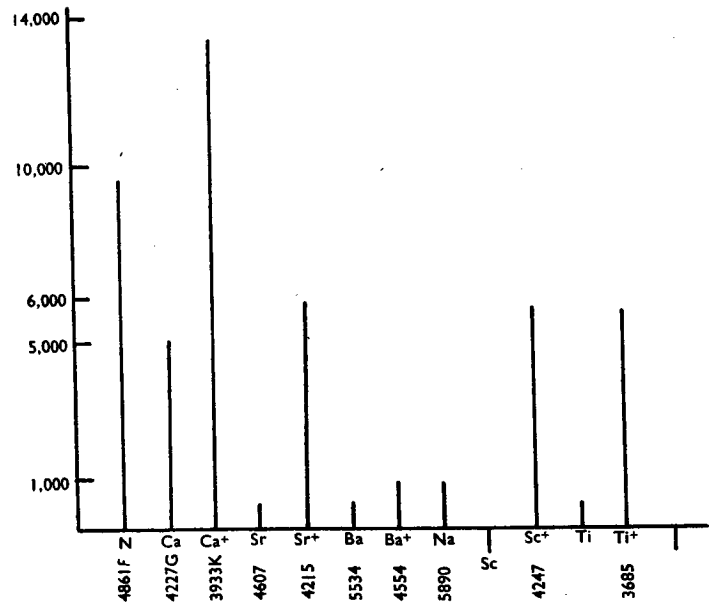


Fig. 2

z. B. der A-Sterne, werden die Bogenlinien immer schwächer, während dagegen die Funkenlinien an Helligkeit immer mehr zunehmen. Diese Tatsachen wurden zuerst von Lockyer entdeckt, aber die physikalische Ursache war ihm unbekannt. Er meinte, dass die Atome, die die Funkenlinien hervorrufen, eine frühere Form der gewöhnlichen Atome seien, und daher nur in jungen Sternen zu finden seien. Dieses führte ihn zu einer Theorie des Protoelements; z. B. ist nach Lockyer

g — 4227 die Eigenlinie des Calciums,  
 K — 3934 „ „ „ Protocalciums,  
 D<sub>3</sub> — 5876 „ „ „ Heliums,  
 4686 „ „ „ Protoheliums.

Nach unserer Auffassung sind die Protoelemente nichts anderes als die ionisierten Elemente.

Wie kann man diese Tatsachen erklären? Nehmen wir zunächst die Ionisation. Da man die Funkenlinien im Laboratorium nur unter sehr starker Anregung erzielen konnte, meinte Lockyer, dass die Chromosphäre der Sitz viel stärkerer Anregung sei, als die Photosphäre. Aber wie kommt diese starke Anregung in der Chromosphäre zustande?—Lockyer meinte, dass die Chromosphäre eine höhere Temperatur als die Photosphäre hat, dass die Sonne in der Mitte kalt ist und immer heisser wird, je mehr man von innen nach aussen kommt. Diese Theorie ist durchaus unsinnig. Doch ist es bisher niemand gelungen, eine befriedigende Erklärung dieser Tatsache zu geben.

Ein Blick auf Formel (5) zeigt, dass ausser der Temperatur der Druck, die Konzentration, sehr bedeutsam für die Ionisation ist. Eine Verringerung der Konzentration wirkt in gleicher Weise, wie eine Erhöhung der

Temperatur. Dieses ist bestätigt durch die experimentellen Versuche Fowlers, dem es gelungen ist, die Mg<sup>+</sup>-Linie 4481 in einem Vakuumbogen zu bekommen. In dem offenen Bogen war keine Spur dieser Linie zu finden.

Nach unserer Theorie erklärt man die zunehmende Ionisation in den höheren Lagen der Sonnenatmosphäre und das Verschwinden der neutralen Linien durch Verringerung der Konzentration, was man leicht aus der folgenden Tabelle ersehen kann.

In ähnlicher Weise kann man auch das Fehlen der Heliumlinien im Fraunhoferschen Spektrum erklären. Man kann Helium nur durch die 2p—md- oder 2s—mp-Linien wahrnehmen; dieses erfordert, dass das schwingende Elektron in die zweite Quantenbahn gebracht wird. Wegen der grossen Resonanzspannung des Heliums reicht die Anregung an der Sonnenoberfläche für diesen Zweck nicht aus, aber die Verringerung der Konzentration in der Sonnenatmosphäre ermöglicht es.

V. Vorkommen der Elemente im Sonnenspektrum<sup>16</sup>

Das Fraunhofersche Spektrum.—Es gibt noch viele Schwierigkeiten in dem Fraunhoferschen Spektrum, die man bisher nicht zu erklären vermochte. Wenn man annimmt, dass die Sonne aus denselben Elementen zusammengesetzt ist, wie die Erde, wie kommt es dann, dass im Sonnenspektrum nicht die Linien aller bekannten Elemente, sondern statt 92 nur 36 Elemente zu finden sind? Zum Beispiel findet man im Sonnenspektrum keine Linien von Rb, Cs, N, Ne, A usw. und nur sehr schwache,

TABELLE 2. Ionisation des Calciums (Prozent).  
U, Energie der Ionisation=6,12 Volt=1,40×10<sup>8</sup> g-cal.  
Druck in Atmosphären; Temperatur in absolutem Mass

Temperatur	Druck					
	10	1	10 <sup>-1</sup>	10 <sup>-2</sup>	10 <sup>-3</sup>	10 <sup>-4</sup>
3 000	—	—	—	—	3·10 <sup>-1</sup>	1
4 000	—	—	—	3	9	26
5 000	—	2	6	20	55	90
6 000	2	8	26	64	93	99
7 000	7	23	68	91	99	—
8 000	16	46	84	97	—	—
9 000	29	70	95	99	—	—
10 000	46	85	99	—	—	—
11 000	63	93	—	Vollständige Ionisation		
12 000	76	97	—	—	—	—
13 000	84	99	—	—	—	—
14 000	90	—	—	—	—	—

etwas zweifelhafte Linien von K, Cu, O usw. Im Gegensatz dazu sind die Linien von Ca<sup>+</sup>, Sr<sup>+</sup>, Ba<sup>+</sup>, Fe<sup>+</sup>, ... ausserordentlich stark. Wie erklärt man diese Tatsachen? Man könnte sagen, dass die Sonne nur aus Ca, Na, Sr, Ba, ... besteht, und es dort kein Rb, Cs, K, Cu, ... oder nur in Spuren gibt. Aber diese Annahme ist sehr unbefriedigend und kann nur als Notbehelf betrachtet werden.

Ich bin der Meinung, dass das verschieden starke Auftreten verschiedener Elemente in dem Fraunhoferschen Spektrum hauptsächlich durch das Verhalten dieser Elemente in bezug auf die an der Sonnenoberfläche bestehende Anregung zurückzuführen ist. Die Anregung an der Sonnenoberfläche entspricht einer Temperatur von 7000 bis 7500° abs. und einem Druck von 1 bis 10<sup>-1</sup> Atm. Wie verhalten sich nun die Elemente unter diesen Umständen? Betrachten wir z. B. die Alkalien, zunächst Rb und Cs. In der Sonne sind diese vollständig ionisiert. Die Linien von Rb<sup>+</sup> und Cs<sup>+</sup> liegen meistens im Ultraviolett, und daher entziehen sie sich unserer Beobachtung, die wegen atmosphärischer Absorption auf das Gebiet jenseits von λ=3000 beschränkt ist. Kalium ist zu 80 Proz. ionisiert und muss im Sonnenspektrum vorhanden sein, aber durch die Tatsache, dass die Hauptlinien 1s—2p im Ultrarot liegen, ist die Beobachtung erschwert. Das Vorhandensein des Kaliums konnte durch die schwachen Linien (1s—3p) wahrgenommen werden, aber die Identifikation war etwas zweifelhaft. Neuerdings jedoch haben Meggers und Dutt<sup>17</sup> durch Untersuchungen des ultraroten Teils des Sonnenspektrums diese Linien gefunden. Die Na-Linien D<sub>1</sub>, D<sub>2</sub> sind in dem Fraunhoferschen Spektrum sehr stark, aber sie fehlen in den höheren Schichten der Chromosphäre, weil hier, wegen Verringerung des Drucks, Na vollständig ionisiert ist. In dem Fleckenspektrum findet man diese Linien bedeutend, etwa dreifach verstärkt, weil über den Flecken die Temperatur erniedrigt ist und der Grad der Ionisation abnimmt.

Als wichtige Folgerung aus dieser Theorie ergibt sich, dass die Sonne von einer Atmosphäre freier Elektronen umgeben ist, da in den höheren Schichten die Konzentration der positiven Teilchen gegenüber den Elektronen wegen des grösseren Gewichts des positiven Teilchens allmählich abnimmt, und die der Elektronen überwiegend wird. Wie weit sich diese Atmosphäre freier Elektronen erstreckt, und ob sie in der Lage ist, durch ihre Veränderung die terrestrischen Phänomene, wie die erdmagnetischen Schwankungen und das Nordlicht—die mit der Sonnentätigkeit eng zusammenhängen—, zu beeinflussen, muss späterer Forschung überlassen bleiben.

VI. Theorie der Spektralklassen der Sterne<sup>18</sup>

Die Theorie geht noch weiter und führt uns zum erstenmal zu einem klaren Verständnis der regelmässigen

<sup>16</sup> Näheres M. N. Saha, Phil. Mag. (6) 41, 809, 1921.

<sup>17</sup> W. F. Meggers, Bull. Proc. Roy. Soc. London, April 1921.

<sup>18</sup> Näheres M. N. Saha, Proc. Roy. Soc. London (A) 99, 135, 1921.

Abstufung in den Spektren der Sterne. Frühere Astrophysiker teilten die Sterne nach ihrer Farbe in vier Klassen— weiss, gelb, rot, tiefrot—ein. Später hat man gefunden, dass die Verschiedenheiten in den Spektren der Sterne ein besseres Kriterium für die Gruppierung sind. Nach Pickering und seinen Mitarbeitern, die 35 Jahre in der Sternwarte des Harvard College sorgfältig die Spektren von ungefähr 2000 000 Sternen beobachtet haben, können die Sterne in sechs Hauptklassen gruppiert werden. Es ist sehr bemerkenswert, dass 99 Proz. der beobachteten Spektren sich in so wenige, nämlich in sechs Gruppen, einordnen lassen, aber noch bemerkenswerter ist die Tatsache, dass diese sechs Gruppen eine kontinuierliche Reihe bilden. Zwischen den typischen Spektren *A* und *B* kann man einen sehr regelmässigen Übergang feststellen, und um ein Spektrum präzise zu bezeichnen, teilt man den Zwischenraum von zwei aufeinanderfolgenden Klassen in zehn Teile ein, z. B. *B 8 A* bedeutet, dass das Spektrum acht Punkte von *B* nach *A* entfernt liegt. Die Reihe ist nicht nur kontinuierlich, sondern auch linear. Es können auch zwischen den Spektren zweier Sterne, die mit derselben Spektralunterklasse bezeichnet werden, Verschiedenheiten, aber nur in kleinen Einzelheiten bestehen. Die übrigen 1 Proz. teilt man etwas provisorisch in vier Klassen

—*O, P, N, R*—ein. Die Klasse *O* enthält die sogenannten Wolf-Rayetschen Sterne und muss der Klasse *B* vorgehen. *P* bedeutet Spektren von Nebeln, die nur aus hellen Linien bestehen und vielleicht der Klasse *O* vorgehen. Die Spektren der *R*- und *N*-Klasse sind sehr kompliziert und kommen vielleicht nach der *M*-Klasse.

Die Verschiedenheiten in den Spektren der Sterne, auf welche die Harvardsche Klassifikation gegründet ist, kann man leicht aus Tabelle 3 ersehen.

Aus Tabelle 3 ersieht man, dass die *g*-Linie in ihrer maximalen Intensität erscheint, wenn der Stern zuerst zu leuchten anfängt (*N*-Sterne). In diesen Klassen gibt es keine Spur der *K*-Linie ( $\text{Ca}^+$ ). Diese erscheint zuerst bei den *M*-Sternen, ein Beweis, dass bei diesen Sternen Calcium ionisiert zu werden anfängt. Wenn wir höher in den Sternklassen hinaufgehen, nimmt die Ionisation zu (die *g*-Linie wird schwächer, die *K*-Linie wird stärker). Wenn wir den *B 8*-Zustand erreichen, ist die *g*-Linie ganz verschwunden. Das ist ein Beweis, dass alles Calcium vollständig ionisiert ist. Die *K*-Linie hat ihre maximale Intensität bei den *Go*-Sternen. Dann fängt  $\text{Ca}^+$  nochmals an, ionisiert zu werden. Bei den *Oc*-Sternen verschwindet die *K*-Linie. Dies zeigt, dass alles  $\text{Ca}^+$  zu  $\text{Ca}^{++}$  ionisiert ist.

TABELLE 3

Intensität der Sternlinien<sup>19</sup>

Element Linie Serienbezeichnung	Helium		Parhe 4388 2p-5d	He <sup>+</sup> 4686 3d-4f	He <sup>+</sup> 4542 4f-9k	He <sup>+</sup> 4860 4f-8k	H 4860 2p-4d	Ca 4227 (g) 1S-2P	Ca <sup>+</sup> 3934 (k) 1s-2p	Mg <sup>+</sup> 4481 3d-4f
	4471 2p-4d	4713 2p-4s								
Sternklasse										
<i>Pe</i>	—	—	—	⊕	⊕	—	—	—	—	—
<i>Pf</i>	—	—	—	⊕	⊕	—	—	—	—	—
<i>Oa</i>	0	—	—	⊕	⊕	—	—	—	—	—
<i>Ob</i>	0	—	—	100	12	10	0	—	—	—
<i>Oc</i>	1	—	—	40	3	3	0	—	—	—
<i>Od</i>	1	—	—	20	10	20	10	—	2	schwach
<i>Oe</i>	15	2	3	8	5	25	10	—	2	schwach
<i>Oe5</i>	15	4	5	5	4	25	20	—	5	1
<i>Bo</i>	15	5	6	2	2	25	25	—	3	2
<i>B2</i>	22	6	10	1	0	35	35	—	4	3
<i>B3</i>	22	6	10	0	0	40	40	—	4	4
<i>B5</i>	10	3	7	—	—	—	60	—	8	7
<i>B8</i>	5	1	3	—	—	—	80	—	—	—
<i>B9</i>	4	0	1	—	—	—	90	schwach	⊕	7 (?)
<i>Ao</i>	0	—	0	—	—	—	100	schwach	⊕	7
<i>A2</i>	—	—	—	—	—	—	100	—	10	10
<i>A3</i>	—	—	—	—	—	—	100	4	40	10
<i>A5</i>	—	—	—	—	—	—	90	⊕	70	⊕
<i>Fo</i>	—	—	—	—	—	—	70	⊕	80	⊕
<i>F5</i>	—	—	—	—	—	—	50	⊕	120	⊕
<i>Go</i>	—	—	—	—	—	—	40	15	150 (?)	schwach
<i>G5</i>	—	—	—	—	—	—	20	20	200	schwach
<i>Ko</i>	—	—	—	—	—	—	15	⊕	200 (?)	0
<i>K5</i>	—	—	—	—	—	—	10	60	150 (?)	0
<i>Ma</i>	—	—	—	—	—	—	5	⊕	⊕	—
<i>Mb</i>	—	—	—	—	—	—	2	⊕	⊕	—
<i>Mc</i>	—	—	—	—	—	—	—	100	⊕	—
<i>Md</i>	—	—	—	—	—	—	0	stark	schwach	—
								stark	0	—

<sup>19</sup>Das Zeichen ⊕ bedeutet, dass diese Linien beobachtet sind, aber keine Angaben über ihre Intensität vorliegen.

Nun können wir auf Grund unserer Theorie den ganzen Prozess folgendermassen beschreiben:

- Bei *M*-Sternen .. Ca fängt an ionisiert zu werden — 4 000° abs.
- „ *G*-Sternen .. Maximale Stärke des Ca<sup>+</sup> — 7 000° „
- „ *B* 8-Sternen .. Ca vollständig ionisiert .. 13 000° „
- „ *O*-Sternen .. Ca<sup>+</sup> vollständig zur Ca<sup>++</sup> ionisiert .. 20 000° „

Bei den anderen Elementen ist die Sachlage etwas anders. Wir können sowohl Ca als auch Ca<sup>+</sup> durch ihre Resonanzlinien identifizieren, aber das ist nicht möglich für He und He<sup>+</sup>, H, Mg and Mg<sup>+</sup>. Wegen atmosphärischer Absorption sind unsere Beobachtungen auf die Grenzen zwischen  $\lambda=3600$  bis  $\lambda=5800$  Å.E. beschränkt. Aber Helium hat seine Resonanzlinie bei  $\lambda=585$  Å.-E., Wasserstoff bei  $\lambda=1216$  Å.-E., Mg bei  $\lambda=2852$  Å.-E. Daher können diese Elemente nur durch die Nebenlinien—z. B. bei Helium durch die *2p—md* Linien 5878, 4471 usw., bei Wasserstoff durch die Balmerlinien (*2p—md*), bei Magnesium durch die *2p—ms*-Linien 5172, 5183 usw.—identifiziert werden. Nach unserer Theorie kann das Gasatom bei niederen Temperaturen nur die Hauptlinien *1s—mp* absorbieren. Um die Nebenlinien absorbieren zu können, muss das schwingende Elektron bei diesen Elementen in der zweiquantigen Bahn sein. Bei Wasserstoff geschieht dies zuerst bei den *Mb*-Sternen (4500°), aber bei Helium, wegen seiner grossen Ionisationsapannung, erst bei Sternen der *Ao*-Klasse (12000°). Wenn wir die durch die atmosphärische Absorption verursachten Schwierigkeiten überwinden und die Sternspektren bis zum äussersten Ultraviolett verfolgen können, dann ist es sicher, dass wir auch bei kälteren Sternen (*G*, *K*, *M*) die Resonanzlinien von Helium und Wasserstoff finden können.

Die ganze Sachlage kann durch folgendes Schema dargestellt werden.

TABELLE 4.

	Sternklasse	Temperatur	Bemerkungen
Die <i>g</i> -Linie verschwindet	<i>BSA</i>	13 000	Ca vollständig ionisiert.
Mg <sup>+</sup> 4481 verschwindet	<i>Go</i>	7 000	Mg ein wenig ionisiert.
Die <i>K</i> -Linie verschwindet	<i>Oc</i>	20 000	Ca <sup>+</sup> vollständig zu Ca <sup>++</sup> ionisiert.
Mg <sup>+</sup> 4481 verschwindet	<i>Oa</i>	23 000	Mg <sup>+</sup> vollständig zu Mg <sup>++</sup> ionisiert.
He <sup>+</sup> 4686 erscheint	<i>B2A</i>	17 000	He beträchtlich ionisiert.
He 4471 verschwindet	<i>Oa</i>	24 000 (10 <sup>-1</sup> Atm)	He vollständig ionisiert.
Die Balmerlinien erscheinen	<i>Mb</i>	4 500	Die <i>2p</i> -Bahnen des Wasserstoffs erscheinen.
He 4471 erscheint	<i>B2A</i>	17 000	Die <i>2p</i> -Bahnen des Heliums erscheinen.
Sr <sup>+</sup> 4215 verschwindet	<i>B8A</i>	14 000 (10 <sup>-1</sup> Atm)	Sr <sup>+</sup> vollständig zu Sr <sup>++</sup> ionisiert.
Die Balmerlinien verschwinden	<i>Ob</i>	22 000	H vollständig ionisiert.
He <sup>+</sup> 4686 verschwindet	<i>Pe</i>	30 000 (10 <sup>-5</sup> Atm)	He <sup>+</sup> vollständig zu He <sup>++</sup> ionisiert.

Tabelle 5 gibt einen einheitlichen überblick über den ganzen Entwicklungsprozess.

TABELLE 5

Sternklasse	Typischer Stern	Secchis Klassifikation	Temperatur		Bemerkungen	
			Wilsing und Scheiner	Saha		
<i>Pb</i>	Gr. Orionnebel.	—	15 000 abs.	—	Gasförmiger Nebel mit hellen Linien	
<i>Pc</i>	I. C., 4997	—	30 000	—		
<i>Oa</i>	B. D. +35°, 4013	Type V einschl. Wolf-Rayet-Sterne	23 000	23 000-24 000		
<i>Ob</i>	B. D. +35°, 4001		—	22 000		
<i>Od</i>	ζ Puppis					
<i>Oe</i>	29 Canis majoris	—	20 000	18 000		
<i>Oe5</i>	τ Canis majoris		14 000	14 000		
<i>Bo</i>	ε Orionis		11 000	12 000		
<i>B5A</i>	γ Tauri	Type I Helium und Wasserstoff-Sterne	9 000	9 000		
<i>Ao</i>	α Canis majoris		7 500	7 000		
<i>A5F</i>	β Trianguli		6 000	7 000		
<i>Fo</i>	α Carinae	Type II gelb-rote Sterne	5 000	4 500		Die Sonne ist ein <i>Go</i> -Zwergstern
<i>F5A</i>	α Canis minor		4 200	4 200		
<i>Go</i>	α Aurigae		3 200	3 100		
<i>G5K</i>	α Reticuli	3 100	2 950			
<i>Ko</i>	α Bootis	Type III rote Sterne	2 950	2 300		
<i>K5M</i>	α Tauri		2 300	2 300		
<i>Ma</i>	α Orionis		2 300	2 300		
<i>Md</i>	ο Ceti	Type IV	2 300	2 300		
<i>N</i>	—		2 300	2 300		
<i>R</i>	—		2 300	2 300		

Schluss. Aus dem Vorhergesagten können wir schliessen, daB das Spektrum der Sterne hauptsächlich eine Funktion der Oberflächentemperatur ist, ein Schluss, der mit dem Russelschen<sup>20</sup> übereinstimmt. Ausser der Temperatur müssen wir auch die Konzentration in Betracht ziehen, und vielleicht wird es uns dadurch gelingen, die neuerdings von Adams und Kohlschütter<sup>21</sup> entdeckten Verschiedenheiten in den Spektren von Riesen- und Zwergsternen derselben Klassen zu erklären.

Mangels einer strengen Theorie dürfen wir nicht den Wert, den wir für die Oberflächentemperatur der Sterne gefunden haben, für unumstösslich richtig halten, aber es möge uns gestattet sein, folgendes in allgemeiner Weise zu behaupten.

„Die typischen Sternspektren von *N* bis *O* illustrieren lückenlos die physikalischen Erscheinungen, die aufeinanderfolgen, wenn man die Temperatur allmählich von 4000° bis auf 30 000 abs. steigert.“

Wir dürfen noch einige Bemerkungen, die aus dieser Arbeit hervorgehen, hinzufügen. Sowohl in einem Stern, als auch in der Sonne ist das Spektrum eine Funktion der darin bestehenden Anregung, die überwiegend durch die Temperatur bestimmt ist. Wir haben aber gesehen, dass je nach der inneren Struktur der Atome die Temperatur die Atome in verschiedenartiger Weise anregt, z.B. bei Sternen der *Ao*. Klasse genügt die Temperatur, um Calcium fast vollständig zu ionisieren, aber sie genügt nicht, um das schwingende Elektron des Heliums von der ersten auf die zweite Quantenbahn zu bringen. Die Ionisationsspannung spielt die Hauptrolle. Wir können auch leicht sehen, dass das Fehlen der Eigenlinie eines Elements im Spektrum eines Sternes kein sicherer Beweis dafür ist, dass dieses Element in dem Sterne nicht existiert. Die Anregung mag bei Elementen, welche eine grosse Ionisationsspannung haben, zu klein sein, um sie zur Ausstrahlung ihrer Eigenlinien zu bringen (dieses ist meistens der Fall bei sogenannten permanenten Gasen, z.B. He, H, N, Ne, O usw.), oder bei Elementen, welche eine geringe Ionisationspannung haben, mag die Anregung gross genug sein, um sie vollständig zu ionisieren (z.B. Rb und Cs auf der Sonne). Hieraus erklärt sich, dass bei sehr heissen Sternen (*O*, *B*, *A*) meistens Linien von sogenannten permanenten Gasen zu finden sind, während sie bei kälteren Sternen

schwächer werden, während die metallischen Linien allmählich heller und heller werden.

Noch eine wichtige Tatsache ist, dass wegen atmosphärischer Absorption unsere Beobachtungen bei Sternen auf die spektralen Grenzen von  $\lambda=3000$  bis  $\lambda=5800$  beschränkt sein müssen. Daraus folgt, dass die Elemente, deren Haupt- (oder Resonanz-) Linien in diesem Bereich liegen, eine günstige Lage für ihre Identifikation haben, da die geringste Menge des Elements genügt, um die Resonanzlinien zu zeigen, z.B. Ca und  $Ca^+$  (Hauptlinien *g*—4227 und *K*—3933). Dagegen ist für diejenigen Elemente, die nur mit schwachen Nebenlinien *2s*—*mp*, *2p*—*md* usw. in diesem Bereiche vertreten sind, die Lage sehr ungünstig, da man nicht nur grössere Mengen des Elements braucht, sondern auch die Atome durch Erhitzen in einen metastabilen Zustand (*2p*) gebracht werden müssen, z.B. Mg und  $Mg^+$  (für Mg haben wir die *2p*<sub>1</sub>—*3s*-Linie 5182, für  $Mg^+$  die Linie *3d*—*4f* 481). So ist auch die Sachlage bei den sogenannten permanenten Gasen, die daher in kälteren Sternen gar nicht zu finden oder nur durch sehr schwache Linien vertreten sind.

Daraus erhellt, dass es nicht gestattet ist, aus blossen spektralen Tatsachen die Sterne als Wasserstoffsterne (*A*-Klasse) oder Heliumsterne (*B*-Klasse) oder Metallsterne (*G*-, *K*-Klasse) zu bezeichnen. Diese Art der Bezeichnung hätte den Sinu, dass die betreffenden Sterne hauptsächlich aus Wasserstoff oder Helium bestehen. Viele Astrophysiker gehen noch weiter und meinen, dass die Metalle gar nicht in der obigen Klasse von Sternen enthalten sind, die nur aus Ürelementen, wie He, H und den phantastischen Elementen Nebulium, Coronium zusammengesetzt seien, und dass die Metalle, wie Fe, Ca, Mg, sich aus diesen Ürelementen entwickelt hätten.

Auf Grund vorstehender Überlegungen ist der Gedanke, eine Theorie der Evolution der Elemente aufzustellen, ähnlich wie die Darwinsche Theorie der Evolution organischen Lebens, wohl als endgültig erledigt zu betrachten.

Zum Schluss ist es mir eine sehr angenehme Pflicht, Herrn Prof. Dr. W. Westphal, der diese Arbeit genau durchgesehen und korrigiert hat, meinen herzlichsten Dank auszudrücken. Frau M. Klutke und Herrn F. Klement spreche ich auch meinen verbindlichsten Dank aus für ihre freundliche Hilfe bei der Übersetzung ins Deutsche.

Berlin, Juni 1921.

<sup>20</sup>H. N. Russel, Nature, 93, 227, 252, 281, 1914.

<sup>21</sup>W. Adams, Comm. Mount Wilson Solar Obs.