

wo d die Mondtiefe, c_l die Fortpflanzungsgeschwindigkeit der Longitudinalwellen und c_t diejenige der Transversalwellen bedeutet. Die mittlere Fortpflanzungsgeschwindigkeit der longitudinalen Wellen wäre 7.0 km/sek, und wegen der bekannten Relation:

$$c_l/c_t = 1.8$$

die mittlere Fortpflanzungsgeschwindigkeit der transversalen Wellen etwa 3.9 km/sek. Ebenso erhalten wir aus der bekannten Relation¹⁾

$$n = s \cdot c_{t,m}^2$$

wo n den Starrheitskoeffizient, s die mittlere Dichte und $c_{t,m}$ die mittlere Fortpflanzungsgeschwindigkeit der Transversalwellen bedeutet, für den mittleren Starrheitskoeffizient des ganzen Mondes $n = 5 \cdot 10^{11}$ cgs. Der ganze Mond würde drei Viertel der Starrheit des Stahls haben, während die Erde fast viermal so starr wie der Mond wäre, da nach den letzten Untersuchungen von *W. Schweydar*²⁾ der mittlere Starrheitskoeffizient der ganzen Erde $17.5 \cdot 10^{11}$ cgs ist, was auch mit den Untersuchungen von *E. Oddone* und *Brom-*

Zagreb, 1921 März, 1923 Juli.

¹⁾ *E. Oddone*. Ann. d. Uffic. centr. Meteorol. & Geodin. Ser. II, Vol. XXXIII, P. I, 1911; Roma 1914; u. Ser. II, Vol. XXXIV, P. I, 1912; Roma 1914. ²⁾ Veröff. d. Preuß. Geodät. Inst. (N. F.) 54, 1912 und 66, 1916. — Sitzb. d. Preuß. Akad. d. Wiss. XIV, 1914. — Veröff. d. Zentralbur. d. Intern. Erdmessung (N. F.) 38, 1921. (Siehe auch p. 245 Anmerkung 5).

wich in guter Übereinstimmung sich befindet. Jedoch hat *E. Oddone* für unseren Mond viel kleinere Werte als wir gefunden, welche wir nicht annehmen können, da sich aus den Versuchen mit verschiedenen Gesteinen viel größere Fortpflanzungsgeschwindigkeiten ergeben haben. So haben z. B. um das Jahr 1905 *S. Kusakabe*, *F. D. Adams* und *E. G. Coker* gefunden, daß die Fortpflanzungsgeschwindigkeiten der longitudinalen Wellen in Granit, Syenit, Diorit, Porphyr u. s. w. 4.4 bis höchstens 6.4 km/sek ist. Da die oberste Erdschicht aus diesem Material gebaut ist, so stimmen die Fortpflanzungsgeschwindigkeiten der longitudinalen Wellen 5.54–5.74 km/sek, welche *A.* und *S. Mohorovičić* gefunden haben, mit diesen Werten ganz gut überein. Wir sind überzeugt, daß bei so kleinen Himmelskörpern neben der Gravitation auch die Molekularkräfte eine große Rolle spielen werden und daß wir die letzteren nicht vernachlässigen dürfen. Aus diesem Grunde sind wir überzeugt, daß die hier angegebenen Werte für unseren Mond viel wahrscheinlicher sind.

St. Mohorovičić.

Ergebnisse einiger Untersuchungen

über die Massen und Massenverhältnisse spektroskopischer Doppelsterne. Von *J. Hellerich*.

Gelegentlich einer größeren Untersuchung über die Veränderungen vom δ Cephei-Typus war auch die Frage, welche Stellung diese Veränderlichen unter den übrigen spektroskopischen Doppelsternen einnehmen, zu erörtern, wozu eine Untersuchung und Bearbeitung des gesamten zur Zeit bekannten Materials der Bahnelemente spektroskopischer Doppelsterne erforderlich war. Hierbei wurden auch einige das Massenverhältnis und die Gesamtmassen dieser Doppelsterne betreffende Ergebnisse erhalten, die hier mitgeteilt werden sollen.

Bekanntlich lassen sich, wenn die Spektren beider Komponenten beobachtet sind, das Massenverhältnis $\alpha = m_2/m_1$ und die Größe $m \sin^3 i$, wo $m = m_1 + m_2$ die Gesamtmasse und i die Bahneigung ist, ermitteln. Wird mit m_1 immer die hellere Komponente bezeichnet, so ergeben die bisher beobachteten Systeme, daß $\alpha \leq 1$ ist. Für Bedeckungsveränderliche, deren Bahnneigung aus der photometrischen Bahnbestimmung bekannt ist, kann noch die Neigung eliminiert werden, sodaß der absolute Wert der Gesamtmasse bekannt ist.

Ist nur das Spektrum einer Komponente beobachtet, so läßt sich nur eine Beziehung zwischen α , m und i ableiten, die sogenannte Massenfunktion

$$f = \alpha^2 m_2 / (1 + \alpha)^2 \cdot \sin^3 i = \alpha^3 m_1 / (1 + \alpha)^2 \cdot \sin^3 i.$$

Da die Einzelmassen m_1 bzw. m_2 nicht weiter interessieren, ist es vorteilhafter, m einzuführen, womit sich die Gleichung folgendermaßen schreibt $f = \alpha^3 m / (1 + \alpha)^3 \cdot \sin^3 i$.

Für die vorliegenden Untersuchungen erschien es zweckmäßiger, an Stelle dieses Ausdruckes die folgende Größe

$$F = \sqrt[3]{f} = \alpha / (1 + \alpha) \cdot \sqrt[3]{m \cdot \sin i}$$

zu untersuchen, da in derselben die Größen $\alpha/(1 + \alpha)$ und $\sin i$ nur in der ersten Potenz vorkommen. Die F -Werte schwanken daher für die einzelnen Systeme zwischen viel engeren Grenzen als die entsprechenden f . Vielleicht emp-

fehlt es sich in Zukunft statt der Funktion f die Funktion F zu verwenden. Die zur direkten Berechnung von F dienenden Formeln sind die folgenden:

$$F = [7.67214_{-10}] (1 - e^2)^{1/2} K_1 P^{1/3}$$

oder, wenn F aus $a_1 \sin i$ berechnet wird:

$$F = [9.53381_{-10}] / P^{2/3} \cdot a_1 \sin i.$$

Hierin ist K_1 in Kilometern, P in Tagen und $a_1 \sin i$ in Einheiten von 10^6 km ausgedrückt; F wird in Sonnenmassen erhalten.

Die zur Untersuchung verwendeten Werte der α , m und F wurden einem Zettelkatalog der Bahnelemente spektroskopischer Doppelsterne entnommen, im ganzen standen 173 Sterne zur Verfügung, von denen 61 zwei Spektren besitzen. Von den Untersuchungen ausgeschlossen wurden die Veränderlichen des δ Cephei-Typus, sowie die Sterne des β Canis maj. Typus, da bei diesen die spektroskopischen Erscheinungen noch nicht genügend geklärt sind. Ferner wurden noch die Systeme

Gesamtmasse. mit Umlaufzeiten größer als 1000^d ausgeschlossen. Die Verteilung auf die einzelnen $m \sin^3 i$ Zahl Spektralklassen ist in der ersten nebenstehenden Übersicht gegeben, die Verteilung der F Werte $m \sin^3 i$ in der dann folgenden. Die Systeme mit größeren Massen ($m \sin^3 i > 5.0 \odot$) sind einzeln aufgeführt. Aus den Zusammenstellungen erkennt man, daß die Mehrzahl der Sterne mit zwei Spektren Gesamtmassen besitzt, die zwischen 1.5 bis 3.0 $\odot$ -Massen liegen, ferner, daß größere Werte der Masse

Typus	Sterne mit 1 Spektr. 2 Spektr.	
Oe	3	2
Bo-5	28	17
B8-9	10	4
A	27	22
F	20	13
G	13	3
K	11	—

nur sehr selten vorkommen und mit einer Ausnahme den Typen Oe-B9 angehören (Boss 3323). Dahin nach die Sterne der Typen A-G keine wesentlichen Massenverschiedenheiten zeigen, wurden die Durchschnittswerte von $m \sin^3 i$ für die einzelnen Klassen berechnet. Man findet

Typus	$m \sin^3 i$	Zahl
A	2.72	22
F	2.08	13
G	2.07	3

Ein merklicher Unterschied zwischen den einzelnen Klassen ist nicht zu erkennen (ohne Boss 3323 würde für Typus A der Durchschnittswert 2.52 werden, also noch näher an den Wert der Typen F und G heranrücken). Als Gesamtmittelwert für Typus A und F erhält man $m \sin^3 i = 2.48 \odot$. Bei diesen und den folgenden Betrachtungen ist angenommen worden, daß sowohl für die verschiedenen Spektraltypen als auch für Zusammenfassung von Sternen zu Gruppen der Durchschnittswert der Neigung annähernd der gleiche ist; eine Voraussetzung, die wohl annähernd immer erfüllt sein wird. Über den absoluten Betrag des Durchschnittswertes von i , $\sin i$ bzw. $\sin^3 i$ können nur ungefähre Angaben gemacht werden. Der aus Wahrscheinlichkeitsbetrachtungen folgende Wert von $\sin^3 i = 0.59$, der den Mittelwert von $\sin^3 i$ für regellos im Raume verteilte Bahnen angibt, ist sicher zu klein, da wir bei den Beobachtungen die Bahnen mit großen Neigungen bevorzugen. Einige Objekte, die Bedeckungsveränderlichen, sind außerdem nach der großen Bahnneigung ausgewählt.

Im Gegensatz zu der Gleichförmigkeit der Massenwerte bei den Typen A-G schwanken die Werte $m \sin^3 i$ für die Sterne der Typen Oe-B9 zwischen 139 und 1 Sonnenmasse. Außer den oben angeführten Sternen mit großen Massen sind nur noch folgende Objekte mit zwei Spektren des Typus Oe-B9 vorhanden:

Stern	Typus	$m \sin^3 i$	α
2 Lacertae	B5	1.58	0.82
57 Cygni	B3	3.46	0.93
ν Androm.	B3	2.60	0.73

Infolge der großen Spannung der Massenwerte ist die Ableitung von Durchschnittswerten der Masse unmöglich. Außerdem zeigen die in obiger Tabelle angeführten Sterne mit großen Massen ($m \sin^3 i > 5$) keine gleichmäßige Verteilung, wie man sie erwarten müßte, wenn alle Werte der Gesamtmasse gleich häufig vorkommen können. Die beobachteten $m \sin^3 i$ gruppieren sich vielmehr um gewisse Werte (10, 16, 22, 32). Diese Erscheinung ist so auffällig, daß sie wohl kaum dem Zufall zugeschrieben werden kann. Da sich unter den 19 Sternen 11 Bedeckungsveränderliche befinden, kann die Elimination der Neigung keine merkliche Änderung dieser Erscheinung bewirken. Anscheinend ist auch die Verteilung der kleineren Massen nicht ganz regelmäßig, denn bei dem Werte $m \sin^3 i$ findet ein auffälliger Sprung statt bei $m \sin^3 i =$

Stern	Spektr.	$m \sin^3 i$
BD +6° 1309	Oe	138.9
Boss 6142	Oe	31.2
*Y Cygni	B1	31.7
*V Puppis	B1	33.0
* β Lyrae	B5,8	23.4
β Scorpii	B1	21.3
η Orionis	B1	21.8
ζ Centauri	B2	16.4
* α Virginis	B2	15.4
* μ^1 Scorpii	B3	16.3
* σ Aquilae	B8	9.7
ϕ Persei	B1	9.2
*U Ophiuchi	B5	9.9
* μ Herculis	B3	9.4
ψ Orionis	B2	9.7
*Z Vulpeculae	B3	7.6
Boss 3323	A3p	7.0
*U Coron. bor.	B3	5.7
*RS Vulpeculae	B8	5.8

* Bedeckungsveränderlicher.

2.5-3.0 $\odot$. Zwar fehlt der stärkere Abfall der Zahlen nach der Seite der kleineren Massen, den man erwarten müßte, wenn bei 2.5-3.0 Sonnenmassen ein Häufigkeitsmaximum der $m \sin^3 i$ vorhanden wäre; es ist aber zu berücksichtigen, daß die Verschiedenheit der Neigungen der einzelnen Systeme eine scheinbare Gleichförmigkeit der Verteilung nach der Seite der kleineren Massen bewirken kann. Man hat den Eindruck, daß nur Massen möglich sind, die bestimmte bevorzugte Werte besitzen, wodurch dann die regelmäßigen Lücken in der Massenverteilung entstehen. Das Gesetz der Verteilung läßt sich aber wegen der geringen Zahl der Objekte nicht sicher erkennen. Erst ein größeres Material wird zeigen, ob die Lücken sämtlich reell sind. Die Häufigkeit des Vorkommens der großen Massen nimmt anscheinend mit der Größe der Massen schnell ab, was sich auf Grund der Eddingtonschen Untersuchungen über den inneren Aufbau der Sterne ohne Schwierigkeit erklären läßt.

Das Massenverhältnis. Die Verteilung der Werte α ist aus der folgenden Übersicht zu erkennen:

α	Typus	α	Typus
	Oe-B9 A-G		Oe-B9 A-G
0.1-0.2	— 1	0.6-0.7	3 5
0.2-0.3	— 1	0.7-0.8	3 5
0.3-0.4	3 —	0.8-0.9	4 10
0.4-0.5	1 1	0.9-1.0	7 13
0.5-0.6	— 2		

Bildet man Mittelwerte der α für die einzelnen Spektralklassen, so erhält man:

Typus	α	Zahl
Bo-5	0.64	13
B8-9	0.76	4
A	0.79	22
F	0.88	13
G	0.86	3

Man sieht, daß die Komponenten der spektroskopischen Doppelsterne, wenigstens soweit die Sterne zwei sichtbaren Spektren aufweisen, annähernd gleiche Masse besitzen. Der Fall großer Verschiedenheit der Komponentenmassen bei gleichzeitiger Sichtbarkeit beider Spektren kommt verhältnismäßig selten vor.

Zur Prüfung, ob eine Abhängigkeit der Gesamtmasse vom Massenverhältnis vorhanden ist, wurden die $m \sin^3 i$ dieser Sterne der Typen A und F, die nach den obigen Ausführungen keine großen Schwankungen der Gesamtmasse aufweisen nach α geordnet und in Mittelwerte zusammengezogen. Wäre die folgende Zusammenstellung zeigt, ist eine Abhängigkeit nicht vorhanden, soweit die geringe Zahl von Objekten mit kleinen Massenverhältnissen es erkennen läßt:

α	$m \sin^3 i$	Zahl
0.20	2.60 $\odot$	2
0.57	3.38	6
0.70	1.34	6
0.84	2.83	7
0.90	2.13	5
0.98	2.55	9

Die Massenfunktion. Für die Sterne mit einem beobachtbaren Spektrum ist man auf die Vergleichung der Werte F_2 der Sterne mit zwei Spektren mit denen der Objekte mit einem Spektrum (F_1) angewiesen. In der nach-

stehenden Übersicht ist die Verteilung der F_1 und F_2 gegeben.

F	1 Spektrum				2 Spektren			
	Oe-B9	A	F	G-K	Oe-B9	A	F	G-K
<0.10	3		2	1				
0.10-0.15	2	2	1	1				
0.15-0.20	4	1	4					
0.20-0.25	2	1	3	2		3		
0.25-0.30	2	5	2	2				
0.30-0.35	1	7	2	3		1		
0.35-0.40	1	1	1	2			1	
0.40-0.45	2	3	1	4	1	2	2	
0.45-0.50	2	2	3	2	1	2		
0.50-0.55	2	2	1	2	2	2		1
0.55-0.60	2	1		1	2	3	3	1
0.60-0.65	2	1		2	2	4	3	
0.65-0.70	2	1		2		1	2	1
0.70-0.75	3				1	2	2	
0.75-0.80	2					1		
0.80-0.85	2					1		
0.85-0.90								
0.90-0.95					3			
0.95-1.00	1				1			
> 1.00	7				6			

Aus der Übersicht geht zunächst hervor, daß in allen Spektralklassen die Verteilung der F_1 eine andere wie die der F_2 ist, die Häufigkeitsmaxima der F_1 liegen bei kleineren numerischen Werten. Die unregelmäßige Verteilung der F -Werte der Spektralklassen Oe-B9 kann wegen der oben gefundenen großen Verschiedenheit der Gesamtmassen der Einzelsysteme nicht weiter überraschen. Man kann auf Grund der großen Verschiedenheit der F_1 -Werte dieser Typen nur schließen, daß auch die Sterne mit einem sichtbaren Spektrum große Verschiedenheit der Masse aufweisen.

Für die Sterne der Typen G und K können wegen der geringen Zahl bzw. des Fehlens von Objekten mit zwei Spektren keine selbständigen Vergleichen ausgeführt werden.

Es sollen deshalb zunächst nur die Sterne der Spektraltypen A und F betrachtet werden. Bildet man die Durchschnittswerte F_1 und F_2 , so findet man

Typus A:

$$F_1 = 0.367 (27 \text{ St.}) \quad F_2 = 0.543 (22) \quad F_2' = 0.650 (10) \quad \alpha' = 92$$

Typus F:

$$F_1 = 0.280 (20 \text{ St.}) \quad F_2 = 0.587 (13) \quad F_2' = 0.622 (11) \quad \alpha = 91.$$

In beiden Spektralklassen sind die F_2 -Werte annähernd doppelt so groß wie die Werte F_1 . Für diesen systematischen Unterschied der Werte der Massenfunktion der Sterne mit einem und zwei Spektren gibt es verschiedene Erklärungsmöglichkeiten, die hier der Reihe nach besprochen werden sollen.

Zunächst sei noch bemerkt, daß die Sterne der Gruppe II (zwei Spektren) nicht etwa durchschnittlich längere Umlaufzeiten besitzen als die Sterne der Gruppe I (ein Spektrum). Dies könnte, wie *Ludendorff*¹⁾ gezeigt hat, zu systematisch größeren F -Werten für die Gruppe II führen. Es befinden sich im Gegenteil unter den Sternen der Gruppe I in beiden Spektralklassen einige Sterne mit etwas größeren Perioden, sodaß die Werte F_1 eher zu groß als zu klein sind. Durch systematische Unterschiede der Neigungen der Bahnen in

beiden Gruppen können die Differenzen der F -Werte ebenfalls nicht erklärt werden. Man müßte sehr große Unterschiede der Neigungen annehmen und würde auch dann noch zu Durchschnittswerten der Neigung der Bahnen in Gruppe I von zirka 30° kommen, was wohl sicher nicht richtig ist. Die Anwesenheit einer Zahl Bedeckungsveränderlicher unter den Sternen der Gruppe I zeigt außerdem, daß Sterne mit sehr großen Bahnneigungen in Gruppe I vertreten sind.

Man wird daher annehmen müssen, daß die Gesamtmasse oder das Massenverhältnis in der Gruppe I durchschnittlich kleiner ist als in Gruppe II. Die Annahme, daß nur die Gesamtmasse kleiner ist, aber das Massenverhältnis in den beiden Gruppen dasselbe ist (Mittelwert $\alpha = 0.83$ für Typus A und F), genügt nun kaum zur Erklärung der Differenz der F -Werte. Mit dem Werte $\alpha = 0.83$ würden sich nämlich aus den beobachteten Halbachsen der absoluten Bahn der hellen Komponente um den Schwerpunkt des Systems Dimensionen der relativen Bahn der beiden Komponenten ergeben, die sehr klein sind und mit den aus den Helligkeiten oder anderen Betrachtungen abgeleiteten Dimensionen der Komponenten nicht recht in Einklang zu bringen sind. Außerdem würden die obigen F -Werte bei Annahme gleichen durchschnittlichen Massenverhältnisses zu Massenwerten für die Sterne mit einem sichtbaren Spektrum von ungefähr $0.4 \odot$ im Durchschnitt führen. Da bei der Beobachtung Sterne mit großen Massen bevorzugt werden, müßte der wahre Mittelwert demnach etwas geringer anzusetzen sein. Einen so geringen Mittelwert der Gesamtmasse wird man wohl nicht als sehr wahrscheinlich bezeichnen können.

Dagegen genügt die alleinige Annahme, daß das Massenverhältnis der Sterne in Gruppe II viel geringer als in Gruppe I ist, die Gesamtmasse dagegen in beiden Gruppen annähernd die gleiche ist, vollkommen zur Erklärung der Differenz der F -Werte. Eine Abhängigkeit der Gesamtmasse vom Massenverhältnis braucht man hierbei auf Grund des Befundes bei den Sternen mit zwei Spektren nicht anzunehmen.

Für die Vergleichung der F -Werte der beiden Gruppen sind noch die oben gegebenen F_2 -Werte zu ersetzen durch diejenigen, welche sich bei ausschließlicher Benutzung von Sternen mit großen Massenverhältnissen ($\alpha > 0.80$) ergeben. Man erhält die oben mit F_2' bezeichneten Werte für die dazugehörigen Durchschnittswerte α' .

Aus dem Vergleich der Werte F_1 und F_2' ergeben sich, wenn die oben gefundenen Mittelwerte der α' für die Gruppen II benutzt werden, für die Sterne der Gruppe I als Durchschnittsmassenverhältnisse: Typus A $\alpha = 0.37$, Typus F $\alpha = 0.29$.

Bei den Systemen, deren eine Komponente nur geringe Helligkeit hat, besitzt diese Komponente also gleichzeitig eine wesentlich geringere Masse als die helle Komponente. Die Systeme mit kleinem Massenverhältnis und zwei sichtbaren Spektren braucht man dabei nicht als Ausnahmen von obiger Regel anzusehen. Bekanntlich haben die photometrischen Bahnbestimmungen der Bedeckungsveränderlichen gezeigt, daß in der Regel die dunkle Komponente die größere ist (von 72 Systemen ist nur bei 18 der Radius der hellen Komponente der größere). Die geringere Oberflächenintensität der dunklen Komponente wird daher durch die größeren Dimensionen der

¹⁾ Weitere Untersuchungen über die Massen der spektroskopischen Doppelsterne. AN 211 Nr. 5046.

selben wieder ausgeglichen, sodaß trotz geringer Masse und Oberflächenintensität das Spektrum der zweiten Komponente sichtbar ist. Wenn man die bei den Bedeckungsveränderlichen bestehenden Verhältnisse als allgemein gültig für die übrigen spektroskopischen Doppelsterne der gleichen Spektraltypen ansehen kann, so folgt noch, daß die dunkle Komponente, die ja nach den spektroskopischen Beobachtungen die kleinere Masse hat, nach den photometrischen dagegen die Dimension der hellen Komponente hat oder noch übertrifft, eine wesentlich geringere Dichte als die helle Komponente besitzt.

Da die Annahme kleinen Massenverhältnisses bei durchschnittlich gleicher Gesamtmasse für die Sterne mit einem sichtbaren Spektrum auch die größere relative Bahn ergibt als die vorhin erörterte Möglichkeit verschiedener Gesamtmasse für die beiden Gruppen, so wird man sie wohl als die wahrscheinlichere ansehen können. Da die größere Zahl der spektroskopischen Doppelsterne nur ein sichtbares Spektrum aufweist und auch bei der Mehrzahl der bisher untersuchten

Bedeckungsveränderlichen ein Verhältnis der Oberflächenhelligkeiten gefunden worden ist, das größer als 5 ist, wird man den Fall kleineren Massenverhältnisses als mindestens ebenso häufig vorkommend annehmen müssen wie den Fall annähernd gleicher Masse beider Komponenten.

Zum Schluß sei noch darauf hingewiesen, daß auch die Verteilung der F -Werte der Sterne mit einem Spektrum eine Unregelmäßigkeit in ihrem Verlauf aufweist (Sprung bei $F=0.35$), die in Hinblick auf die bei den Gesamtmassen gefundenen Ergebnisse als eine Bestätigung der dort ausgesprochenen Vermutung über die ungleichförmige Verteilung der Gesamtmassen angesehen werden kann. Infolge der Verschiedenheit der Neigungen und der Massenverhältnisse kann man natürlich nicht erwarten, daß die Erscheinung so deutlich auftritt wie bei den Werten $m \sin^3 i$; die Sterne mit zwei sichtbaren Spektren zeigen zum Beispiel in der Verteilung ihrer F -Werte keine Anzeichen der oben gefundenen Unregelmäßigkeit in der Verteilung für ihre $m \sin^3 i$.

Kiel, Ende Juli 1923.

J. Hellerich.

Mitteilungen über Veränderliche.

Neuer Veränderlicher 27.1923 Tauri.

$4^h 31^m 48^s + 22^\circ 32' 8''$ (1875.0). Wolf-Palisa-Karte Nr. 22.

Der Stern ist auf der W.-P.-Karte Nr. 22 (1906 Dez. 21) von der Größe 13^m. Auf den Franklin-Adams-Karten Nr. 120 und 121 (1907 Dez. 5 und 1911 Febr. 25) und auf einer Aufnahme in Simeis (1916 Nov. 26) ist er unsichtbar ($< 12^m$). Die Aufnahmen im Jahre 1922 zeigen den Stern am 16. Dez. von der Größe 9^m7, am 21. Dez. von der Größe 10^m0.

S. Beljowsky.

Veränderlicher 28.1923 Herculis.

Ort aus Messung am parallaktischen Meßapparat (Ep. 05.4) $\alpha_{1875} = 18^h 13^m 7^s$, $\delta_{1875} = +49^\circ 49' 20''$, Ort für 1855 = $18^h 12^m 37^s + 49^\circ 49' 0''$. Helligkeiten (m. Z. Kgst.): 2416071.3 = schwach; 6994.5 = 13^m5; 8419.5, 8435.4, 8445.4 und 8447.5 = schwach; 2422101.5 = 10^m3. Ein * 1^m steht n in 1/2, ein * 10^m np in 1/9 Abstand. Kärtchen auf Wunsch des Beobachters zur Verfügung.

Königstuhl, 1923 Dezember.

M. Wolf.

Variabilis oder Nova 29.1923 Vulpeculae.

Der Stern fiel mir Anfang August auf — ungefähre Koordinaten $\alpha_{1900} = 19^h 55^m 46^s$, $\delta_{1900} = +22^\circ 39' 7''$; $\alpha_{1855} = 19^h 53^m 50^s$, $\delta_{1855} = +22^\circ 32' 5''$. — Er steht nördlich vom Dumbbellnebel und folgt südöstlich einem Stern 14^m in etwa 0.2 Abstand. Ein gleiches Paar steht 0.5 nordöstlich vom ersten Paar. Der Stern 14^m ist leicht auf plate 60 Lick Publ. VIII zu finden, nämlich hart am oberen (nördlichen!) Rande dieses Bildes, 28³/₄ mm von der linken oberen Ecke, dem oberen Rande entlang gemessen.

Auf diesem Bilde fehlt der Variable und muß zur Zeit der Aufnahme, 1899 Juli 21, schwächer als 17^m–17^m5 gewesen sein. Ebenso fehlt der Stern auf plate 44 in *Roberts I*, datiert 1888 Okt. 3. Dies Bild reicht aber kaum unter 15^m.

Ferner fehlt der Stern auf meinen Reflektoraufnahmen: 1907 April 21 und Juli 31, 1908 Juni 25 und Juli 1, 1918 Aug. 15, sowie 1921 Juli 13. Er muß da stets unter 17^m bis

17^m5 gewesen sein. Die Bruce-Platten aus 1901, 03, 04, 05, 08, 09, 10, 11 und 16 zeigen den Stern gleichfalls nicht. Jedenfalls muß nach ihnen der Stern unter 15^m–16^m gewesen sein.

Erst die Reflektoraufnahme 1923 Aug. 5 gibt den Stern hell, etwa als 15^m. Desgleichen die Aufnahmen von 1923 Aug. 6 und Aug. 8. Auf der letzten scheint er etwas schwächer.

Es ist also möglich, daß dieser Stern eine zu spät erfaßte Nova war.

Königstuhl, 1923 Sept. 16.

M. Wolf.

Ein veränderlicher Stern im Perseus = BD + 44°788 $3^h 35^m 2^s + 44^\circ 18' 7''$ (1855.0) = 19.1919 Persei (vergl. AN 205.23, 209.15).

Beim Vergleich der von *G. A. Tichow* in Pulkowo, mittels des Bredichinschen Astrographen gemachten Aufnahmen Nr. 1557 und 2024 (1918 Jan. 13 und 1920 Febr. 20) habe ich die Veränderlichkeit des Sterns BD + 44°788 festgestellt. Seine Helligkeit wurde von mir ferner auf 7 anderen Aufnahmen derselben Gegend bestimmt; dabei wurde die Helligkeit der Vergleichsterne annähernd aus dem Vergleich mit einer Aufnahme Nr. 1076 (Nova Cygni 3) bestimmt, auf der für eine Anzahl von Sternen die Helligkeit schon nach der Methode der Prismentrabanten bekannt war. Die Resultate der Messungen stelle ich in folgender Tabelle zusammen:

Pl.-Nr.	Datum	J. D.	Helligk.
1555	1918 Jan. 13	2421607	12 ^m 3
1556	" 13	1607	12.25
1557	" 13	1607	12.25
1610	April 13	1697	12.03
2024	1920 Febr. 20	2375	10.16
2046	März 16	2400	10.38
2056	April 14	2429	11.52

Die Grenzen der Helligkeitsschwankungen sind 10^m2–12^m3. Der genauere Charakter der Helligkeitsveränderung ist noch unbestimmt.

St. Petersburg, 1923 Nov. 7.

S. Seliwanow.

Inhalt zu Nr. 5271. *H. Ludendorff*. Untersuchungen über veränderliche Sterne. VI. 241. — *St. Mohorovičić*. Über die Konstitution des Erd- und Mondinnern. 245. — *J. Hellerich*. Ergebnisse einiger Untersuchungen über die Massen und Massenverhältnisse spektroskopischer Doppelsterne. 249. — Mitteilungen über Veränderliche. 255.

Geschlossen 1924 Febr. 21. Herausgeber: H. Kobold. Expedition: Kiel, Moltkestr. 80. Postscheck-Konto Nr. 6238 Hamburg 11.

Druck von C. Schaidt, Inhaber Georg Oheim, Kiel.