

VORWORT

In Veranstaltung der Mathematischen und Physikalischen Klasse der Ungarischen Akademie der Wissenschaften und des Konkoly Observatoriums fand in Budapest an den Tagen 23—28. August 1956 eine Konferenz über Veränderliche Sterne statt. Es konnte auch eine geringe Anzahl ausländischer Astronomen eingeladen werden. Die Teilnehmer waren: Prof. A. van Hoof (Belgien), Prof. Shu-Mu-Kung und Dr. Shen Liang-tsau (China), Dr. P. Ahnert, Dr. K. Güssow, Prof. C. Hoffmeister, Prof. H. Schneller (DDR), Prof. L. Rosino (Italien), Dr. Th. Walraven, Dr. L. Woltjer (Niederland), Prof. S. Piotrowski, Dr. Wosczyk (Polen), Dr. A. Gnevishev, Prof. B. V. Kukarkin, Prof. P. G. Kulikovsky, Prof. A. G. Massevitch, Prof. P. P. Parenago (Sowjetunion), Dr. Z. Svestka (Tschechoslowakei), I. Almár, Dr. Julia Balázs, Dr. I. Csada, Dr. L. Detre, Dr. L. Dezsó, Dr. I. Guman, T. Herczeg, Dr. I. Izsák, I. Ozsváth (Ungarn).

In diesem Heft sind die an der Konferenz gehaltenen Vorträge aufgenommen, mit Ausnahme einiger, die inzwischen anderswo erschienen sind, oder erscheinen werden. Die letzteren sind:

C. Hoffmeister (Sonneberg): Zwei Abnorme δ Cephei-Sterne (erschien in Ap. J.)

L. Woltjer (Leiden): On some shortperiod RR Lyrae stars (s. BAN XIII. 62.)

I. Guman (Budapest): AC Andromedae.

Am 27. August fand eine separate Vortragsreihe mit den verschiedensten Themen statt. Dr. Walraven sprach zuerst über die Leidener Arbeiten vom Crab-Nebel; dann folgten folgende Vorträge:

Dr. I. Csada: On the structure of the general magnetic field of the Sun.

Dr. I. Izsák: Über Regularisierung des Zweikörperproblems (s. Budapest Mitt. 39.)

Prof. P. G. Kulikovsky: Historisch-astronomische Arbeiten der Sovjet-astronomen. (Erscheint in ungarischer Übersetzung.)

Prof. Shu-Mu-Kung: The opacity and the internal structure of the Sun.

Dr. Z. Svestka: The physical properties of chromospheric flares and their development.

Dr. I. Gnevishev: Non eclipse-observations of the solar corona in the USSR.

Dr. L. Dezsó: Statistical investigations on sunspots.

Von diesen Vorträgen erscheint nur der von Prof. Shu-Mu-Kung in dieser Sammlung.

Budapest, Konkoly-Observatorium, 15. Juli 1957.

L. Detre

THEORETISCHE ÜBERLEGUNGEN ZUR LICHELEKTRISCHEN PHOTOMETRIE

von K. GÜSSOW, Jena

Zusammenfassung: Theoretische Formeln geben die Möglichkeit, mittels einiger, der Messung leicht zugänglicher Parameter die Leistungen eines lichtelektrischen Photometers abzuschätzen. Es wird eine untere Nachweisgrenze definiert, und der Verlauf der Meßgenauigkeit in Abhängigkeit von der Sternhelligkeit untersucht. Eine weitere Begrenzung durch die Helligkeit des Himmelsgrundes wird betrachtet. Zweckmäßig wählt man den Objektivdurchmesser des Beobachtungsinstruments so, daß beide Grenzen übereinstimmen.

Bei der Erprobung eines lichtelektrischen Photometers ist es zweifellos von Nutzen, von der theoretischen Seite her Hinweise dafür zu besitzen, ob das Instrument optimale Leistungen ergibt. Ebenso wird man sich vor dem Bau eines solchen Geräts vielfach die Frage beantworten wollen, welche Leistungen etwa an einem vorgegebenen Fernrohr erwartet werden dürfen.

Ganz allgemein wird man erwarten, daß man um so geringere Meßgenauigkeit erzielen wird, je schwächer die Sterne sind, deren Helligkeit gemessen werden soll. Wir wollen daher eine Formel ableiten, die den mittleren Fehler einer lichtelektrischen Messung als Funktion des Photostromes (und einer Anzahl notwendiger Parameter) darstellt.

Die Meßunsicherheit wird hervorgerufen durch eine Überlagerung des eigentlichen Signals durch eine Anzahl von Rauscheinflüssen, und hängt eng mit dem Verhältnis »Signal/Rauschen« zusammen. Hat man es nämlich mit einer zufälligen Verteilung der Rauschamplituden zu tun, so gilt die einfache Beziehung:

$$\mu = \pm \left(\frac{S}{N} \right)^{-1} \quad (1)$$

worin μ den mittleren relativen Fehler, S die Signal- und N die mittlere Rauschamplitude bezeichnen. S und N können dabei in beliebigen Einheiten gemessen sein. Wir wollen sie uns als Spannungen am Arbeitswiderstand einer Photozelle vorstellen.

Für die Ableitung der gesuchten Formel ist es zweckmäßig, eine bestimmte Schaltanordnung zugrunde zu legen, ohne daß damit eine Einschränkung der Betrachtungen verursacht wird. Analoge Überlegungen wie die folgenden gelten für jede Art von Photometern. In *Abb. 1* arbeitet eine Photozelle, in der der Photostrom J bereits M -fach verstärkt wird, auf einen Widerstand R . Die an diesem abfallende Spannung $S = R \cdot J \cdot M$ wird als Signal einem Röhrenverstärker zugeführt, an den das eigentliche Meßinstrument angeschlossen ist. Parallel zu R liegt ein Kondensator C , der mit R zusammen den Frequenzgang der Eingangsschaltung bestimmt.

Am Gitter der Röhre sind vier Rauschanteile wirksam und zwar:

1. Spannungsschwankungen infolge Szintillation
2. „ „ „ „ Schroteffekt der Photokatode
3. „ „ „ „ thermischen Widerstandsrauschens
4. „ „ „ „ Schroteffekt des Gitterstromes.

Es läßt sich leicht — etwa an Hand numerischer Betrachtungen — einsehen, daß für Messungen mit Multipliern ($M \approx 10^6$) nur die zwei ersten Rauschanteile von Bedeutung sind. Mit dem Ansatz

$$\text{für Szintillation:} \quad \overline{\Delta U_1^2} = \pi \alpha f_0 R^2 J^2 M^2$$

$$\text{für Schroteffekt der Katode:} \quad \overline{\Delta U_2^2} = \pi f_0 e (J + D) M^2 R^2$$

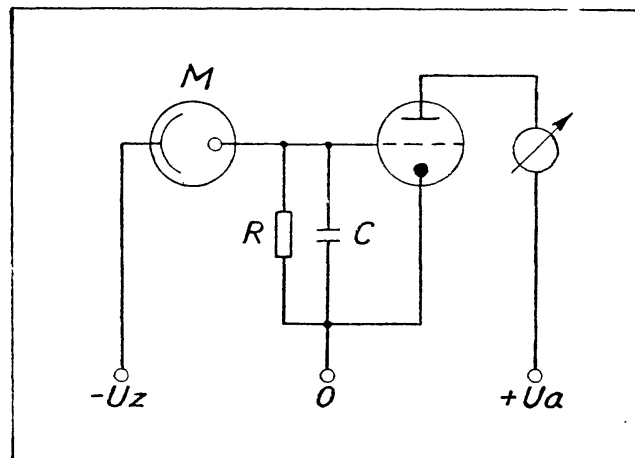


Abb. 1

erhält man nach einiger Umformung unter Beachtung von (1):

$$\mu = \sqrt{\pi f_0} \sqrt{\alpha + e \frac{J + D}{J^2}} = \frac{1}{\sqrt{2\tau}} \sqrt{\alpha + e \frac{J + D}{J^2}} \quad (2)$$

Hierin bedeuten J = Photostrom an der Katode
 D = Dunkelstrom an der Katode
 e = Elektronenladung
 f_0 = obere Grenzfrequenz der Eingangsschaltung des Verstärkers. Es gilt der Zusammenhang:

$$\pi f_0 = \frac{1}{2} RC = \frac{1}{2} \tau$$

α = relatives Szintillationsrauschen pro Bandbreite 1 Hz

Aus Formel (2) erkennt man leicht, dass μ mit abnehmendem J wie $1/J$ anwächst. Zweckmäßig definiert man eine untere Nachweisgrenze

CoKon0042

durch denjenigen Photostrom J_0 für den Szintillationsanteil und Schrotanteil in (2) gleichgroß sind. Man erhält sofort :

$$J_0 = \frac{e}{2\alpha} (1 + \sqrt{1 + 4\alpha D/e}) \tag{3}$$

und entsprechend : $\mu_0 = \sqrt{\alpha/\tau}$

wo μ_0 , die Meßgenauigkeit an der unteren Nachweisgrenze, noch durch geeignete Wahl von τ und damit C beliebig festgelegt werden kann. Allerdings

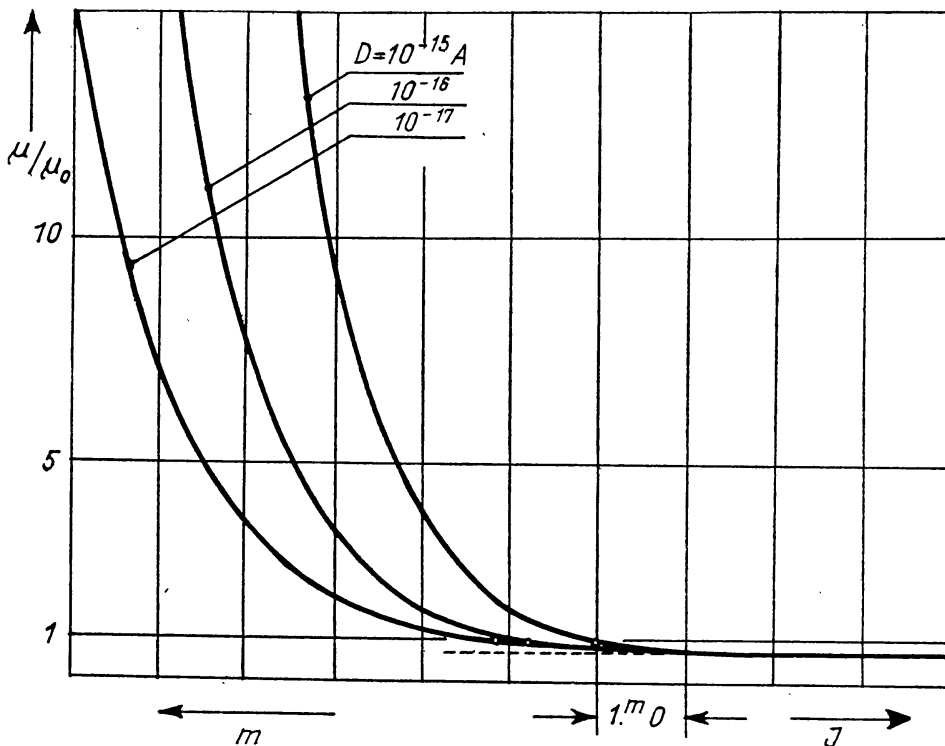


Abb. 2

ist zu beachten, daß mit wachsendem τ die Einschwingdauer des Verstärkers zunimmt. Bis zur Erreichung von 99,8% des Endausschlages des Meßinstruments vergehen $2\pi\tau$ sec, so daß die Dauer einer Messung $(2\pi + 1)\tau$ sec nicht unterschreiten darf !

Betrachtet man *Abb. 2*, in der zu jedem Stromwert J der zugehörige Meßfehler μ in Einheiten von μ_0 aufgetragen ist, so erkennt man, daß sich im Bereiche oberhalb J_0 die Meßgenauigkeit nur unwesentlich ändert. Für sehr große J erreicht μ/μ_0 den Wert $1/\sqrt{2} = 0,707$. Unterhalb von J_0 wächst der Meßfehler rasch an und zwar um so schneller, je größer der Dunkelstrom des Multipliers ist. Wegen der Proportionalität zwischen Lichtstrom und Photostrom wurde letzterer in der Abbildung im astronomischen Größenklassensystem gegeben.

Gibt man sich die Katodenempfindlichkeit E und den Objektivdurchmesser d vor, so kann man aus J_0 sofort die entsprechende Grenzhelligkeit m_0 errechnen. Man erhält :

$$m_0 = 2,5 \log B_0 + 2,5 \log E \cdot F(T) + 2,5 \log \frac{\pi}{4} d^2 - 2,5 \log J_0 = \quad (4)$$

$$= 2,5 \log E \cdot F(T) + 5 \log d - 2,5 \log J_0 - 14^m 48$$

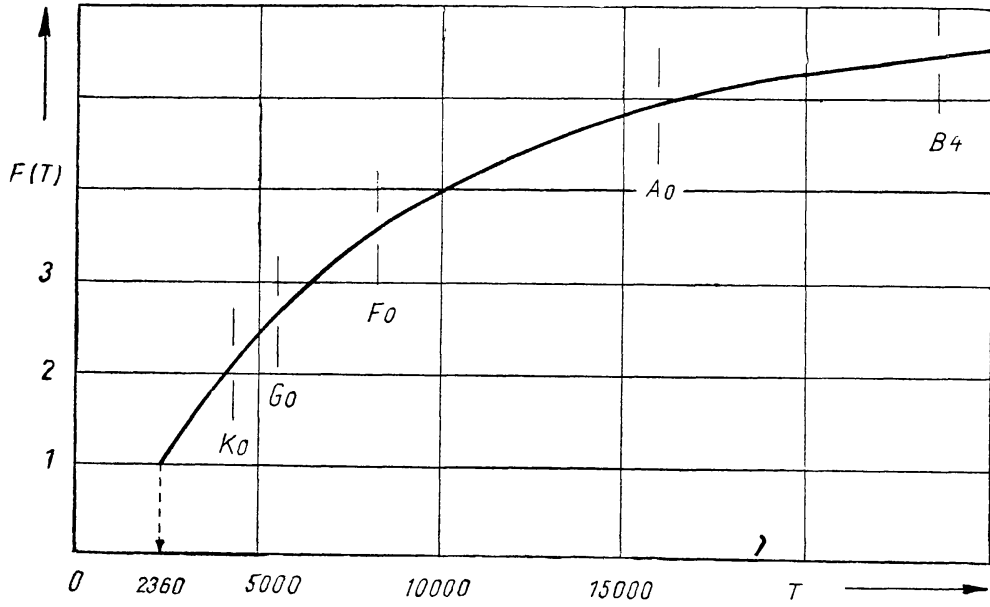


Abb. 3

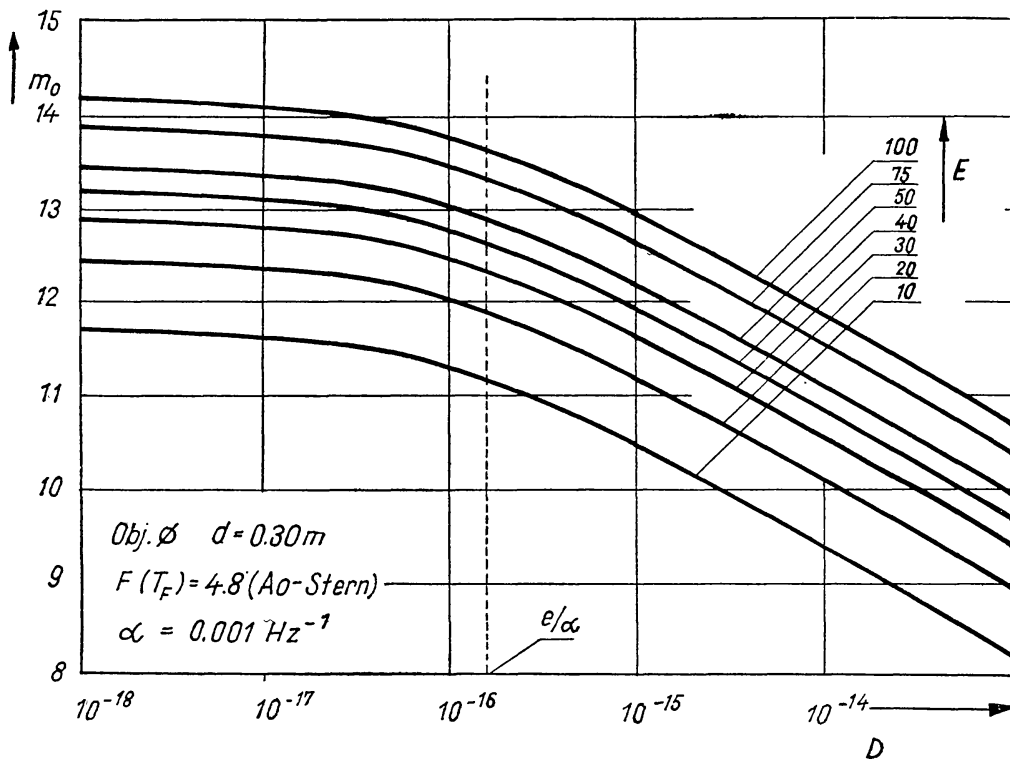


Abb. 4

E ist dabei in A/lm , J_0 in A und d in m zu messen. B_0 ist die Beleuchtung durch einen Stern 0^m0 und beträgt $2,04 \cdot 10^{-61}$ x. Der Korrektionsfaktor $F(T)$ schließlich bewirkt die Umrechnung von der dem Lumen zugrundeliegenden Bezugstemperatur (2360°K) und der Augenempfindlichkeitsfunktion auf die Sterntemperatur T und die spektrale Empfindlichkeit der Katodenschicht. In *Abb. 3* ist der Verlauf von $F(T)$ für eine »mittlere« CsSb-Katode angegeben.

Bedenkt man, daß gemäß (3) in J_0 wiederum die Größen D und α enthalten sind, so erkennt man die Berechtigung der Darstellung in *Abb. 4*. Hier ist m_0 als Funktion von D dargestellt, wobei die Katodenempfindlichkeit als Parameter dient. Fest gewählt wurden $d = 0,3 \text{ m}$, $F(T) = 4,8$ entsprechend dem Spektraltyp A_0 und $\alpha = 10^{-3} \text{ Hz}^{-1}$. Dieses Diagramm gibt die Möglichkeit, die Brauchbarkeit verschiedener Multiplier für astronomische Zwecke zu ermitteln. Trägt man die einzelnen Exemplare gemäß der individuellen Werte von D und E in die Abbildung ein, so erkennt man sofort, mit welchem man die größte Reichweite erzielen kann. Ferner zeigt die Abbildung, daß es im allgemeinen wenig sinnvoll ist, einen Multiplier, dessen Dunkelstrom bereits gering ist, durch Kühlung noch weiter verbessern zu wollen. Man gewinnt trotz erheblichen Aufwandes nur wenige Zehntel Größenklassen, wobei noch nicht berücksichtigt ist, daß die Empfindlichkeit vieler CsSb-Schichten mit abnehmender Temperatur rasch sinkt. Eine vernünftige Grenze, jenseits deren Kühlung nicht mehr angewandt sollte, liegt bei $D = e/\alpha$, bei mittleren Szintillationsverhältnissen also etwa bei $D = 10^{-16} A$, einem Wert der von vielen Multipliern z. T. erheblich unterschritten wird.

Die bisher betrachtete Genauigkeit μ bezieht sich auf die Messung von einer scharfen, nicht verrauschten Nulllinie aus. In der praktischen Anwendung ist man aber genötigt, den Himmelshintergrund als Bezugslinie zu benutzen, der ebenso wie die Sterne rauscht. Dadurch wird die Meßgenauigkeit um einen Faktor $\eta > 1$ verschlechtert, für den man etwa ansetzen kann:

$$\eta\mu I^* = \sqrt{\mu^2 I_H^2 + \mu^2 (I^* + I_H)^2} \quad (5)$$

Darin bedeuten :

- μ = m. F. einer Messung vom Nullpunkt aus
- η = Verschlechterungsfaktor
- I^* = Intensität des Sternlichtes
- I_H = Intensität des Himmelsgrundes in der Meßblende.

μ wurde hier, weil es im ganzen Meßbereich nur sehr wenig variiert als unabhängig von I angenommen. Löst man (5) nach I^*/I_H auf, so erhält man :

$$\Delta m (*, H) = -2,5 \log \left[\frac{1}{\eta^2 - 1} (1 + \sqrt{1 + 2(\eta^2 - 1)}) \right] \quad (6)$$

Wählt man hierin für η einen beliebigen festen Wert, so ist der eben noch zulässige Unterschied zwischen Sternhelligkeit und Himmelshelligkeit eindeutig festgelegt.

Beträgt die mittlere Auslenkung eines Sternbildes infolge Szintillation $\pm \sigma''$, so muß nach den Regeln der Fehlertheorie der Meßblendenradius mindestens $3 \sigma''$ betragen, damit der Stern praktisch immer in der Blende bleibt. Nimmt man eine Himmelshelligkeit an von 22^m6 pro \square'' , so erhält man für m_H :

$$m_H = 18^m9 - 5 \log \sigma''$$

und damit:

$$m_* = 18^m9 - 5 \log \sigma'' - 2,5 \log \left[\frac{1}{\eta^2 - 1} (1 + \sqrt{1 + 2(\eta^2 - 1)}) \right] \quad (7)$$

Man kann nun fordern, daß die so bestimmte Grenzhelligkeit derjenigen entspricht, die sich aus der Betrachtung der Rauschverhältnisse ergeben hat. Auf diese Weise erhält man aus der Gleichsetzung von (4) und (7) eine Bestimmungsgleichung für den optimalen Durchmesser des zu verwendenden Instruments:

$$\log d = \log \sigma'' + \frac{1}{2} [\log J_0 - \log A(\eta) - \log E \cdot F(T)] + 6,60 \quad (8)$$

Sie zeigt, daß es besonders an kleineren Instrumenten notwendig ist, ausgesucht gute Multiplier zu verwenden, während bei großen Instrumenten bei sonst gleichen Verhältnissen die untere Nachweisgrenze des Multipliers J_0 höher liegen darf, ohne daß Reichweite und Meßgenauigkeit darunter leiden.

THE MEAN ERROR OF PHOTOGRAPHIC PLATES

by P. AHNERT, Sonneberg

For a critical examination of small fluctuations of light, especially of irregular stars, it is desirable to know the uncertainties of the photographic layer.

A priori, we can suppose that these errors might be smaller at mirrors and Schmidt-cameras than at lenses because the images of the stars will be unfavourably influenced by the chromatic deviations. Some observers assume that the mean error of a plate taken with the Schmidt-camera is about $\pm 0^m,02$ or at most $\pm 0^m,03$. For the plates taken with our Tessar lenses, with a diameter of 47 and 140 mm, I found a considerably higher value.

I have estimated the two Cepheids TX and VX Cygni on 45 plates of the 140 mm-Tessar seven times on different days. The magnitudes of the comparison stars have been derived from the S. A. 40 which was photographed on the same plates. Then the mean light curves were drawn by aid of the means of the seven estimations. If I suppose that the means of the estimations give the true brightness on the plate, further that the mean light curve gives the true brightness of the star at each phase, then the deviations of the single estimations from their means must give the mean error of the observations, and the deviations of the single estimations from the mean light curve must give the total mean error caused by plate and observer. The square root of the difference of squares of both mean errors will then nearly give the mean error, caused only by the condition of the plate.

The mean error of the estimations has been found to be $\pm 0^m,068$ for TX and $\pm 0^m,062$ for VX Cygni. The mean error of all estimations in relation to the mean light curve was $\pm 0,094$ and $\pm 0,107$. The mean error of the plates alone then becomes $\pm 0^m,065$ and $\pm 0^m,087$ respectively.

In the same manner I investigated two series of photographic observations of R Sge, got with the 47 mm and 140 mm Tessar cameras. Only four single estimations have been made. The results were as follows :

	little camera	big camera
Mean error of one estimation in relation to the mean value.....	$\pm 0^m,074$	$\pm 0^m,037$
Mean error of all estimations in relation to the mean light curve	$\pm 0^m,101$	$\pm 0^m,075$
Mean photographic error of one plate	$\pm 0^m,069$	$\pm 0^m,065$

If I give half the weight to the observations of R Sge, the mean error of a photographic image on plates, taken with our Tessar cameras, becomes $\pm 0^m,073$.

These results have been confirmed by photoelectric measurements of TX and VX Cygni on the same plates. The mean error of one measurement in relation to the mean light curve became $\pm 0^m065$ and $\pm 0^m095$ respectively, in a near agreement with the values found above. The larger mean error of the VX Cygni observations possibly has been caused by the faintness of the images on some plates near the minimum.

ÜBER DAS PHOTOMETRISCHE VERHALTEN EINIGER RW AURIGAE-STERNE

von C. HOFFMEISTER, Sonneberg

Ein typischer RW Aurigae-Stern ist ein Veränderlicher mit raschem unperiodischem Lichtwechsel im Umfang von 1 bis 4 Größenklassen. Die Lichtänderungen dauern entweder ohne längere Unterbrechungen an, oder sie werden durch längere Zeiten des Stillstands oder geringen langsamen Lichtwechsels abgelöst. Charakteristisch für die Klasse von Veränderlichen ist jedoch die große Variationsbreite ihres Verhaltens. Die typischen Fälle sind relativ selten; daneben aber gibt es eine große Anzahl von Sternen, denen ein typisches Merkmal fehlt, das heißt also solche mit relativ langsamem Lichtwechsel oder aber solche mit kleiner Amplitude bei sonst typischem Verhalten. Dadurch entsteht eine Unsicherheit der Zuordnung, die noch verstärkt wird durch die ebenso variablen spektroskopischen Befunde, einschließlich jener über die Leuchtkraftklassen, und die nicht weniger widersprechenden Beziehungen zur interstellaren Materie, insbesondere den Dunkelwolken. Auf diese Verhältnisse soll hier nicht eingegangen werden. Eine kurze Zusammenstellung der statistischen Daten habe ich auf dem Symposium über »Non-stable Stars« bei der Versammlung der Internationalen Astronomischen Union in Dublin gegeben [1]. Neben den atypischen Fällen der oben bezeichneten Art gibt es noch die Algolähnliche Variante mit rasch ablaufenden, aperiodisch auftretenden Lichtschwächungen aus einem mehr oder minder gut eingehaltenen hellen »Normallicht« und die U Geminorum ähnliche Variante, gewissermaßen eine Umkehrung der vorgenannten Untergruppe. Es sei dabei festgestellt, daß auch bei den typischen Sternen die »Ruhehelligkeit« im Maximum, im Minimum oder irgendwo dazwischen liegen kann, und daß im Einzelfall die Tendenz besteht, bestimmte Lagen der Ruhehelligkeit immer wieder einzuhalten.

Die im Vorstehenden dargelegten unklaren Verhältnisse spiegeln sich wieder in der Namensgebung. Folgende Bezeichnungen findet man in der Literatur:

RW Aurigae-Sterne	Orion-Veränderliche
RR Tauri-Sterne	Nova-ähnliche Veränderliche
T Tauri-Sterne	Hauptreihen-Veränderliche
Nebelveränderliche	

Dabei decken sich die einzelnen so bezeichneten Gruppen nicht unbedingt. Der Name T Tauri-Sterne, von *Joy* eingeführt, bezeichnet z. B. nur eine engumrissene Untergruppe von bestimmten spektralen Eigenschaften: Spektrum G mit Emissionslinien. Photometrisch ist T Tauri ein atypischer Fall und ein Schulbeispiel dafür, wie schwierig und unsicher die Zuordnung sein kann. Nach *Ludendorff* erinnert er in seinem Verhalten an R Coronae borealis, mit im allgemeinen langsamen Lichtänderungen. Auf meine Ver-

anlassung hat mein Mitarbeiter Paul *Ahnert* den Stern auf Sonneberger Platten der Photographischen Himmelsüberwachung in der Zeit von 1930 bis 1955 untersucht. Der Lichtwechsel war immer langsam mit einer einzigen Ausnahme: im September 1934 zeigte der Stern rasche Lichtänderungen im Umfang von 0,6 Größenklassen und verriet dadurch auch photometrisch seine Verwandtschaft zur RW Aurigae-Klasse. Die Frage jedoch, inwieweit Sterne, die photometrisch zum RW Aurigae-Typus gezählt werden müssen, spektral aber stark abweichen, z. B. der photometrisch sehr ähnliche Stern T Orionis mit den Spektren A0, hinsichtlich der Ursachen des Lichtwechsels gleichartig sind mit jenen typischen RW Aurigae-Sternen mit T Tauri-Charakter, ist völlig offen.

Ebenso zweifelhaft sind noch die Beziehungen der Veränderlichen in der Taurus-Dunkelwolke, meist K- und M-Sterne mit Emissionslinien, und der schwachen Veränderlichen im Großen Orion-Nebel zur RW Aurigae-Klasse. Damit ist die Problematik in großen Zügen aufgezeigt.

Zugleich wird die große Bedeutung sichtbar, die beim gegenwärtigen Stande der Erkenntnis der Sammlung weiteren Erfahrungsmaterials zukommt. Das bezieht sich keineswegs nur auf die sehr lückenhafte Bestimmung der Spektren, sondern ebenso sehr auf die Statistik der Sterne und auf die Erforschung der photometrischen Eigenschaften im Einzelfalle. Man beachte, daß der Beobachter hier in einer viel weniger günstigen Lage ist als bei den weitaus meisten Veränderlichen anderer Art. Bei den periodischen Veränderlichen lassen sich die Zyklen aufeinander reduzieren, und die mittlere Lichtkurve kennzeichnet das Objekt hinreichend. Unperiodischer Lichtwechsel aber verläuft in der Regel langsam, und eine mehrtätige Unterbrechung der Beobachtungsreihe schadet nichts. Ein unperiodisch-raschwechselnder Stern dagegen müßte eine Reihe von Tagen hindurch ohne Unterbrechung beobachtet werden, wenn man seine Eigenschaften kennenlernen will; man kann seine Lichtkurve nicht, wie bei anderen Veränderlichen, aus Bruchstücken zusammensetzen.

Ich hatte deshalb beschlossen, meinen Aufenthalt in Südwestafrika von Juli 1952 bis Juli 1953 u. a. dafür auszunutzen, möglichst vollständige Lichtkurven von einigen RW Aurigae-Sternen visuell zu beobachten, wofür das fast ideal gute Klima dieses Landes die besten Voraussetzungen bot. Zugleich aber sollte jeweils um die Neumondzeit eine Kette von Beobachtern rings um die Erde mitwirken, damit man die Lichtkurven auch für diejenigen Stunden zeichnen konnte, zu denen in Südafrika Tageslicht herrschte. Trotz einiger Ausfälle ist das Ziel erreicht worden. Besonders danke ich der Variable Star Section of the Royal New Zealand Astronomical Society.

Folgende Beobachter waren beteiligt:

<i>F. M. Bateson</i>	Aviatu, Rarotonga, Cook Islands
<i>A. F. Jones</i>	Timaru, New Zealand
<i>D. A. Philpott</i>	Okuku, New Zealand
<i>S. C. Venter</i>	Pretoria, Union of South Africa.

Als besonders günstig erwies sich der Umstand, daß das Wetter auf Neuseeland viel besser war als ich erwartet hatte; so ist es möglich gewesen, für eine Reihe von Neumondperioden praktisch lückenlose Lichtkurven mehrerer Sterne über jeweils 10 bis 20-Tage hinweg zu erhalten. Insgesamt standen

6010 Helligkeitswerte für 9 Sterne zur Verfügung, wobei jedoch die interkontinentale Zusammenarbeit auf 5 ausgesuchte Fälle konzentriert war, die mit 4789 Beobachtungen beteiligt sind. Auf T Chamaeleontis, einen außerordentlich charakteristischen, an allen Stationen zirkumpolaren RW Aurigae-Stern, entfallen 1822 Beobachtungen.

Es folgt eine Übersicht der Ergebnisse. Eine ausführliche Darstellung ist inzwischen erschienen, auf die wegen aller Einzelheiten verwiesen werden muß (2).

T Chamaeleontis. Fast lückenlose Lichtkurven liegen für 9 Neumondperioden 1952—53 vor, mehr lückenhafte Darstellungen aus den folgenden Jahren, da die Beobachter auf Neuseeland den Stern weiterhin überwacht haben. Bei einer summarischen Betrachtung bemerkt man 3 Grundformen des Lichtwechsels :

1. Kurvenstücke, die den Eindruck völliger Regellosigkeit machen, oft mit großer Amplitude.
2. Quasiperiodische Wellen von mehrtägiger Länge.
3. Stillstände und Abschnitte stark verminderten Lichtwechsels.

Die Formen 1 und 2 lösen einander jedoch nicht ab, sondern treten in Überlagerung auf, indem zeitweise die eine, zeitweise die andere amplitudenmäßig überwiegt. Zu manchen Zeiten wird dieser Charakter auch bewahrt unter Verminderung der Gesamtamplitude.

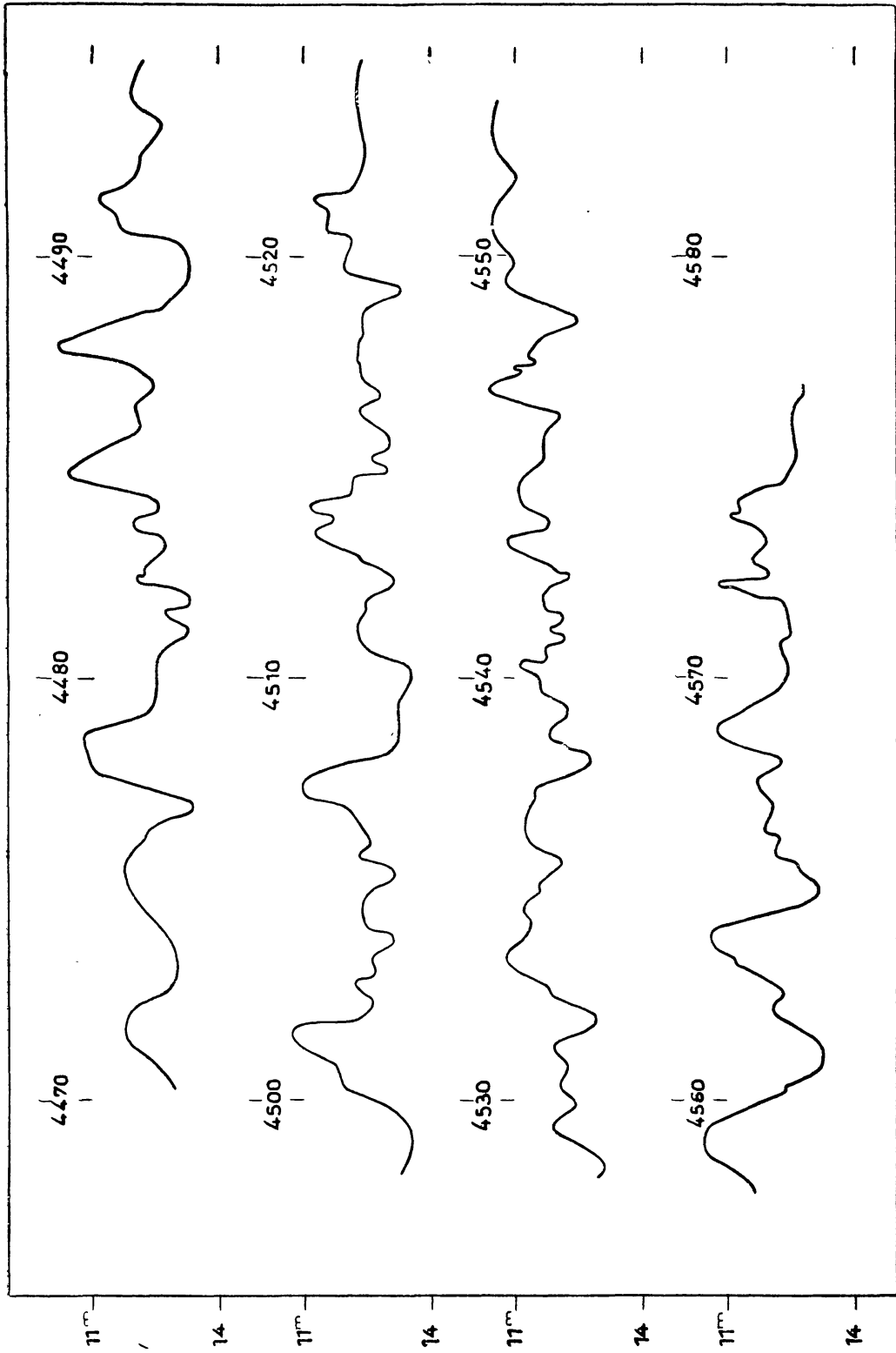
Das größte Interesse beanspruchen die quasiperiodischen Wellen, nachdem sich gezeigt hat, daß sie jeweils längere Zeit hindurch erhalten bleiben und eine Darstellung der Maxima durch instantane Elemente zulassen. Nachstehende Formeln wurden abgeleitet, wobei die Anzahl der Maxima mit angegeben ist :

I. $M = 243\ 4251,3 + 3^d4375\ E$	8 Maxima
II. $M = 243\ 4325,1 + 4,1800\ E$	6 „
III. $M = 243\ 4359,0 + 3,2323\ E$	26 „

Während der letzten Neumondperiode scheint der Wert $P = 4^d8$ angedeutet, ist aber zu schwach gestützt. In der späteren Zeit wird einmal $P = 3^d1$ erkennbar. Vier Ruhezeiten von 8^d bis 120^d Dauer sind belegt, sie beanspruchen etwa 15% Beobachtungszeit. Der Stern scheint zwei Ruheshelligkeiten zu bevorzugen; die hellere mit 10^m8 liegt wenig unter dem Maximallicht und kann praktisch als mit diesem identisch angesehen werden, die schwächere, 12^m7 , liegt um 0^m5 bis 1^m über mittlerer Minimalhelligkeit. Die Gesamtamplitude ist 10^m5 bis 13^m8 , wobei das schwache Extrem nur sehr selten erreicht wird.

RU Lupi. Der Stern war außerordentlich unruhig. Die kurzen Stillstände scheinen die Helligkeit um 10^m0 zu bevorzugen bei einer Amplitude von 9^m6 bis 10^m7 visuell. Im übrigen verhielt sich dieser Veränderliche ähnlich wie T Chamaeleontis bei stark vermindelter Amplitude. Auch hier wurden quasiperiodische Wellen vorgefunden und die beiden folgenden Systeme aufgestellt :

I. $M = 243\ 4261,5 + 3^d5457\ E$	8 Maxima
II. $M = 243\ 4537,6 + 3,8375\ E$	7 „



T Chamaeleontis

Die periodischen Bestandteile bestimmen die Lichtkurve jedoch in viel geringerem Maße als bei T Chamaeleontis.

RY Lupi. Der Stern verhält sich wesentlich anders als die beiden vor dem behandelten. Kennzeichnend sind lange Stillstände bei einer Helligkeit, die wenig unter dem Maximum liegt. Nur selten zeigt er die typischen starken Schwankungen mit Amplituden bis zu 2^m . Erhebungen über das bei $9^m.8$ bis $10^m.0$ liegende »Normallicht« sind selten, spitze Minima von sehr verschiedener Breite und Tiefe dagegen häufig. Der Veränderliche steht damit zwischen den Prototypen RR Tauri und dem »algolähnlichen« BO Cephei nach der Typologie von *Schneller* [3]. Periodische Wellen sind selten; wo sie aber angedeutet sind, haben die Zyklen wieder eine Länge von 3 bis 4^d . Dem Charakter des Sterns entsprechend sind es die Minima, die periodisch auftreten. In einem der Abschnitte ist der Lichtwechsel völlig regellos.

AK Scorpii. Während der Beobachtungsperiode 1937—38 zeigte dieser Stern Verwandtschaft zu den »algolähnlichen« Veränderlichen. Die Beobachtungsreihe 1952—53 läßt ein anderes Verhalten erkennen. Der Lichtwechsel weist von 10^d bis 15^d Länge auf, denen kleine rasche Schwankungen überlagert sind. Eine Periodizität der letzteren ist kaum erkennbar; die Zyklen von 1^d bis 3^d Länge unterliegen einem raschen Wechsel. Zeitweilig fehlen sie, und die Lichtkurve verläuft über eine Reihe von Tagen glatt.

Y Leporis. Dieser Stern mit dem Spektrum M 4 III hatte nach dem photographischen Material 1935 bis 1938 zeitweise rasche Änderungen und unruhigen Verlauf der Lichtkurve gezeigt. Die visuellen Beobachtungen 1952—53 ergaben Wellen von 50^d bis 60^d Länge mit Amplituden von $0^m.4$ bis $1^m.0$, doch ohne Periodizität über eine größere Anzahl von Zyklen. Die Zuordnung des Sterns ist zweifelhaft.

Die folgenden 4 Sterne wurden nach visuellen Beobachtungen des Verfassers allein und nach den Befunden auf photographischen Platten bearbeitet.

50.1929 = V 350 Orionis. Der Veränderliche ist ein RW Aurigae-Stern mit mehreren Ruheshelligkeiten, sodaß er sich manchmal wie ein U Geminorum-Stern, manchmal wie ein BO Cephei-Stern verhält. Die visuellen Beobachtungen von 1952—53 zeigten ihn nahe dem schwachen Ruhelicht ohne stärkeren Wechsel.

S 4799 Phe ist ein typischer »Algol—ähnlicher« Veränderlicher mit gut eingehaltenem Normallicht bei $9^m.25$, von dem aus Erhellungen um $0^m.2$ und Schwächungen um $0^m.25$ relativ selten sind. Die Amplitude ist demnach kaum $0^m.5$.

S 4800 Phe unterscheidet sich nur wenig von dem $0^d.8$ entfernt stehenden vorbehandelten Stern. Die Amplitude ist auch nur $0^m.5$, die Lichtkurve aber verläuft zeitweilig etwas unruhig.

S 4801 Phe gehört zu derselben Gruppe nach Ort und Charakter. Die Amplitude ist $10^m.2$ bis $10^m.8$, der Lichtwechsel verläuft in Wellen, denen zeitweise rasche Schwankungen von $0^m.2$ Amplitude überlagert sind. Er ist damit als typischer Y Leporis-Stern zu bezeichnen.

Die 9 hier beschriebenen Sterne stellen eine stetige Folge von Untertypen dar, die von der extremen RR Tauri-Form bis zur Y Leporis-Variante reicht. Das Vorkommen von Übergangsformen zwischen den Untertypen von Schnellers Klassifikation scheint hier recht deutlich aufgezeigt, und wenn auch die eingangs gestellte Frage nach den Beziehungen zwischen den photometrisch recht unterschiedlichen Subtypen damit nicht erschöpfend beantwortet ist,

ergeben sich doch Hinweise auf mögliche, physikalisch begründete Verwandtschaften.

Für die Theorie dürfte von Bedeutung sein, daß das Auftreten eines hellen Ruhelichts, wie es für die BO Cephei-Sterne charakteristisch ist, doch auch bei den eigentlichen RW Aurigae-Sternen häufiger vorkommt, als man bisher annahm. Mit der Vorstellung, daß der Lichtwechsel, wie bei den Flare Stars, den U Geminorum-Sternen und den Novae durch Eruptionen hervorgebracht wird, ist dieser Befund nicht ohne weiteres vereinbar.

Endlich sei noch kurz auf die quasiperiodischen Wellen eingegangen. Ähnliche Erscheinungen sind in der Astrophysik nicht unbekannt. Sie zeigen sich auf dem absteigenden Ast mancher Novae und, mit größeren Periodenwerten bei den Veränderlichen des EM Cygni-Typus, wovon bisher aber nur 3 Fälle bekannt sind. Auch die nahezu, aber nicht streng periodischen CN Orionis-Sterne, die eine Untergruppe des U Geminorum-Typus darstellen, sind heranzuziehen. Bei allen diesen Objekten handelt es sich sehr wahrscheinlich um Hauptreihensterne.

Legt man ein Sternmodell von der Art der Sonne zugrunde, was auch durch den Spektraltypus der T Tauri-Sterne gerechtfertigt scheint, so würde die Periode der Eigenschwingung, falls der ganze Stern pulsiert, bei $\sim 0^d.1$ liegen. Daß die bei RW Aurigae-Sternen beobachteten Perioden sehr viel länger sind, kann so verstanden werden, daß nur ein Teil des Sterns pulsiert. Man gelangt zu einer einleuchtenden Vorstellung, wenn man annimmt, daß die Expansionen anisotrop erfolgen, also nur einen Teil der Oberfläche der Gaskugel einbeziehen. Dies wird verständlich, wenn man Unstetigkeiten der Energieerzeugung heranzieht in relativ oberflächennahen Schichten des Sterns. Nur so wird hier und bei den anderen Typen, die ähnliches Verhalten zeigen, die Veränderlichkeit der Perioden zu erklären sein. Man kann nicht annehmen, daß ein ganzer Stern sein Trägheitsmoment ändert, wohl aber daß die Partialschwingungen manchmal größere, manchmal kleinere Teile der äußeren Schichten des Sterns einbeziehen. Eine Beziehung zwischen Periodenlänge und Amplitude läßt sich nicht nachweisen. Zwar scheint bei T Chamaeleontis nach den 3 Formeln die kleinere Amplitude zur längeren Periode zu gehören, aber die am Ende meiner Beobachtungsreihe in Erscheinung tretende Periode von $4^d.8$ hat gerade die größten Amplituden von etwa $2^m.5$, und auch die Kurve von RU Lupi widerspricht jener Regel. Sehr merkwürdig ist die mehrfach gut belegte Verdoppelung des Periodenwertes, derart, daß die dazwischenliegenden Maxima entweder unterdrückt oder sehr flach sind. Dies deutet auf die Überlagerung zweier Frequenzen hin die sich um eine Oktave unterscheiden. Die Lichtkurve in ihrer Gesamtheit macht den Eindruck, daß sich Partialschwingungen verschiedener Amplitude und verschiedener Perioden auf eine sehr komplizierte Art überlagern, daß die eine Welle abklingt und eine andere neu entsteht, daß aber in der Endwirkung gewisse für den Stern charakteristische, d. h. von seiner Masse und seinem Aufbau bestimmte Periodengrenzen eingehalten werden. Durch diese Vorgänge könnte auch ein Rotationseffekt überdeckt oder stark verschleiert werden. Den gesamten Lichtwechsel auf diese Weise zu erklären, ist kaum möglich in Anbetracht der großen Amplituden. Wenn man aber als Ursache der Erscheinungen rasch ablaufende Unstetigkeiten der Energieerzeugung in oberflächennahen Schichten annimmt, wird verständlich, daß daneben turbulente Massenverlagerungen und Vorgänge von der Art der Solar Flares

auftreten müssen, die zusammen mit den Partialschwingungen sind, das Verhalten dieser Sterne unserem Verständnis näherzubringen.

Literaturhinweise

1. C. Hoffmeister, On RW Aurigae Type Stars and related Types. International Astronomical Union Symposium No. 3, Non-stable Stars, p. 22.
 2. C. Hoffmeister, Über das Verhalten von drei typischen und sechs atypischen RW Aurigae-Sternen. Veröffentl. Sternwarte Sonneberg 3 Nr. 3, 1957.
 3. H. Schneller, Geschichte und Literatur des Lichtwechsels der Veränderlichen Sterne. Zweite Ausgabe. 3. Band p. V–IX, 1952.
-

COMPARISON BETWEEN THE VISUAL AND PHOTOGRAPHIC LIGHT CURVES OF SOME RV TAU STARS AND NOTES ON T TAU AND RW AUR STARS

by P. AHNERT, Sonneberg

It is a well-known fact that pulsating stars of later spectral type show a displacement of phase between visually and photographically observed minima and maxima.

RV Tauri-stars show the same phenomenon but owing to their frequently disturbed light curves these displacements differ from one another.

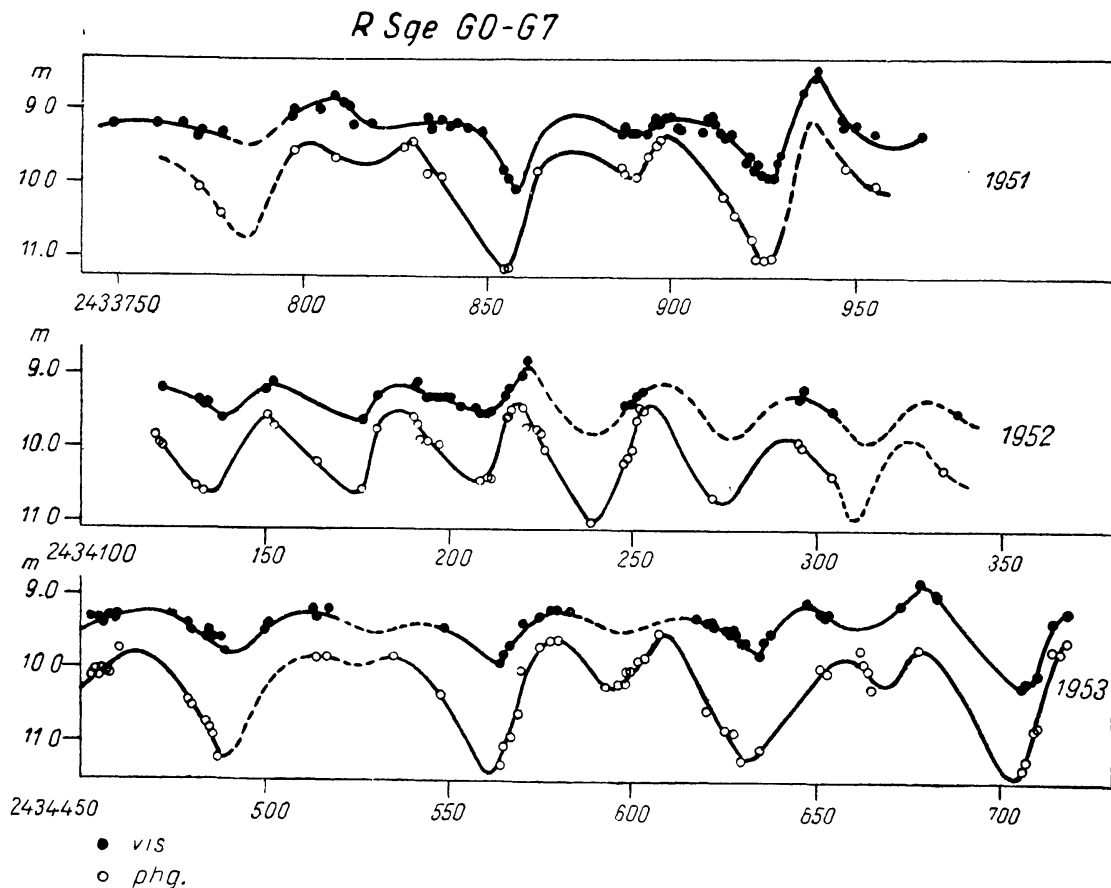


Abb. 1

In most cases the photographically observed minima precede the visually observed ones but in some single cases they might happen at the same time.

In the years 1951 to 1953 I found for the limited material :

$$t_{\min_{\text{vis}}} - t_{\min_{\text{ph}}} \text{ of } R \text{ Sge} = + 2^{\text{d}}4 \pm 0^{\text{d}}9$$

$$,, \quad ,, \quad ,, \text{ V Vul} = + 2,2 \pm 3,0$$

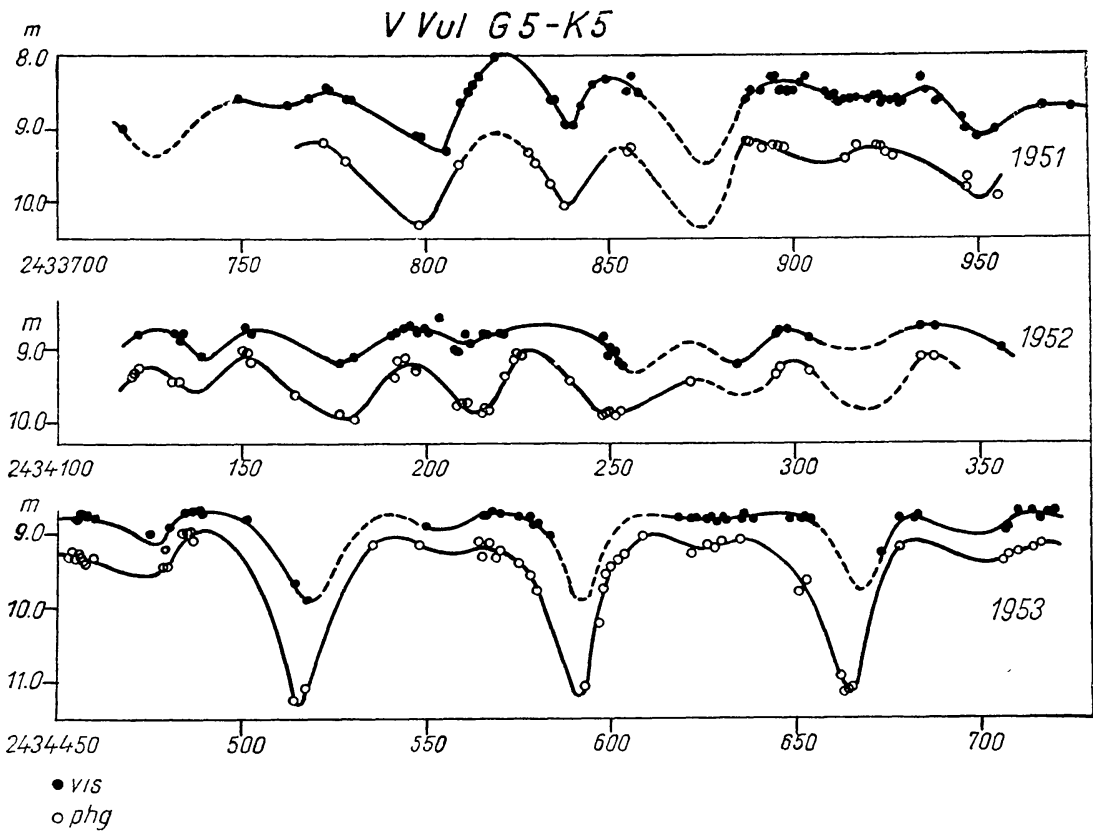


Abb. 2

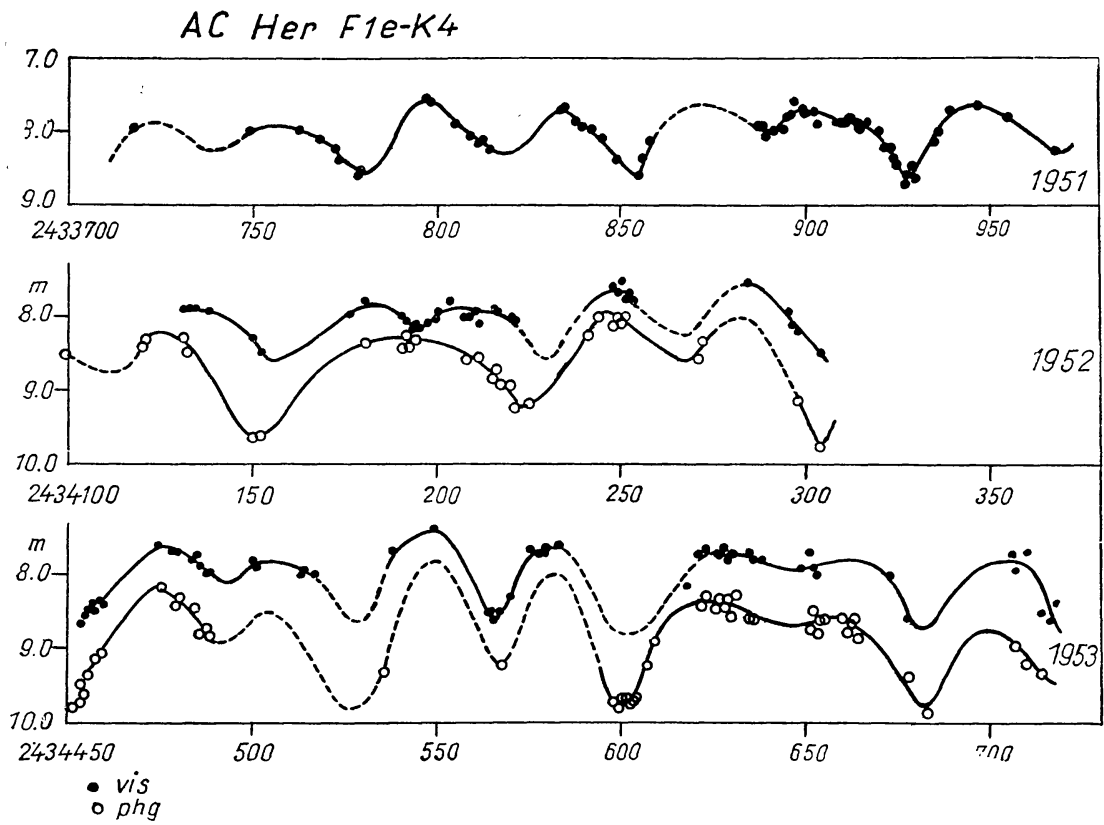


Abb. 3

CoKon0042

The minima of AC Her follow the same rule, but there are too few well observed minima, so I could not derive an exact value of the displacement.

The maxima of each star show the same tendency, although they are mostly flat and not exactly to define.

In an investigation by *Shdanova* and *Zessevich* the mean photographic and visual light curves of some RV Tau-stars have been compared. I may direct your attention to the individual course of both curves: The course can be very different, especially the maxima and the secondary minima can appear in a very different shape. Therefore, also the course of the colour-index must be rather irregular, and not at all an accurate function of the phase or the brightness of the star. Only in general can be said that the colour-index is larger at the time of the minima than of the maxima.

Accidentally in these short series of observations the change of primary and secondary minima takes place twice: With R Sge and V Vul. In each case the change is introduced by a flattening of the primary minima till both kinds of them are nearly of the same depth. After some cycles the former secondary minima become deeper until the characteristic shape of the RV Tau light curve is reestablished.

Now I may show you some photographic light curves of *T Tauri* and *RW Aurigae* stars. I have selected stars of different spectral type, hoping that any correlation might be found between the spectral class and the type of light variation. But I must confess that no relation can be stated.

I distinguish two species of these stars, only with regard to their photometric characteristics:

- (I) Rapid, totally irregular changes of light with large amplitude (2 to 4 magn.)
 - (a) without standstills (prototype RW Aur)
 - (b) mostly bright with small, slow fluctuations and occasional short, deep, and irregular minima (WW Vul)
- (II) Mostly slow changes of light with small amplitude ($< 1^m.0$, similar μ Cep), interrupted by more rapid fluctuations also of small amplitude ($< 1^m.0$) (prototype T Tau).

I quote for these types the following stars:

I a	V Sge (Ob)	II	CT Tau (Ao)
	RR Tau (A2e II—III)		UX Ori (A2e)
	CQ Tau (F5)		BN Ori (A7)
	RW Aur (dG5)		RY Tau (dG6e)
I b	WW Vul (A2)		T Tau (dG5e)
		peculiar	EM Cyg (?)

V Sge is an old Nova, not an RW Aur-star but photometrically it resembles mostly the prototype RW Aur.

RR Tau seemed to be a real member of the RW Aur-group — in relation to its light curve — but now the new spectral classification makes this assumption doubtful.

CQ Tau has nearly the same amplitude as the following

RW Aur, but its fluctuations seem to be a little slower than the jumps of the prototype star. The spectrum F5 is not contradictory to the right RW Aur-character.

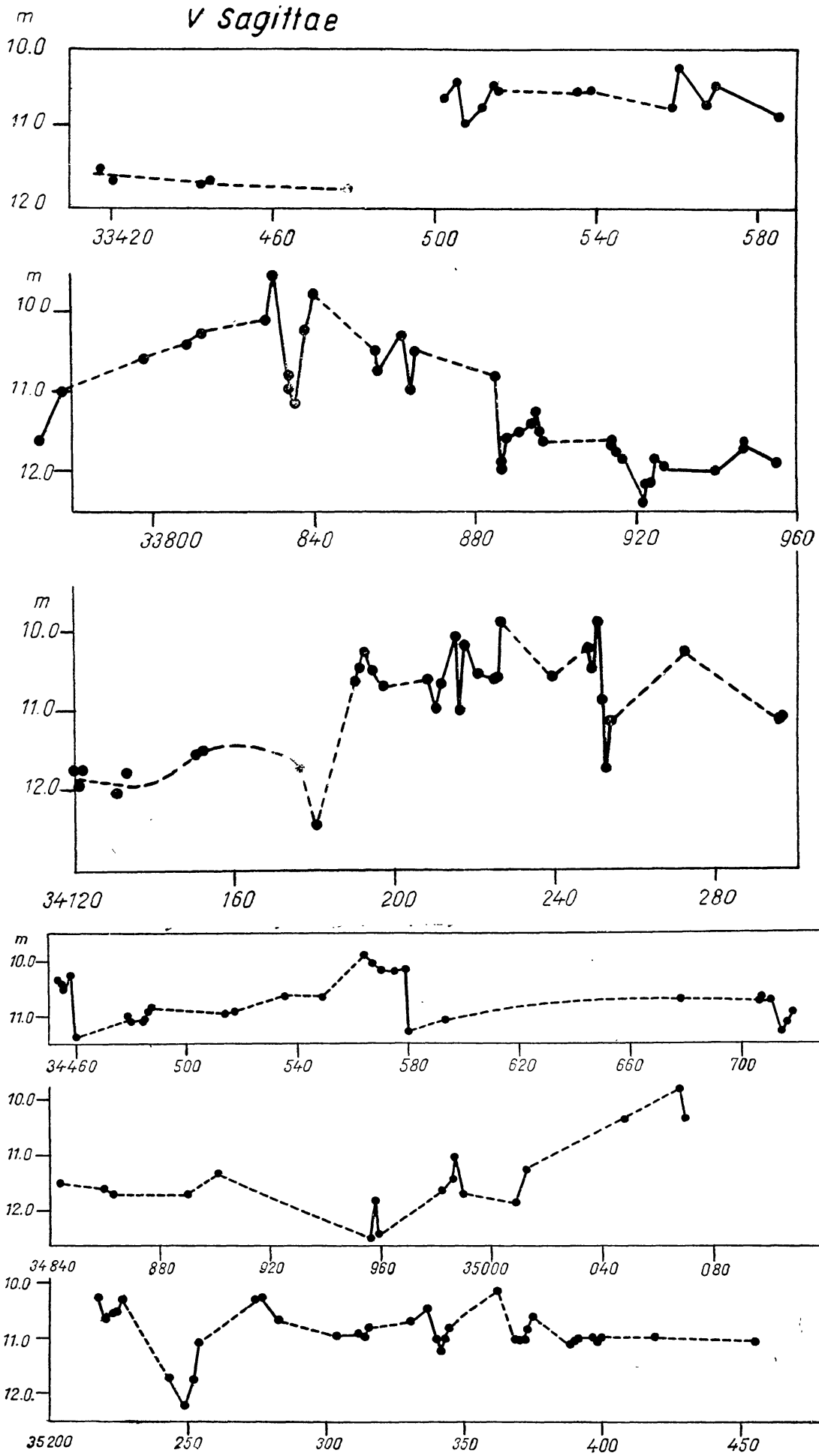


Abb. 4. *V Sagittae* 1950—1955

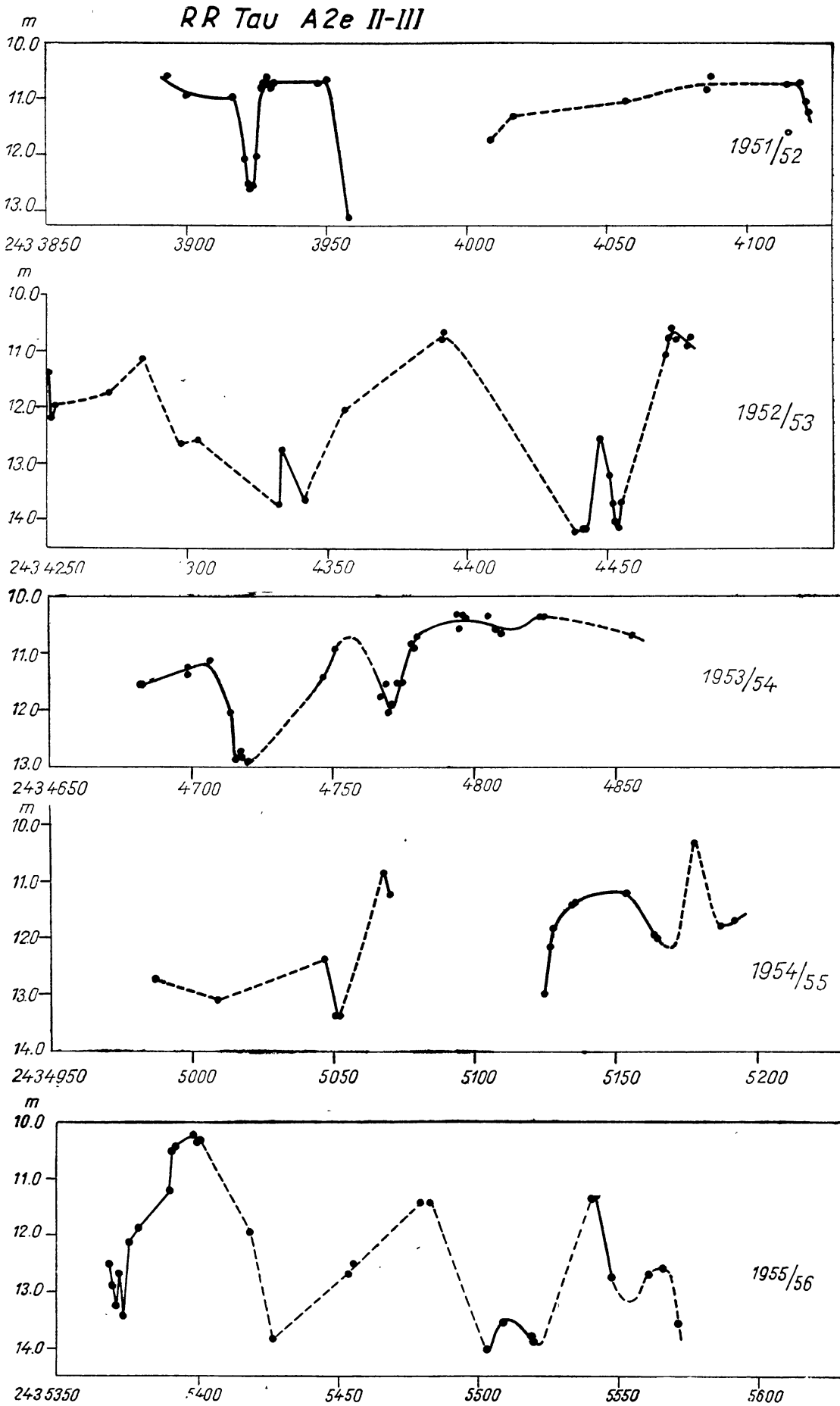


Abb. 5. RR Tauri 1951-1956

CoKon0042

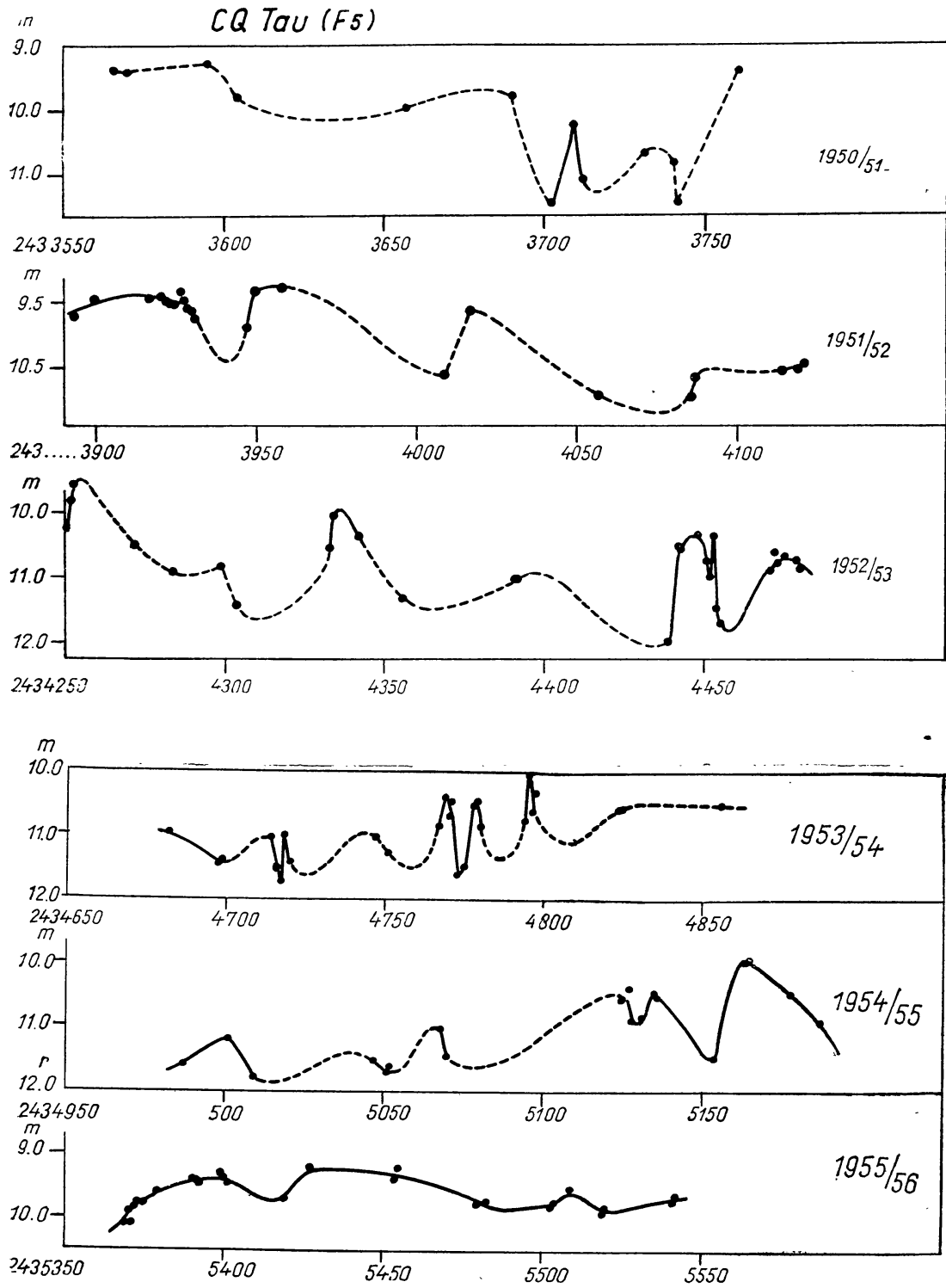


Abb. 6. CO Tauri 1950-1956

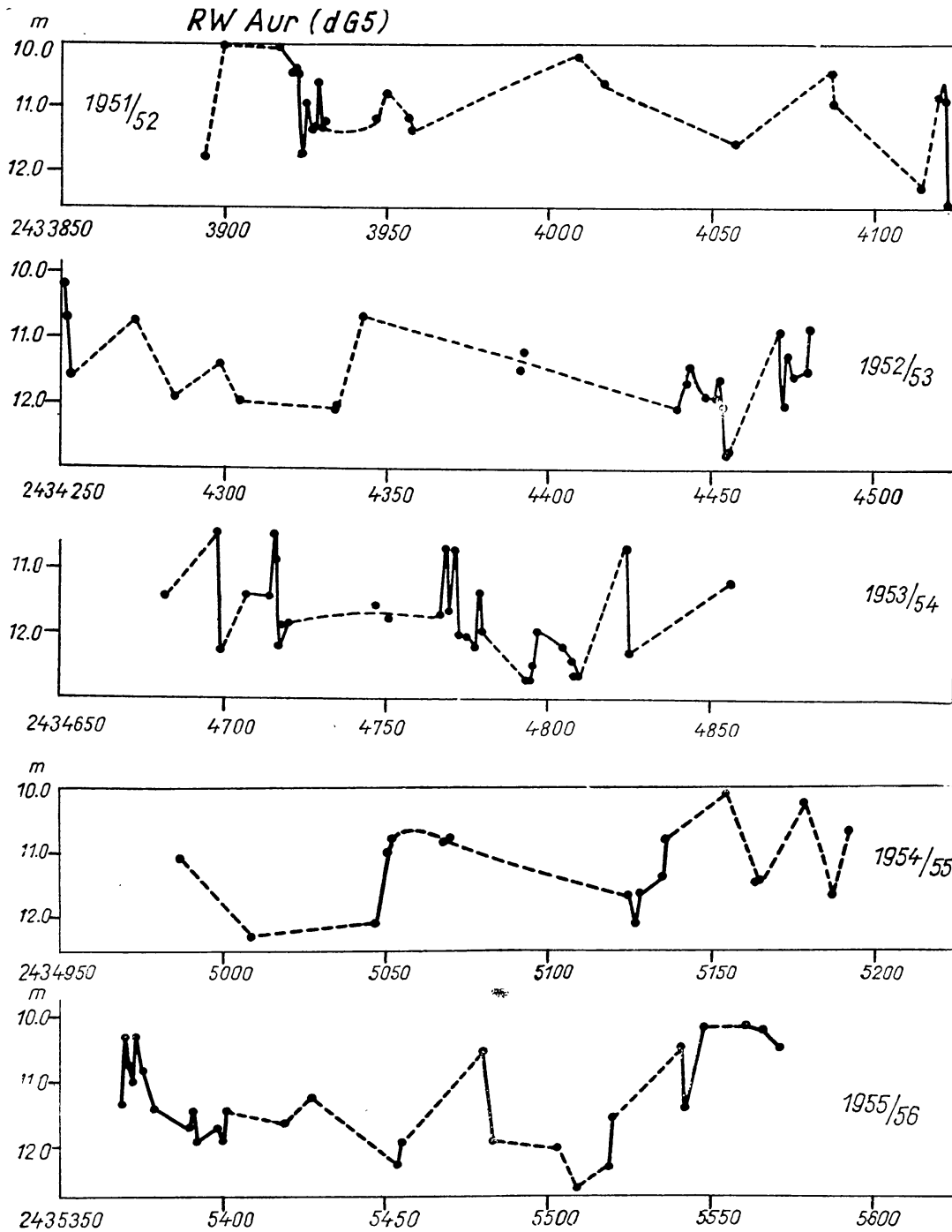


Abb. 7. RW Aurigae 1951—1956.

WW Vul sometimes resembles the stars of group II when its light changes are small and slow; but at other times it turns very rapidly faint and bright again. After such an algal-like minimum a rapid and irregular fluctuation might follow.

The quickest star of the second group is *CT Tau* with the earliest spectrum A0, whereas all the other members of this group with spectra of A and G show only occasionally rapid fluctuations, most of them resemble μ Cep.

EM Cyg, probably an old Nova, is also a remarkable star, photometrically between the two groups. Sometimes it shows semi-periodic waves, almost similar to μ Cep, sometimes it fluctuates irregularly, and now and then it flares for somedays.

At last I have light curves of two U Gem-stars. I may show that sometimes other well defined kinds of variable stars can also behave unusually.

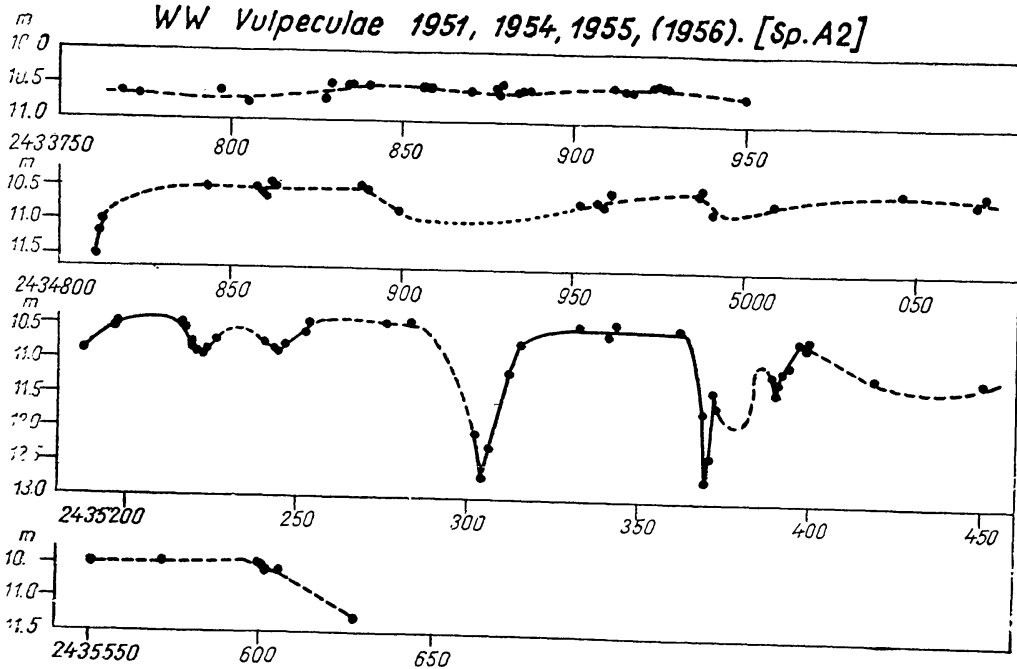


Abb. 8

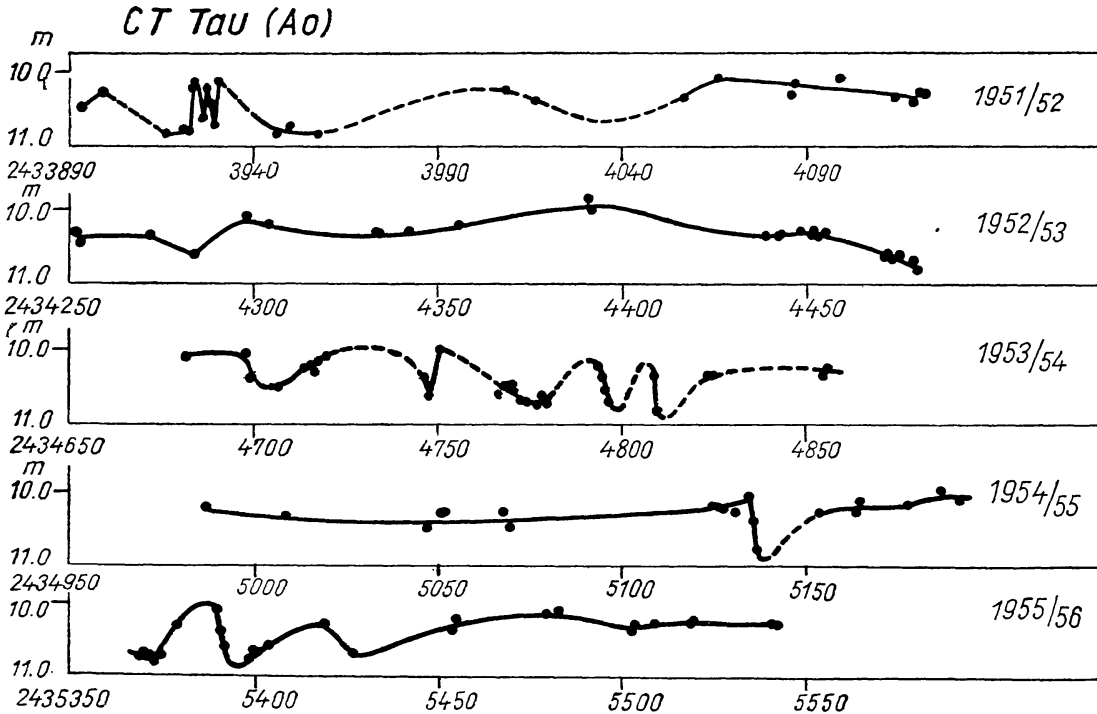


Abb. 9

CoKon0042

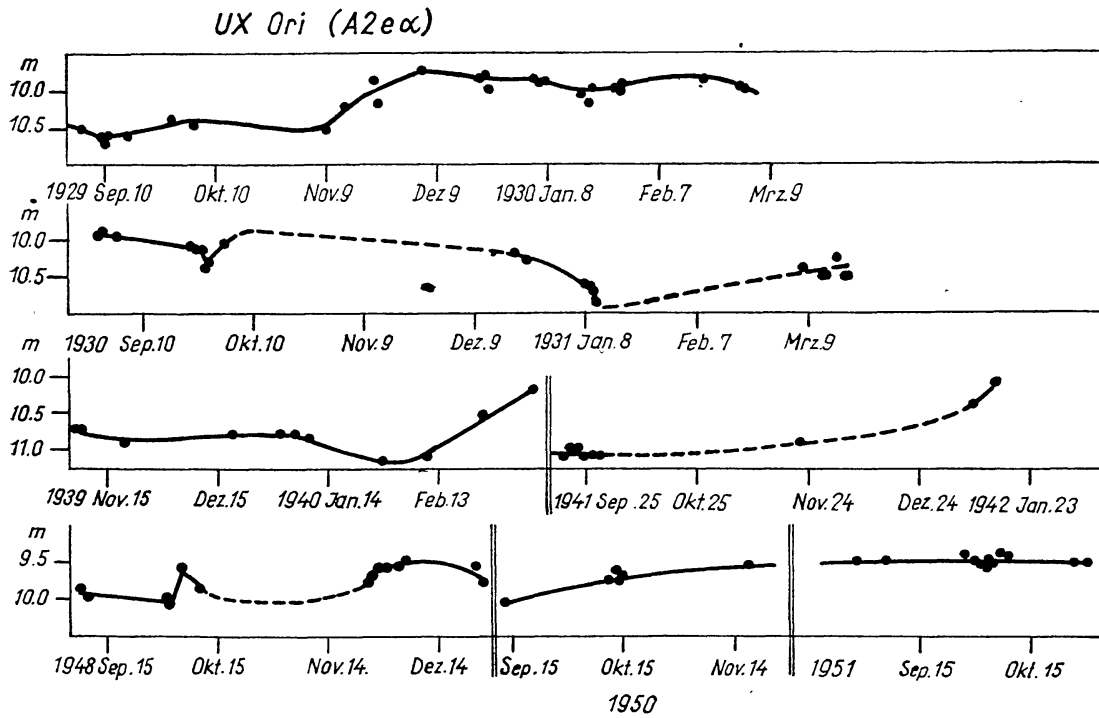


Abb. 10

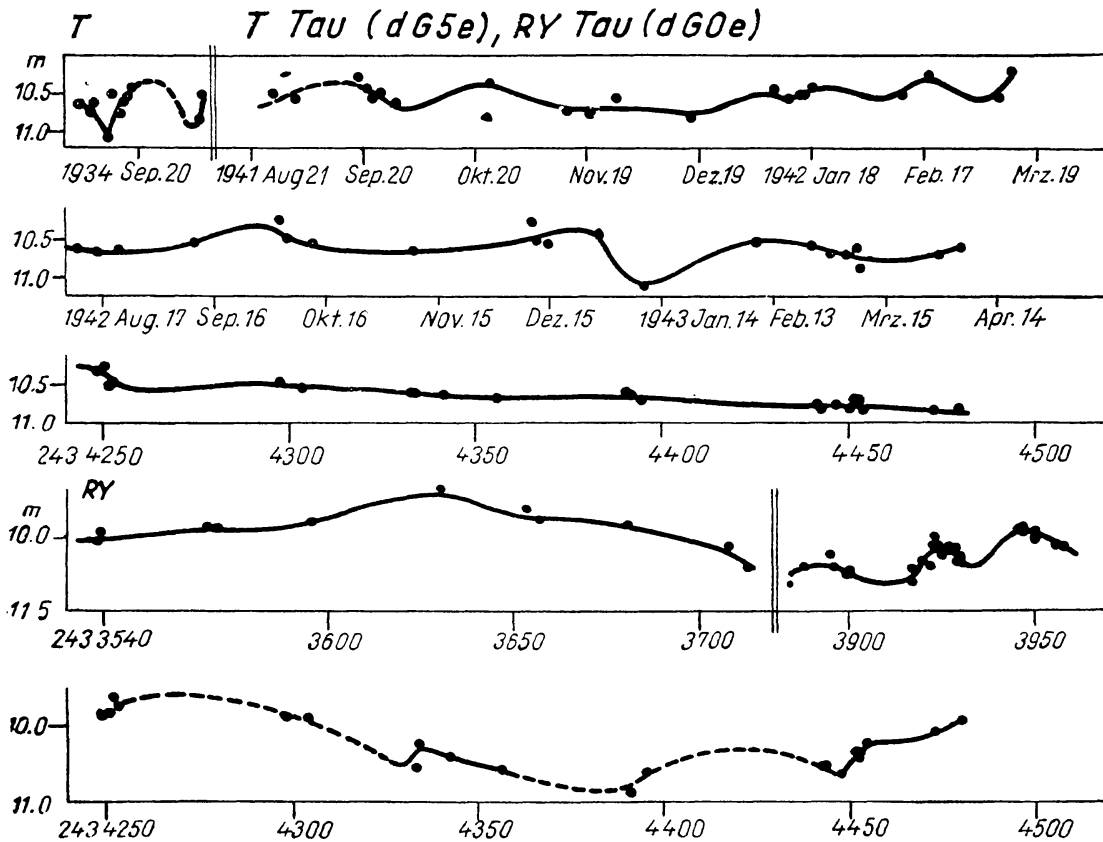


Abb. 11

EQ Mon showed during 3000^d a period of about fourteen days, so well followed, that a mean light curve could be drawn. In the following time the star becomes irregular again.

SS Cyg resembles now and then for a few weeks an RW Aur-star with short fluctuations of different amplitudes.

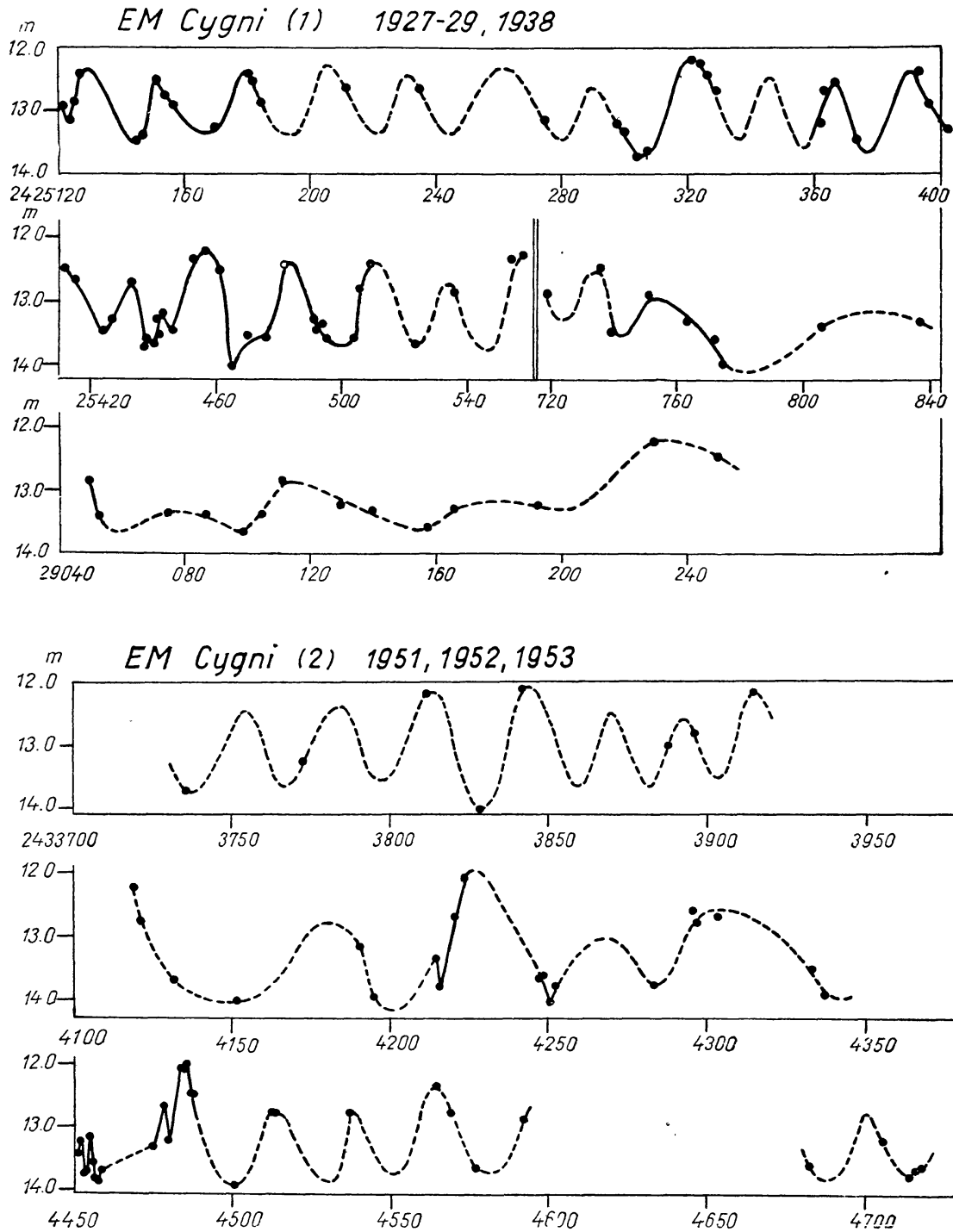


Abb. 12

CoKon0042

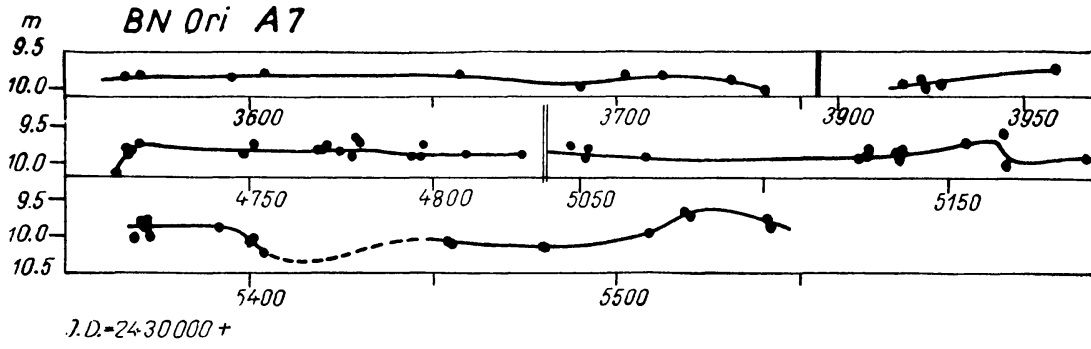


Abb. 13

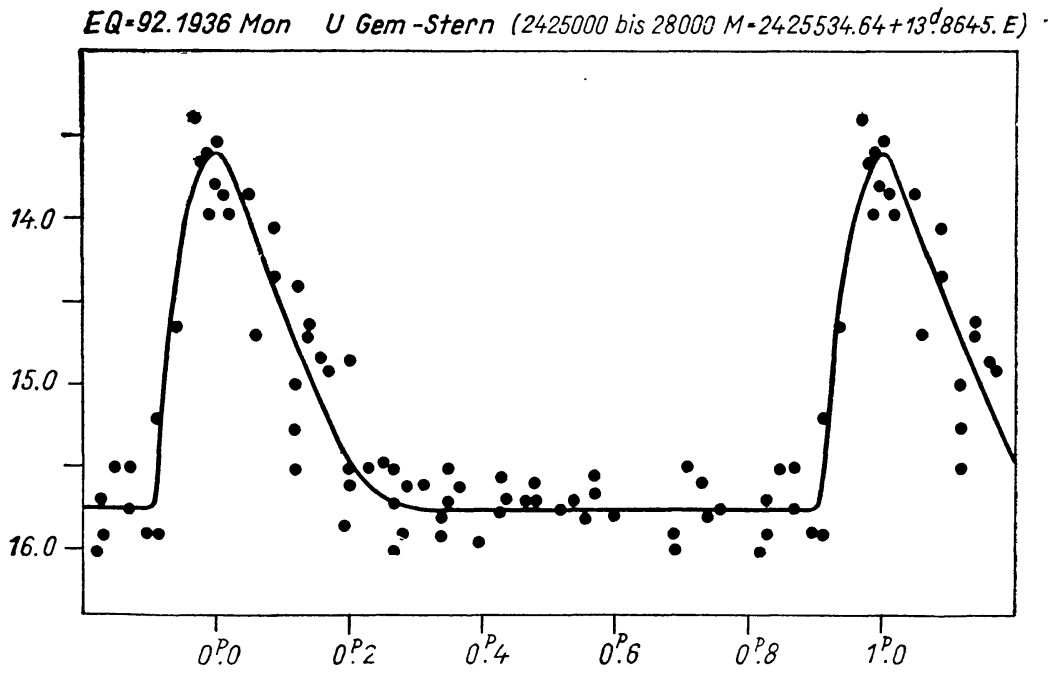


Abb. 14

THE INVESTIGATIONS ON VARIABLE STARS EXECUTED AT THE TORUŃ OBSERVATORY

by W. IWANOWSKA, Torun

In the programme of spectrophotometric investigations of the stellar population effects a series of long period variables has been investigated by *W. Iwanowska*. In the spectra taken in very small dispersion of about 1000 Å/mm the depressions corresponding to the red and yellow TiO bands at λ 6150, 5750 and 5530 Å appear to be slightly enhanced in the variables of high velocity when compared with the green TiO bands. The effect is supposed to be caused by the VO and ScO bands overlapping with the red and yellow TiO bands. Since an enhancement of atomic V and Sc lines has been previously found in the spectra of high velocity stars, it is probable that there are abundant differences of these elements in stars of different populations. It is intended to investigate the VO bands in the near infrared where they are not considerably blended. It is hoped that these bands may supply a practical criterion of populations among the long period variables.

In the same programme an investigation on the spectra of RV Tauri stars is undertaken by *S. Grudzińska*. *H. Tomasik* is investigating the carbon stars.

A study of the colour indices of a sequence of short period variables of different populations is executed collectively by the members of the Observatory staff with the aim of establishing a colour temperature scale for these stars and proving its relation to the period. Following stars are nearly completed: EH Librae, DH Pegasi, VZ Cancrī, SW Andromedae, RZ Cephei, XZ Cygni, RR Lyrae, TU Ursae Maioris, SU Draconis.

PHOTOGRAPHIC RESEARCHES ON NOVAE AND DWARF VARIABLES
MADE AT THE OBSERVATORIES OF LOJANO AND ASIAGO

by L. ROSINO, Asiago
(Abstract)

Several old-novae and U Gem variables have been the object of photographic survey with the 24-inch Zeiss Reflector of Lojano, since 1937. The results obtained are shortly exposed and some suggestions for further work are given. Nova DQ Herculis was observed with the 48-inch telescope of the Asiago Astrophysical Observatory after the discovery of Walker; improved elements were derived and the effect of the nebular envelope, which surrounds the star, on the amplitude of the eclipses was studied. Finally some results are given of the systematic survey of rapid variables (flare stars) in Orion Nebula and NGC 2264.

SOME RESULTS OF STUDIES ON ECLIPSING VARIABLES

by S. PIOTROWSKI, Warsaw

The present communication deals with certain results of studies on eclipsing variables conducted in the Warsaw Observatory.

In the years 1947—48 I worked out¹ an analytical method of determining the intermediary orbit of an eclipsing system. It is characteristic for this method that from the first beginning we apply the fundamental equation of the problem to individual normal points and we do not use the free-hand curve at all. It is because of the mentioned character of the method that we are able to weight in a rational way individual equations and we obtain the elements of the system with their mean errors using the least squares algorithm. In this way we get from the outset an insight into the determinacy of the problem ; moreover we can judge whether the degree of approximation is sufficient for applying the — rather laborious — method of differential corrections. The method I am speaking of was applied several times by different authors — most often in the form and with modifications given by *Z. Kopal* in his monograph „The Computation of Elements of Eclipsing Binary Systems”².

In the last months we applied in Warsaw this method — together with the method of differential corrections in the final stage — to the eclipsing system WW Aur. Our results must be still regarded as preliminary. The observational material consisted of photoelectric observations in two colours executed with the photometer with the 1P21 cell of the Cracow Observatory. The observations were executed by myself and my collaborators (in the first place *A. Strzalkowski*) in Cracow ; the reductions and computations were performed in Warsaw by *K. Serkowski* and *B. Jun*.

We had at our disposal more than 1500 sets obtained in the years 1948—51 during 33 evenings. Each set consists of 4 readings of the galvanometer on the variable star (2 through the yellow filter and 2 through the violet one) plus 4 analogical readings on the comparison star plus galvanometer readings of the dark current and of the sky background (in yellow and violet). There is a certain peculiarity in the manner in which the individual sets were grouped into „supersets” called observations. We had namely divided the light curve in equal intervals of 0^p.004 (it is nearly 0^p.01) and from all sets (on the average 3) from the same night falling in the given interval one observation was formed. Nearly 500 observations in each colour were obtained — and these observations will be published.³ Observations from different nights and pertaining to the same phase-interval were afterwards grouped into normal points. Outside eclipses the intervals were taken of course greater.

The light curve shows two minima of nearly equal depth (about 0^m.7) ; there is a small ellipticity (the coefficient of $\cos^2 \vartheta$ in light units being 0,014) and no observable reflection. Though both components are of the same spectral

type (A7) variations of colour index are clearly visible in the primary minimum : the star is growing redder at mid-eclipse by about $0^m.05$; no variations are detectable in the secondary minimum. There is one interesting feature of the curve of colour variations : just after the beginning and just before the end of the primary minimum the star is bluer than outside eclipses. It is worth-while noticing that the same is true for the system U Oph according to photoelectric observations of *N. L. Magatashvili*.⁴

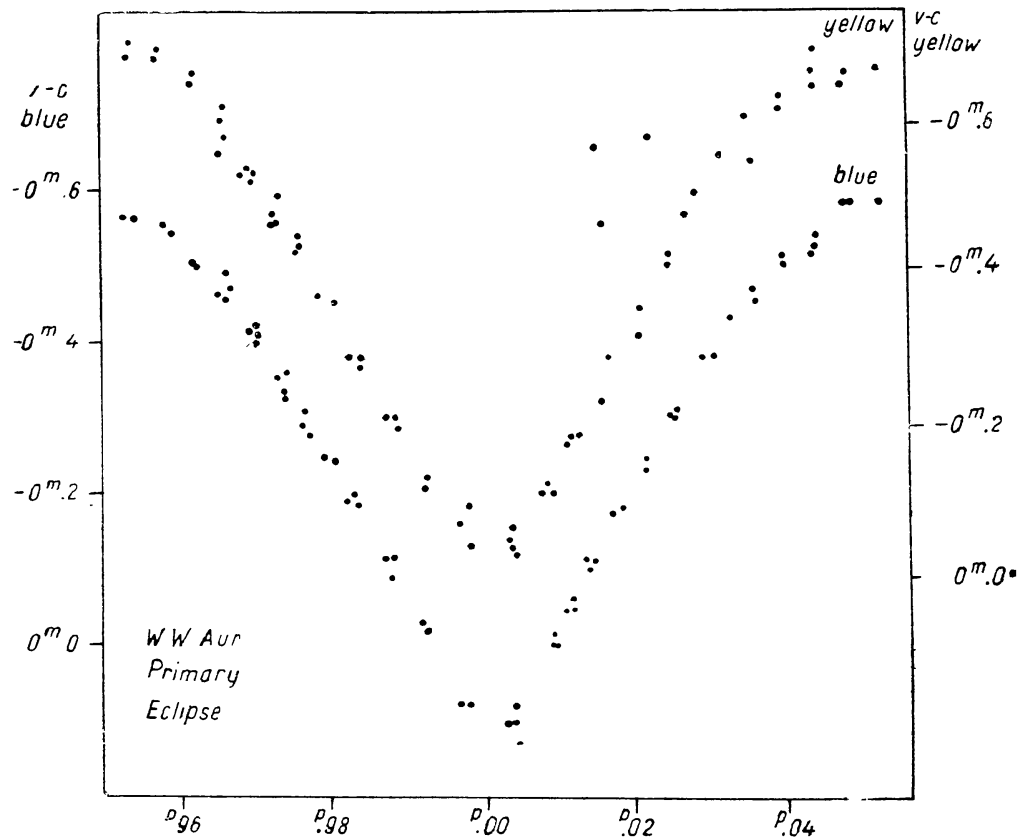


Fig. 1. WW Aur. The light curve in primary minimum

Few years ago the light variations of WW Aur were observed photoelectrically (but without filters) by *C. M. Huffer* and the elements of the system were determined by *Z. Kopal*.⁵ It is recomforting to see that the system of elements determined by Kopal differs but little from our system, though the observational evidence on which the computations of American authors are basing is in one respect essentially different from Warsaw data. The point is that Kopal used when determining the elements the ratio of brightnesses of both components obtained by *R. M. Petrie*⁶ from spectroscopic observations. Our analysis of Petrie's determination convinced us that his value of L_a/L_b is not reliable and thus in Warsaw we have used only our own photometric data. Though the rejection of spectroscopic observations considerably diminished the determinacy of the problem (one may notice that Kopal had from the first beginning a practically fixed value for L_a/L_b — and in consequence, for k) our results concerning the geometric elements of the

system agree rather well with those of Huffer and Kopal (the greatest difference is of course in k).

Perhaps the most valuable result of our computations is the relatively well determined value of the difference of limb darkening coefficient in the violet and yellow light (approx. 4200 Å and 5300 Å). The assumed, starting value of this coefficient, common for both components and both colours was 0,6; the difference came out $\frac{1}{2} \Delta u = 0,09 \pm 0,03$, the star discs being more darkened in violet light.

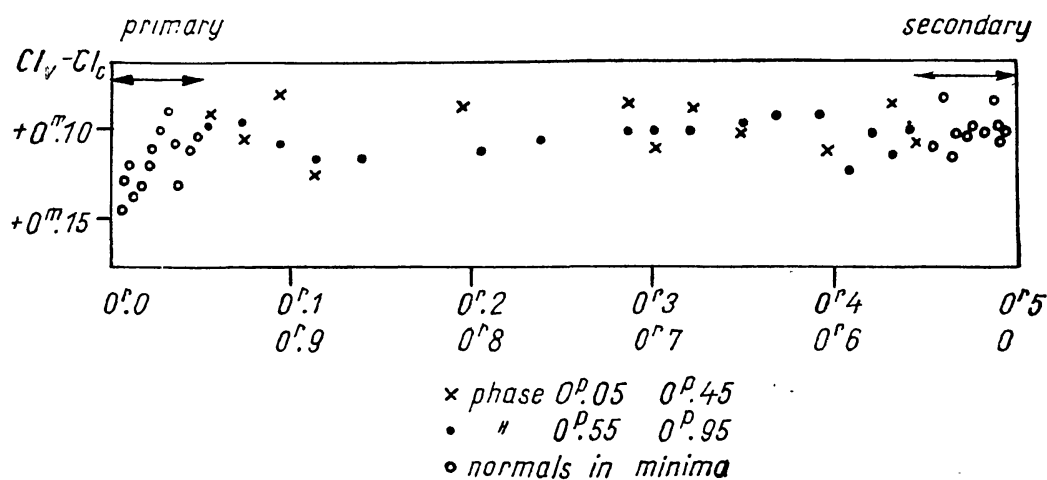


Fig. 2. WW Aur. The curve of colour variations

In the end of my communication I would like to point at one fact concerning not the system WW Aur itself but the algorithm employed. The values of the elements obtained during the intermediary orbit determination and these computed by the method of differential corrections agree satisfactorily; the same is not true for mean errors obtained in both stages of computation. I know from private communications (in particular from Z. Kopal) that the same fact was noticed by other computers. So this point needs an elucidation.

Budapest, August 1956.

¹ Ap. J., 106, 472; 108, 36; 108, 510.

² Harvard Observatory Monographs No. 8, 1950.

³ Acta Astronomica, Vol 6 (in press).

⁴ Abastumani Bull., 10, 21, Table VI, 1947.

⁵ Ap. J., 114, 297, 1951.

⁶ Publ. Dom. Ap. Obs. Victoria, 7, 205, 1939.

NOTES ON SOME ECLIPSING AND VISUAL BINARIES

by T. HERCZEG, Budapest

The subsequent paper deals with three different topics, presenting :

1. observations of the well-known eclipsing binary VV Cephei ;
2. notes on the duplicity of Nova DQ Herculis (1934) and
3. discussions of two interesting and problematic visual pairs.*

1. Photoelectric observations of eclipsing binaries

First I shall give a short account about current observations of eclipsing binaries at the Budapest Observatory. The following stars are in the observational program of various observers :

λ Tauri, VW Cephei (*Dr. Detre*)

GO Cygni (*Ozsváth*)

SX, TT and BF Aurigae (*Herczeg*).

The photoelectric light curve of λ Tauri and VW Cephei are practically complete and a discussion will be soon published. Measurements made till now of the four other above mentioned stars are giving a very fragmentary light curve only.

Besides these stars we are observing regularly the eclipses of Zeta Aurigae-type double stars. Observations of the 1950 and 1955—56 eclipses of Zeta Aurigae are reported elsewhere. The session of to-day give an opportunity of publishing my two-colour photoelectric observations of VV Cephei.

I observed the present eclipse of VV Cephei with the 1P21 tube attached to the 24-inch reflecting telescope in blue and ultraviolet light in order to get a lightcurve of eclipse which is as free as possible from the erratic changes of the M-type component. These measurements will be included into wide-spread co-operative program organised by *Dr. F. B. Wood*, but for the sake of completeness I give here the results of 19 observations made between July 5 and September 22, 1956.

The Budapest observations fall on the descending branch and seem to indicate the beginning of constant phase.** Measurements before July 5 were, unfortunately, prevented by the delayed silvering of the 24-inch mirror and (primarily) by unfavourable weather.

The filters used are Schott BG 12 and Schott UG 1 ; the isophotic wavelength is 4340 Å in blue light, in ultraviolet it is not yet determined.

It would be premature to discuss these measurements without taking into considerations the observations made elsewhere. Nevertheless, let me

* This last section appeared as Nr. 35. of our Mitteilungen

** Note added in proof : Later observations have shown that this constant phase is only a hump on the descending branch.

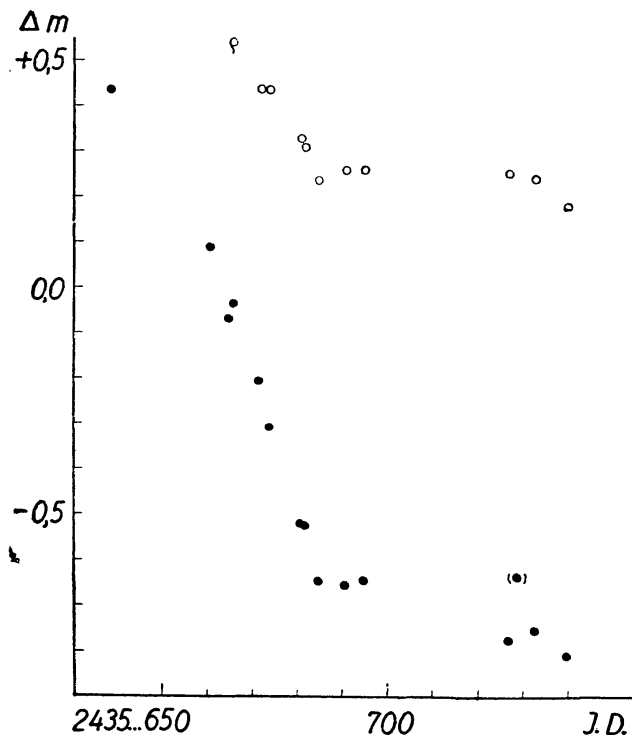


Fig. 1.
Photoelectric observations of VV Cep.
Circles: blue magnitudes, dots:
ultraviolet magnitudes.

Table 1.
Photoelectric observations of VV Cephei

Obs. number	J. D. (heliocentric)	Number of obs.	Δm cdmp		Atmospheric conditions
			in blue	$-m_{uv}$ in UV	
1.	2435 638,515	1		+0,437	moderate
2.	660,530	1		+0,088	poor
3.	664,468	2		-0,068	fair
4.	664,486	1	+0,522		"
5.	665,470	3		-0,035	poor
6.	665,488	1	+0,540		"
7.	671,511	2		-0,208	geod
8.	671,524	2	+0,438		"
9.	673,477	3		-0,306	fair
10.	673,502	2	+0,435		fair
11.	680,510	2	+0,327		poor, Moon
12.	680,525	1		-0,520	"
13.	681,516	2		-0,524	good ; Moon
14.	681,532	2	+0,308		"
15.	684,449	3		-0,647	good
16.	684,489	2	+0,236		"
17.	690,399	3	+0,259		"
18.	690,431	3		-0,656	"
19.	694,527	2		-0,645	fair
20.	694,545	2	+0,260		"
21.	726,494	2		-0,775	"
22.	726,518	2	+0,252		"
23.	728,481	1		-0,636:	poor ¹
24.	732,508	2		-0,754	poor ; Moon
25.	732,524	1	+0,240		"
26.	739,444	2		-0,809	moderate ; Moon
27.	2435 739,461	2	+0,175		"

¹ Observations interrupted by clouds ; magnitudes very uncertain!

allowed to notice that the provisory elements due to *S. Gaposchkin* give very good prediction for the „second contact”. This is perhaps already indicated by the end of the loss of light after J. D. 2435684, the O—C value being only of the order of -20^d . But there is a surprisingly great difference between predicted and observed durations of the partial phase.

The rate of gradual dimming during the ingress is according to Gaposchkin $0,038^m$ per day, in photographic light, whereas our observations indicate a change $0,018^m$ per day in blue and even in the ultraviolet only $0,033^m$ per day.

2. Note on Nova DQ Herculis (1934)

The all-important discovery by *Walker* [1] of the close binary nature of Nova Herculis was put in the right order by *Kukarkin* [2] saying that Walker's discovery is of greater importance than all the photometric and spectroscopic observations made before. It raises the natural question whether or not the present binary system existed before the outburst. Detection of duplicity in the preoutburst stadium must be based exclusively on patrol plates and is therefore very difficult though not entirely hopeless. I hope to return to this point later. In the present article I propose an other approach to the problem.

It is well known that Nova Herculis like other slow novae exhibited a deep minimum after the outburst, dropping almost to its prenova magnitude in the first days of May, 1935. Is it perhaps possible to detect duplicity during this short interlude of comparatively low brightness? Obviously one cannot expect any indication of an eclipse during the period of the overwhelming luminosity of the nova, the secondary being imbedded in a highly luminous layer of gas. But a discussion of all the available photographic observations gave the somewhat unexpected result that there are some slight indications of binary nature as early as during this short period of minimum brightness, suggesting the existence of duplicity before the outburst.

The question is closely connected with theories about the physical interpretation of nova phenomenon. Accepting e. g. the „opaque dust cloud” explanation put forward by *Chandrasekhar* and *Stratton*, we may conclude that the suspected eclipse I shall discuss subsequently is clearly spurious. On the other hand my suggestion is well compatible with the simple picture of a gas layer either contracting or gradually getting transparent. The best explanation so far proposed for the following increase of nova brightness is due to *Grotian*. [3].

The discussion is based on a closer scrutiny of this minimum. I collected all the photographic observations available in our library published for the interval of about 12 days, between April 28 and May 10, 1935. Visual observations are hardly useful for our purposes and can define a general trend of light variation only. (This we call as the „ground level of magnitudes”.) The photographic observations I used were the following.

1. Best data are the observations of *Schneller* [4] and those of *Lavdovsky* [5] made at Babelsberg and Pulkova, respectively. These plates were measured photoelectrically.

2. *Fischer* (Innsbruck) made some observations [6], but with different telescopes and measured only the diameters of the photographic images. *Fresa*'s observations were made on panchromatic plates and he probably made very long exposures, reducing the usefulness of his data [7].

3. *Brunner* published [8] two and *Gaposchkin* three observations [9] for this critical time-interval; they are actually only estimates of the photographic brightness.*

Table 2 contains the photometric data I used, both the original and the somewhat modified magnitudes. These modified values are the results of an attempt of reducing the published data to a homogenous scale, undoubtedly, a rather problematic procedure.

The magnitude reductions were made on the following grounds.

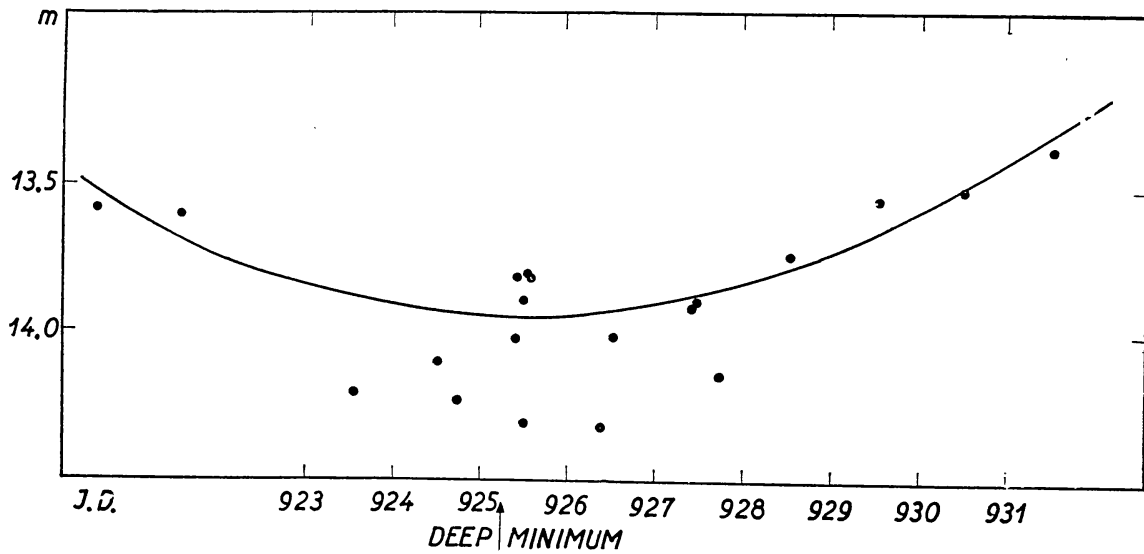


Fig. 2.

Lavdovsky and Schneller quote international photographic magnitudes and their data — adopted without any correction — were considered as the basis of the whole investigation. The observations of *Brunner* and *Gaposchkin* (based similarly on international standards) were, *faute de mieux*, also adopted without changing, because their small number is not suited to a discussion of possible systematic differences.

Further, the „1922 correction” [10] was applied to the results of *Fischer*.

Fresa's observations had a different effective wave length; to them an empirical correction of +0,6 was applied, derived by the aid of the known change of colour-index [11] during the deep minimum.

Then I tried to determine a „groundlevel” of brightness, fixed by the general trend of light variation.

This „ground level” or „zero level” of light variation was then a symmetrical interpolating curve**, the elevation of which at the end of the interval considered is very strictly determined by numerous observations made in the adjacent period of fast perfectly linear increase of brightness (between 15th May and 5th June). Near the minimum this construction seems to be in some extent arbitrary, but, practically, a small vertical shift of the „ground level” do not alter the remarkably distribution of the magnitude differences we are just going to discuss.

* I received *Gaposchkin*'s paper just after the end of the colloquium and therefore his data were incorporated only afterwards into figures and text.

** S. Figure 2.

Table 2.

Photographic observations of the deep minimum 1935

No	Date of obs. J. D. 2427000+	Observer	Observed magnitude	Reduced magnitude	Deflection from "zero-level"	Phase
1	920,56	Lavdovsky	13,58	13,58	-0,05	0,087
2	921,562	Fresa	13,0	13,6	+0,08	,262
3	921,80	Gaposchkin	14,22	14,22	-0,49	,49(1)
4	923,550	Fresa	13,6	14,2	-0,33	,529
5	924,504	Lavdovsky	14,09	14,09	-0,17	,456
6	924,69	Gaposchkin	14,22	14,22	-0,29	,41(6)
7	925,388	Fischer	13,55	13,80	+0,13	,021
8	925,401	Fischer	13,76	14,01	-0,07	,088
9	925,466	Lavdovsky	13,88	13,88	+0,05	,424
10	925,501	Fresa	13,7	14,3	-0,37	,605
11	925,516	Lavdovsky	13,79	13,79	+0,14	,682
12	925,546	Brunner	13,8	13,8	+0,13	,837
13	926,408	Fischer	14,06	14,31	-0,39	,289
14	926,500	Brunner	14,0	14,0	-0,09	,764
15	927,372	Fischer	13,65	13,90	-0,04	,268
16	927,431	Schneller	13,88	13,88	-0,02	,572
17	927,70	Gaposchkin	14,13	14,13	-0,29	,96(2)
18	928,519	Schneller	13,72	13,72	+0,04	,191
19	929,484	Schneller	13,53	13,53	+0,11	,175
20	903,509	Fresa	12,9	13,5	-0,01	,469
21	931,504	Lavdovsky	13,36	13,36	-0,05	,068

The next step was namely the fixing of the differences in brightness from the „zero level” (Column 6 in Table 2).

These resulting magnitude differences I reduced by the aid of the usual $P^{-1}(t-t_0)$ phase formula, using as initial epoch quite arbitrarily J. D. 2427923,254 corresponding to the computed phase = 0,5. (Column 7, Table 2.) The period was taken $P = 0,193627^d$, i. e. Walker's first, only approximate value. The time interval considered is not longer than 11 days, therefore even an error in the 4th decimal of the period is not at all of influence.

The resulting „light curve” is shown in Fig. 3. It is unmistakable that these observations show a clear tendency toward being „depressed” in a rather narrow interval about phase = 0,5 suggesting perhaps an eclipse of the proper duration and of a reduced amplitude. (This is to be expected because of the higher luminosity of the system.) In fact, all but two or three observations are in rough agreement with a light curve of a hypothetical eclipsing system. Let me notice, that quite apart from errors of photographic photometry, longexposure plates are especially unfavourable in detecting a possibly light variation of no more than 1 hour duration. Supposed now that this — very doubtful — minimum is real, we can, of course, determine its date. Taking JD 2427923,448 as the time of this minimum, we get the following residuals: 1. with Rosino's period [12] $O - C = +0,04$ (that is 20 per cent of the period); 2. with Walker's improved period $O - C = +0,01$, a remarkably small value. But it is necessary to underline that these residuals cannot be regarded as any convincing evidence at all. It is, in the contrary, easily possible, that this seemingly very good agreement is merely fortuitous, for a change of

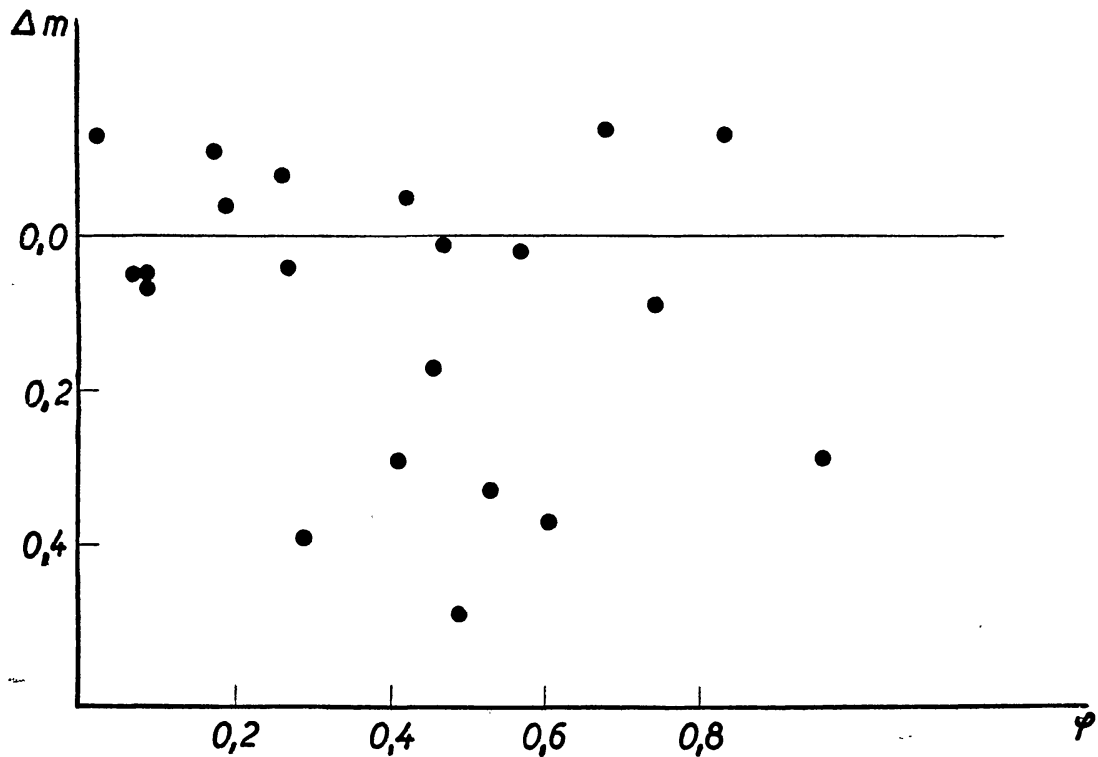


Fig. 3.

one unit in the 6th decimal of P , will shift — after 20 years — the time of minimum by about $0^d 0,4$ i. e. 20 per cent of the period!*

Adopting, however, this hypothetical eclipse as real, we obtain for the „improved” period the alternative values $P = 0^d 1936251$ or $P = 0^d 1936198$, the number of epochs being $n = 36314$ or $n = 36315$, respectively.

*

This discussion can perhaps underline the importance of the problem of a possible pre-outburst duplicity of Nova Herculis. In this respect the patrol plates taken at the Harvard Observatory and at the Sternwarte Sonneberg are extremely interesting and it is highly desirable to rediscuss this valuable material.

Literature

- [1] M. F. Walker PASP 66, 230, 1954 and Ap. J. 123, 68, 1956.
- [2] B. V. Kukarkin IAU Draft report, Dublin meeting.
- [3] W. Grotrian Zs. f. Ap. 13, 215, 1937.
- [4] H. Schneller A. N. 256 108, 1935.
- [5] V. Lavdovsky A. N. 256 251, 1935.
- [6] H. Fischer A. N. 256, 106, 1935.
- [7] A. Fresa A. N. 255, 430 and 256, 68, 1935.
- [8] W. Brunner jr. A. N. 258, 129, 1936.
- [9] S. Gaposchkin A. J. 61, 36, 1956.
- [10] H. Shapley and M. Walker, Harv. Bull. 781, 1922.
- [11] C. Payne-Gaposchkin—F. L. Whipple Harv. Circ. 433, 1939.
- [12] L. Rosino Asiago Contrib. No. 63, 1955.

* At this point I am very indebted to Prof. L. Rosino and Prof. A. van Hoof for their valuable criticism.

AUFBAU UND EVOLUTION DER UNTERRIESEN

von A. G. MASSEVITCH, Moskau

Eine sehr interessante Sterngruppe bilden die Unterriesen, die sich auf dem Russel-Diagramm zwischen der Hauptreihe und dem Riesenast befinden, in einem ziemlich engen Spektralintervall von F bis K.

Eine beträchtige Zahl der Unterriesen findet man in engen Doppelsystemen, es gibt aber auch viele Einzelsterne, die Unterriesenzüge aufweisen und schließlich kommen sie auch in einigen visuellen Doppelsystemen vor, wie zum Beispiel in ζ Her.

Für die Unterriesen gibt es keine empirische Masse-Leuchtkraft oder Masse-Radiusbeziehung wie für die Sterne der Hauptreihe. In unserer gemeinsam mit *P. P. Parenago* in 1950 ausgeführten Arbeit, die den empirischen $L - R - \mathfrak{M}$ Beziehungen für verschiedene Sterngruppen gewidmet war [1], untersuchten wir 26 Unterriesen, für welche die Massenwerte bekannt sind (25 Komponenten in engen Doppelsystemen und ζ Her). Wir konnten keine eindeutige Beziehung zwischen $L - \mathfrak{M}$ und $R - \mathfrak{M}$ feststellen und fanden nur *eine* Beziehung zwischen allen drei Parametern

$$L = 0,45 \mathfrak{M}^{0,33} R^{2,06} \quad (1)$$

Das Fehlen der zweidimensionalen Beziehungen zwischen Masse-Leuchtkraft und Masse-Radius bedeutet, daß im $L - R - \mathfrak{M}$ -Raum die Unterriesen auf einer Oberfläche liegen, die durch Beziehung (1) charakterisiert ist und nicht eine Linie bilden, wie zum Beispiel die Hauptreihensterne. Die Beziehung (1) kann einfach erhalten werden durch Eliminierung eines Gliedes λ aus zwei folgenden Gleichungen

$$\begin{aligned} L &= f_1(\mathfrak{M}, \lambda) \\ R &= f_2(\mathfrak{M}, \lambda), \end{aligned} \quad (2)$$

wo λ ein Parameter ist, der zugleich mit der Masse (\mathfrak{M}), den Aufbau der betreffenden Sterne bestimmt. Eine bestimmte physikalische Deutung von λ konnten wir in der oben zitierten Arbeit nicht geben.

O. Struve und *N. Gould* [2] haben in 1954 ein räumliches Diagramm $L - R - \mathfrak{M}$ gebaut und gezeigt, daß die Lage der Unterriesen mit bekannten Massenwerten ziemlich gut durch die Oberfläche (1) beschrieben werden kann. Um dieselbe Zeit kam *O. Struve* [3] zum Schluß, daß für Unterriesen in engen Doppelsystemen die Rolle des Parameters λ das Massenverhältnis der beiden Komponenten

$$\alpha = \frac{\mathfrak{M}_1}{\mathfrak{M}_2}$$

spielen könnte. Wie bekannt, ist α für enge Doppelsterne sehr groß und liegt gewöhnlich zwischen 2 und 20. Nach Struve bedeutet ein großes α eine große ursprüngliche Differenz in der chemischen Zusammensetzung μ der Kompo-

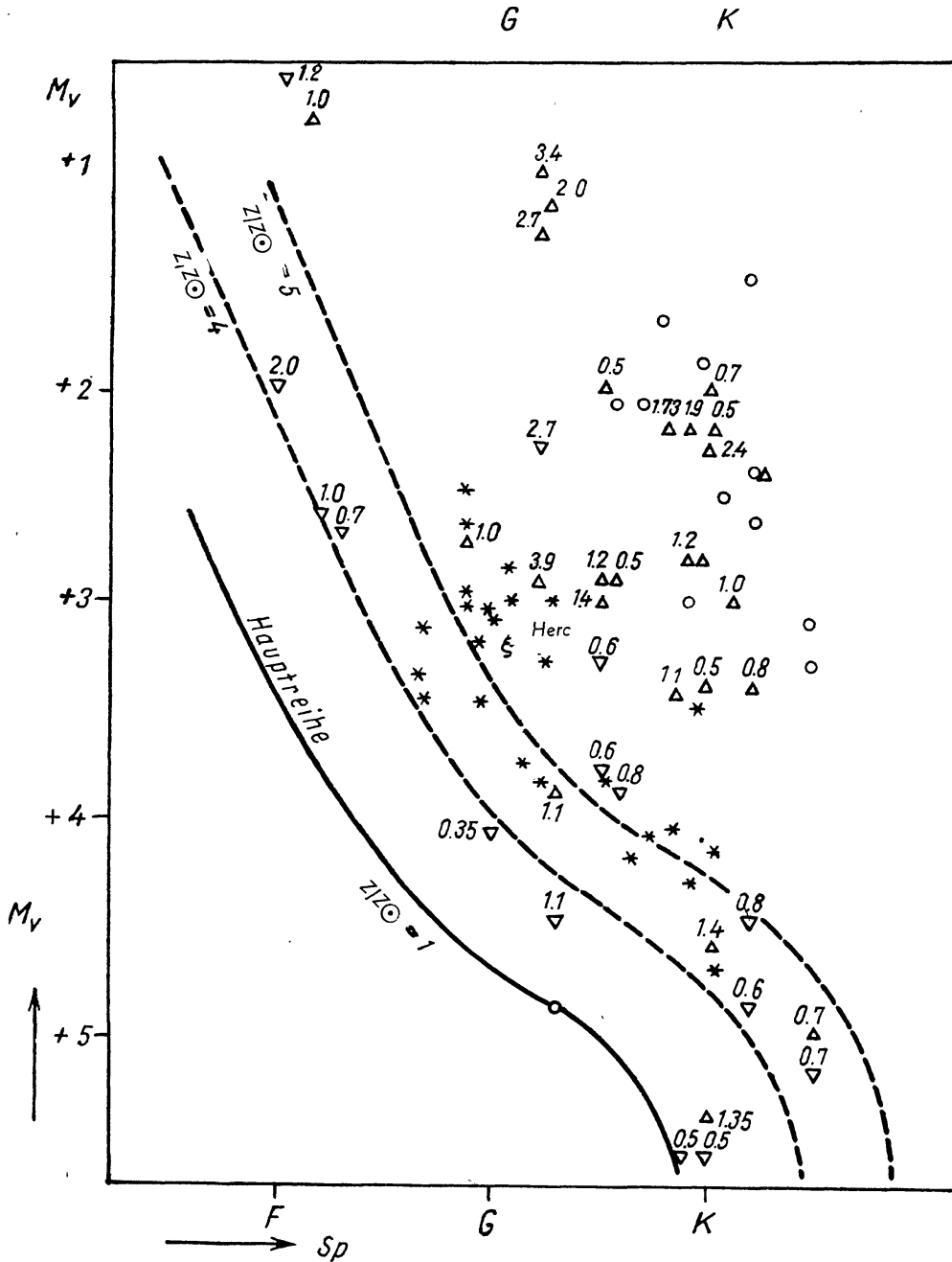


Abb. 1

nenten des Doppelsternes. Gleichzeitig würde es bedeuten, daß Unterriesen-Komponenten in engen Doppelsternsystemen und einzelne Unterriesen von verschiedener Natur sind. Dieser letzte Schluß scheint nicht sehr offensichtlich zu sein, denn wenn wir in das Russel-Diagramm alle Unterriesen mit guten Parallaxen einzeichnen (Abb. 1), so scheidet sich die Lage der einzelnen

Unterriesen wie auch deren Kinematik von denen in engen Doppelsternen nicht im mindesten aus. Im Gegenteil, sie vermischen sich ziemlich gleichmäßig im Diagramm.

In der letzten Zeit erweckt die Unterriesengruppe ein lebhaftes Interesse. Mit Hilfe der Sternentwicklungstheorie von Martin *Schwarzschild* [4] kommen viele Autoren zum Schluß, daß die Unterriesen alte Hauptreihensterne sind die schon einen langen Entwicklungsweg hinter sich haben und in deren Zentralteilen der Wasserstoff schon fast vollständig »ausgebrannt« ist. Die Schwarzschild'sche Theorie wird auch ausgenutzt um die Masse der Unterriesen theoretisch zu bestimmen.

So finden zum Beispiel *Eggen* [5], *Reddish* [6] und *Sandage* [7], daß die Massen der einzelnen Unterriesen ungefähr gleich sind und etwa 1,2 Sonnenmassen ausmachen, in jedem Falle im Intervalle $1,5 \odot - 1 \odot$ liegen.

Wirklich, alle einzelnen Unterriesen fallen auf dem Diagramme ($\lg T_{eff}, M_{bol}$), in welchem die Evolutionslinien für konstante Massenwerte nach Schwarzschild eingetragen sind, genau zwischen die Kurven $\mathfrak{M} = 1,5 \odot$ und $\mathfrak{M} = 1 \odot$ (Abb. 2). Um die Wahrscheinlichkeit dieser Annahme zu prüfen, können wir für einen Stern mit bekannter Masse, z. B. ζ Her A, mit Hilfe dieses Diagrammes seine Evolution zurück bis zur Hauptreihe verfolgen und dann seine Masse aus der Masse-Leuchtkraftbeziehung der Hauptreihensterne bestimmen. Die Resultate einer solchen Rechnung findet man in Tabelle 1

Tabelle 1

N	<i>Stern</i>	M_{\odot}	Sp	$(M_{\odot})_0$	$(Sp)_0$	\mathfrak{M}_{theor}
1	ζ Her A	3,0	G0	4,2	F9	1,12 \odot
2	τ Boo	3,24	F6	4,4	F7	1,09 \odot
3	HD 77258	2,4	F8	4,2	F6	1,12 \odot

Die theoretisch bestimmte Masse für ζ Her A stimmt sehr gut mit dem wirklichen Wert 1,1 \odot überein [8]. Für zwei andere Unterriesen zeigt die Tabelle Werte, die auch gut mit Abbildung 2 übereinstimmen.

Wie *Oke* und *Greenstein* [9] und auch *Sandage* [10] unlängst gezeigt haben, kann diese Hypothese auch durch die Betrachtung der Rotationsgeschwindigkeit der Unterriesen unterstützt werden.

Es scheint also, daß wir gute Gründe haben, die Unterriesen wirklich als alte Hauptreihensterne zu betrachten, Sterne, die einen langen Entwicklungsweg hinter sich haben und die im Laufe der Zeit ihre äußeren Parameter geändert haben infolge der Entstehung einer Inhomogenität der chemischen Zusammensetzung. Nach der Schwarzschild'schen Theorie müssen dann die Unterriesen etwa $5 \cdot 10^9$ Jahre alt sein.

Diese Hypothese stößt aber auch auf einige ernste Schwierigkeiten. Wenn wir in dasselbe Diagramm wie Abb. 2 ($\lg T_{eff}, M_{bol}$) auch die Unterriesen eintragen, die als Komponenten in engen Doppelsternsystemen eintreten, so fallen die letzten auch ganz genau zwischen die Evolutionskurven für $\mathfrak{M} = 1,5 \odot$ und $1 \odot$ (Abb. 3). Für diese Unterriesen kennen wir die Massenwerte. Die 25 Unterriesen, die in unserer Arbeit [1] untersucht wurden, haben Massen von $3 \odot$ bis zu $0,3 \odot$. Außerdem hat *Parenago* in 1951 [11] die Massen

für noch 37 Unterriesen (Komponenten in Doppelsternsystemen nur mit einem Spektrum) bestimmt. Auch hier liegen die Massenwerte in denselben Grenzen.

Wenn wir für einige dieser Unterriesen die gleiche Prüfungsrechnung, wie für ζ Her A ausführen, so erhalten wir folgende Resultate.

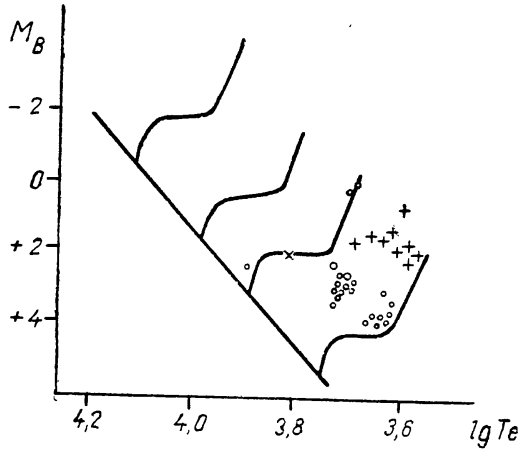


Abb. 2

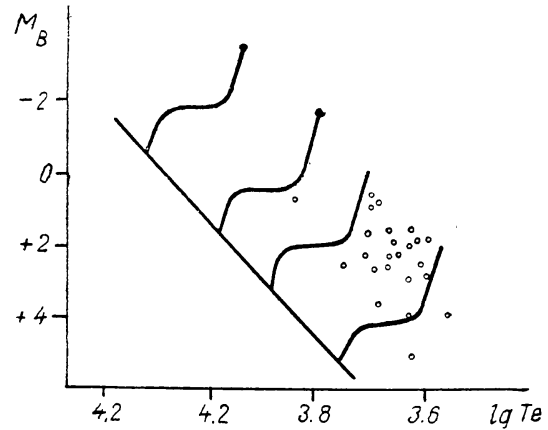


Abb. 3

Tabelle 2

N	Stern	M_v	Sp	$(M_v)_0$	$(Sp)_0$	$\mathfrak{M}_{\text{theor}}$	\mathfrak{M}_{ex}
1	TX UMa B	+0,7	F2	2,7	A8	1,74 \odot	1,00 \odot
2	WW Dra A	+2,8	G2	4,8	G1	1,02 \odot	3,99 \odot
3	WW Dra B	+2,4	K0	6,7	K0	0,76 \odot	2,40 \odot

Der Unterschied zwischen $\mathfrak{M}_{\text{theor}}$ und \mathfrak{M}_{ex} ist so groß, daß er keinesfalls durch die Unexaktheit der \mathfrak{M}_{ex} erklärt werden kann. Es scheint, daß für diesen Fall der oben betrachtete Entwicklungsweg nicht paßt.

Man könnte natürlich, mit O. Struve, annehmen, daß wir es hier mit zwei ursprünglich verschiedenen Gruppen von Unterriesen zu tun haben: Einzelsterne und Komponenten in Doppelsternsystemen. Wie aber schon oben betont wurde, spricht Abbildung 1, auch die Kinematik der Unterriesen, gegen eine solche Annahme. Außerdem muß man hinzufügen, daß der Hauptstern in einem engen Doppelsystem gewöhnlich ein normaler Hauptreihenstern ist, der sich von den anderen Hauptreihensternen nicht unterscheidet. Nun aber sind schon 4 Systeme bekannt, in welchen beide Komponenten Unterriesen mit ungefähr gleicher Masse sind. Es folgt daraus, daß auch unter den Unterriesen, die in Doppelsternsysteme eintreten, sich Sterne befinden, für die wir gar keine Gründe haben besondere Bedingungen bei ihrer Entstehung anzunehmen (Da $\alpha = \mathfrak{M}_1/\mathfrak{M}_2 \approx 1$, also ganz normal ist).

Wir kommen hiermit zu dem Schluß, daß die Annahme von einer Teilung der Unterriesen in zwei verschiedene Gruppen je nachdem ob sie in engen Doppelsternsystemen auftreten oder nicht, ziemlich unwahrscheinlich ist.

Zweitens, widerspricht die Annahme von einem großen Alter der Unterriesen ($\sim 5 \cdot 10^9$ Jahre) dem Umstand, daß eine ziemlich große Anzahl

von Unterriesen sich in dem Orionnebel befindet. Abbildung 4 zeigt das Russeldiagramm für die Sterne des Orionnebels nach *Parénago* [12]. Wir finden hier nur den oberen Teil der Hauptreihe und die Unterriesengruppe. Alle diese Sterne, die mit dem Nebel eng verbunden sind, sind nach allen Anzeigen jung. Es scheint unmöglich, für die Unterriesen des Orionnebels ein Alter von $5 \cdot 10^9$ Jahren anzunehmen.

Unterriesen befinden sich auch in einigen offenen Sternhaufen, die auch jünger als $5 \cdot 10^9$ Jahre sind. Wir kommen zu dem Schluß, daß wenigstens einige von den Unterriesen, die als Einzelsterne auftreten, verhältnismäßig ganz jung sein müssen, was auch mit der obenerwähnten Hypothese nicht übereinstimmt.

Unserer Meinung nach bilden die Unterriesen eine besondere Sterngruppe. Sie haben einen Aufbau analog dem inneren Aufbau der Hauptreihensterne, unterscheiden sich aber von den Letzteren durch einen weit größeren Inhalt der schweren Elemente, Z , (Gemisch der Elemente, deren Atomgewicht größer als das des Heliums ist), etwa 4—5 mal größer als Z für die Hauptreihensterne.

Auf Abbildung 1 sind Kurven $Z = \text{Const}$ eingetragen für Sterne, die nach einem Modell mit konvektivem Kern aufgebaut sind und für die die empirische Masse-Leuchtkraftbeziehung der Hauptreihensterne standhält. Alle Werte sind für ein Modell mit $\kappa = \kappa_0 e^{0.875 T^{-3.5}}$ als Opazitätsgesetz und mit dem Kohlenstoffzyklus als Energiequelle, gegeben. Für die Protonreaktion sind die Intervalle zwischen verschiedenen Z -Werten noch größer. Für andere annehmbare Opazitätsgesetze ändert sich der Verlauf der $Z = \text{Const}$ -Kurven fast gar nicht. Die entsprechenden Werte von Z werden sich natürlich ändern, deshalb geben wir in Abb. 1 Werte von Z/Z_{\odot} wo Z_{\odot} der Z -Gehalt ist, den das entsprechende Modell für die Sonne gibt.

Aus Abb.1 sieht man, daß wir es mit einer Streuung von Z in der Unterriesengruppe zu tun haben, einer Streuung die von der Masse der betreffenden Sterne nicht abhängt. Dies könnte als eine Erklärung dienen warum es keine $L - M$ und $R - M$ Beziehungen für Unterriesen gibt.

Wie die Untersuchung des Sternmodells mit konvektivem Kern gezeigt hat [13], gibt es einen bestimmten Grenzwert für die Masse bei einem gegebenen Z -Wert. Wenn die Unterriesen gleich den Hauptreihensternen aufgebaut sind, so ergeben sich folgende Grenzwerte für die Massen dieser Sterne:

$$\begin{aligned} \text{für } Z/Z_{\odot} = 4 & \sim 6_{\odot} \\ \text{für } Z/Z_{\odot} = 5 & \sim 3_{\odot} \\ \text{für } Z/Z_{\odot} = 6 & \sim 2_{\odot} \end{aligned}$$

was den bekannten Massen der Unterriesen nicht widerspricht.

Je größer der Z -Wert, desto später ist der Spektraltyp, der dieser Grenzmasse entspricht und desto enger ist der Spektraltypenintervall der betreffenden Sterngruppe.

Aus Abb.1 sieht man, daß die Unterriesen, wenn ihr $Z/Z_{\odot} > 4$ sein sollte, sich nur als Sterne von Spektraltypen $F - K$ finden lassen würden. Das stimmt mit dem wirklichen Spektraltypenintervall der Unterriesen überein.

Im Rahmen dieser Hypothese können die Unterriesen ganz verschiedenes Alter haben. Es können auch ganz junge Unterriesen vorkommen, wie z. B.

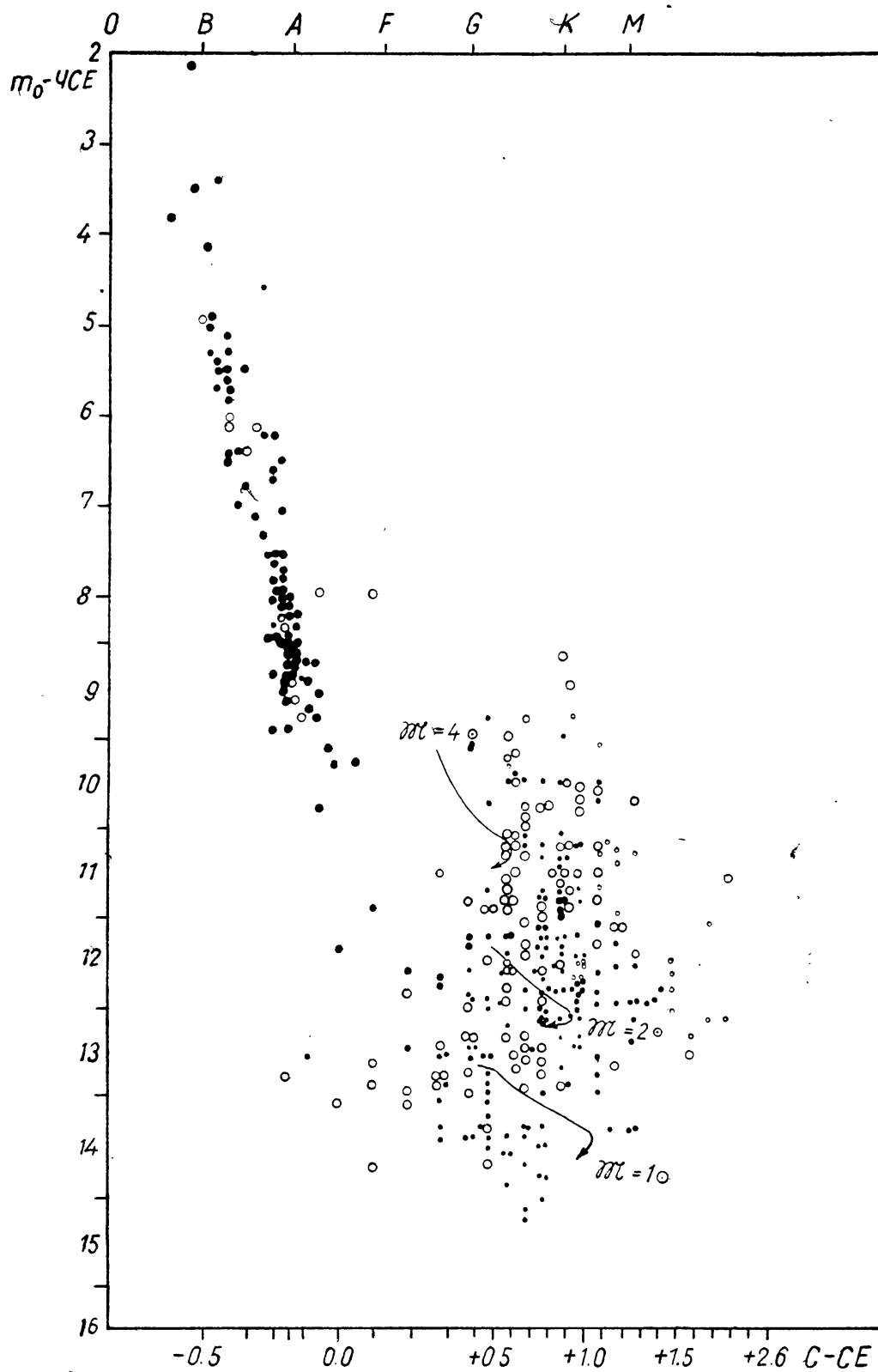


Abb. 4

in dem Orionnebel. Sie entstehen ja schon als besondere Sterne mit großem Z-Gehalt und brauchen nicht noch einen speziellen Entwicklungsprozeß um in das Unterriesenstadium übergeführt zu werden wie es die erste Hypothese annimmt.

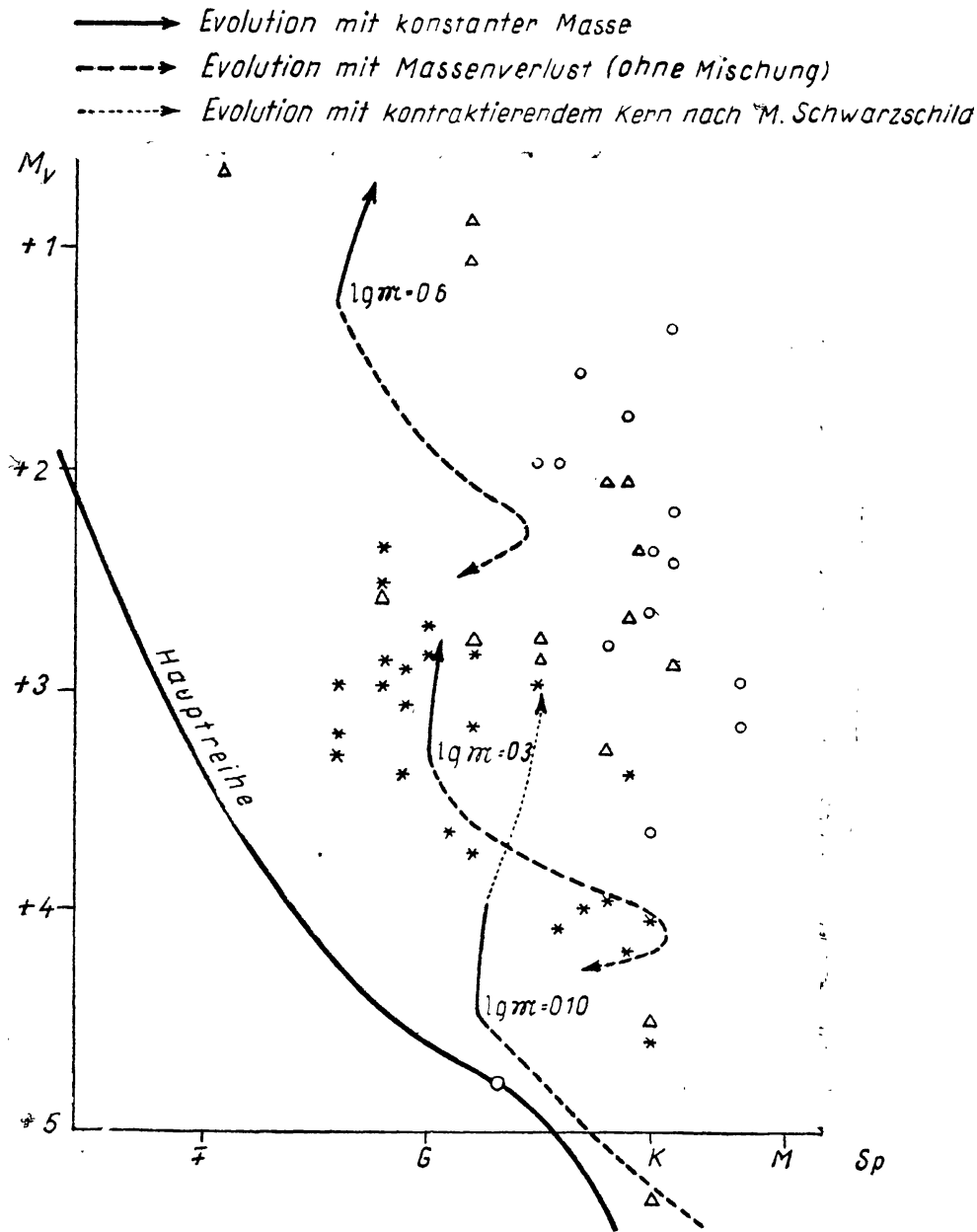


Abb. 5. Evolution der Unterriesen

Die Evolution der Unterriesen verläuft, unserer Meinung nach, in der Unterriesenregion des Russeldiagramms. Durch die Evolution wird die Streuung von Z und die Abweichung vom Masse-Leuchtkraftgesetz nur verstärkt. Abb. 5 zeigt verschiedene Evolutionskurven für Unterriesen mit folgenden

4*

Massenwerten: $\mathfrak{M} = 4 \odot, 2 \odot, 1,3 \odot$. Eine Evolution mit konstanter Masse und mit einer Massenabnahme wurde untersucht. In beiden Fällen findet keine Mischung zwischen dem Kern und der Hülle statt.

Wenn die Evolution mit einer Massenabnahme verläuft, so nähert sich der Unterriese im Laufe der Zeit der Hauptreihe. Wenn die Masse konstant bleibt, so entfernt er sich. Die Evolutionskurven wurden berechnet fast bis zum vollen Wasserstoffverlust im Kern. Diese Evolution dauert einige Milliarde Jahre. Weiter kann die Evolution, wie in der Schwarzschild'schen Theorie hinauf zum Riesenast verlaufen. In beiden Fällen verbringt der Unterriese seine Lebenszeit fast ausschließlich in der Unterriesenregion des Russel-diagramms. Es muß erwähnt werden, daß unsere Hypothese der Möglichkeit für Hauptreihensterne, in die Unterriesenregion (nach Schwarzschild) überzugehen, nicht widerspricht. Es scheint nur, daß im Verlauf der Lebenszeit unserer Galaktik die Anzahl solcher Sterne nicht groß sein konnte.

1. П. П. Паренаго и А. Г. Масевич. Труды ГАИШ 20, 81, 1951.
2. O. Struve a N. Gould. PASP 66 N. 388, 28, 1954.
3. O. Struve. Mem. Soc. Roy. Sc. Liège XIV, 236, 1954.
4. M. Schwarzschild a. A. Sandage. ApJ 116, 463, 1952.
5. O. Eggen. PASP 67, N 398, 315, 1955.
6. V. G. Reddish. MN 115, N 1, 32, 1955.
7. A. Sandage. Mem. Soc. Roy. Sc. Liège XIV, 254, 1954.
8. A. A. Wyller. ApJ 60, 39, 1955.
9. J. B. Oke a. J. Greenstein. ApJ 120, 384, 1954.
10. A. R. Sandage. ApJ 122, 263, 1955.
11. П. П. Паренаго. Астр. ж. 28, № 2, 1951.
12. П. П. Паренаго. Труды ГАИШ 25, 1954.
13. А. Г. Масевич. Астр. ж. 28, № 5, 1951.

ON THE CHANGES OF PERIODS OF LONG PERIOD CEPHEIDS

by P. P. PARENAGO, Moscow

The changes of periods of 43 long period cepheids were studied. Period variations were found for 35 stars, 25 of them belonging to the flat component of the Galaxy and 10 to the spherical one. The periods do not change continuously, but always abruptly: the period P which existed during a certain interval of time ΔE changes to another period $P + \Delta P$. The number n of different periods covered by observations varies for different stars between 2 to 12. For $n = 2$ there is a predominance of positive values of ΔP (for 13 of 18), but for $n > 2$ this predominance vanishes (32 of 63). That means that both signs have the same probability. For $n > 2$ there is more often a successive change of positive and negative values of ΔP . The value $|\overline{\Delta P}/P|$ increases to two orders and ΔE decreases on two orders for periods ranging from 4 to 45 days. Therefore the quantity

$$\left| \overline{\Delta E} \cdot \frac{\overline{\Delta P}}{P} \right| \quad \text{or} \quad \overline{\Delta(O-C)}^*$$

has about the same value for all the Cepheids. This value is about 0,1 for Cepheids of the flat component and 0,6 for Cepheids of the spherical component of the Galaxy. That is, the latter stars change their periods more often and stronger than the first ones. The undimensional quantity given above is something like a new characteristic of Cepheids. Some short periodical Cepheids follow probably the same rule.

The cause of the period changes of Cepheids may be very small variations of their physical characteristics (from $0^m000004$ to 0^m004 in absolute magnitude and from $0^{\circ}005$ to 5° in the surface temperature), which presently could not be detected by direct measurements.

* Expressed in the units of the period.

PROBLEMS OF VARIABLE STARS IN GLOBULAR CLUSTERS

by L. ROSINO, Asiago

Variable stars in globular clusters represent a class of objects which are very important from many points of view. They are indicators of type, because the presence of even one single variable in a cluster is sufficient condition to conclude that the cluster, independently of its appearance, belongs to the globular type. They give a good indication of the distance of the system to which they belong. Moreover, the study of the color of the variable stars in a cluster brings the possibility, if there is any interstellar absorption, of deriving the color excess of the system; while the abundance of *RR Lyrae-type* variables, which are concentrated in the horizontal branch of the H—R diagram, offers an idea of the aspect of such a diagram without the necessity of measuring the colors of individual stars. This is not all. Evidently the frequency of variables is an isolated system and the distribution of types and periods, must be dependent in some way from the initial constitution of the cluster and from the actual degree of evolution. Hence, by collecting data on the variables of globular clusters, we may find finally some signs of the evolutionary path of such systems. Particularly sensitive to small changes of physical conditions, due to evolution, are probably the RR Lyrae variables, the periods of which can be derived with the greatest precision. Secular variations of these periods should therefore be determined with the highest accuracy.

Finally, the variable stars of the globular clusters can give an indication of the extension of the clusters or of the degree of dissociation. Sometimes variable stars are found rather far from the centre of the cluster suggesting that either the limits of these systems are greater than commonly accepted, or some stars are actually escaping from the cluster itself.

With the preceding points in mind, we may look now to the work that has been done on the variables of globular clusters and to the future workers. In my opinion a plan for the complete survey of the variable stars on the globular clusters of our Galaxy should attain the following objectives, in order of increasing difficulties: 1. Search of variable stars in unexamined clusters. 2. Determination of mean magnitudes and types. 3. Accurate study of the periods. 4. Determination of light-curves in two colors and position of the variables of each cluster on the H—R diagram. I would like to illustrate now this plan of work, with particular consideration for the researches that we are doing at Asiago with the 120 cm telescope.

1. *Search of variable stars*

The Second Catalogue of variable stars in globular clusters of *Helen Sawyer* (1955) gives an extensive data on the variable stars of 72 clusters for which there is a record of search. Although nearly fifteen of these clusters

seem not to have been accurately searched, further work will not probably bring to substantial differences. In the same Catalogue we find that 34 globular clusters have never been observed for variables. 25 of these are south of declination -25° and therefore very difficult to observe with large instruments at our latitudes. Nine are north of -25° and will be gradually included in the program of Asiago. I would like to add that recently I have been in South Africa, at the Radcliffe Observatory of Pretoria, with the specific purpose of observing, with the 74-inch telescope, some of the southern globular clusters. The following objects were included in my program: NGC 5824, 6304, 6569 and 6637, never searched before for variables; NGC 5986, 6558, 6715 (M 54) and 6864 (M 75), in which some variables were already known. The research has been fruitfull. By a first blinking of 150 plates obtained in June and July at Pretoria, eighteen new variable stars have been found in NGC 5824 and 42 in NGC 6715; from 1 to 5 variables have been identified in each of the other clusters. This is sufficient to demonstrate that there is still much to do in the globular clusters of the southern hemisphere. It would be highly desirable that the researches on globular clusters south of -25° would be soon completed.

In addition to the clusters of our Galaxy recognized as globular, there are clusters of uncertain type which may be galactic (population I) as well as globular (population II). The presence of variables in these clusters is sufficient to decide that they are globular independently from their appearance.

Variable stars have never been found, in fact, in galactic clusters of population I. I would like to present here the case of two clusters of this kind which I have recently studied: the anonymous cluster N 5 of the list of *Abell* (PASP 67, 259, 1955) and NGC 6558. The first, although very open and loose, was suspected by *Baade*, since 1950, to be a cluster of faint stars of population II, because of its high galactic latitude ($+44^\circ$); the discovery of eight RR Lyrae variable stars on Loiano plates was decisive and removed any residual doubt on the true nature of the system. The second, namely NGC 6558, is a poor object with moderate concentration in an exceedingly rich field of the Milky Way. It was classified by Shapley and Collinder as galactic. In 1950, by blinking some plates taken with the 82-inch reflector of the McDonald Observatory, I found, near the centre of the cluster, two variables, probably RR Lyrae. However, the question of the classification of the cluster was still doubtfull, because the variables could belong to the rich galactic field. But on the plates which I took at the Radcliffe Observatory, four more variables were found. The cluster is therefore of the globular type.

It is possible that many other clusters, now considered as galactic (population I) are really globular (population II). For instance, in the Collinder Catalogue of Galactic Clusters there are at least ten objects which look suspect. Also the 13 new globular clusters found by *Abell* during the Palomar Survey and listed in the Publications of the Pacific (op. cit.) should be accurately studied. They are extremely faint objects which look rather peculiar. Two of them (No. 4 and No. 13) are now under observation at Asiago, and appear to be at the limit of the possibilities of the telescope of 120 cm. In each of them variable stars have been discovered on our plates. (2 variables with period of nearly 100 days in the Abell cluster No. 4; and 4 RR Lyrae variables in the Abell cluster No. 13)

2. Determination of mean magnitudes and types

The next step, after the search of variable stars in globular clusters, is the determination of mean magnitudes and types. RR Lyrae variables are easily identified by the rapidity of the light-variation. Cepheids with periods of 1 to 3 days, W Virginis variables with periods of 15—18 days, RV Tauri, semiregulars of 100 days, long period variables and bright irregulars are also easily found, when they are present, provided the observer has sufficient material. All these variables are representative of population II. Novae are not frequent; in fact only two cases have been recorded: in M 80 and in NGC 6553, but the last is doubtful; on the other hand a control is extremely difficult and a sudden apparition of a nova in a cluster can easily escape the discovery. Two U Geminorum stars have been found in globular clusters: one by Oosterhoff in M5 and one by the writer in M30. Both are rather distant from the centre and may eventually be field stars. It would be interesting to control for the presence of faint stars of the U Gem-type some of the nearest globular clusters using the largest instruments.

The determination of median magnitudes for the RR Lyrae and Cepheids in globular clusters is always an important point. By the photoelectric work of the Mount Wilson and Palomar observers we dispose now of good photographic and photovisual sequences down to the faintest stars, in SA and in globular clusters. However, the problem of the transfer of comparison sequences to faint and condensed clusters and the determination of median magnitudes for variables is not simple, from the observational point of view. Of the 72 clusters of the Sawyer's Second Catalogue only 52 contain data on the median magnitudes of the variable stars. Some of these data should be revised. So, there is still much work to do for a good photometric calibration of individual globular clusters. When the median magnitude of the variables is known we may try to derive (in absence of local absorption) the distance of the cluster. However, the recent works of *Arp*, *Baum* and *Sandage* rise some doubts on the existence of an unique period-luminosity relation in different systems. The situation from this point of view is not so optimistic as it was some years ago.

3. Periods

I intend to speak here in particular of the RR Lyrae variables. The derivation of the periods of these stars should be done with the following two problems in mind:

- a) Frequency distribution of periods
- b) Secular variation of periods

Problem a), in principle, is not a difficult problem. Fifty or sixty plates, well distributed over an interval of two-three months should be sufficient to give periods approximate to the minute. However, what is really important is to evitate spurious periods. And this can be obtained only if the observer disposes of long night-runs of observations. When this is not possible, because of the season or the position of the cluster, a careful discussion of the observations should be made. There are several methods for finding out spurious

periods; nevertheless when observations have been done exclusively near the meridian the possibility of errors is always to keep present. I would like to emphasize to this regard the utility of international collaboration. Two or three observers, working together at different geographic longitudes, may be able to decide rapidly all the dubious cases.

The problem *b*), secular variation of the period, implies the determinations of periods at least to the sixth decimal of day. This is only possible when the observer has a series of many plates distributed on several years. Many of the already known periods need badly a revision; moreover, there are more than five hundred RR Lyrae variables, the periods of which have never been determined.

In conclusion, there is very much to do on the periods of variable stars in globular clusters. What is important, for future work, is to give not simply periods, but good periods, with the greatest possible precision. Collaboration in this field would be highly desirable.

4. *Two colors light-curves of variable stars in globular clusters*

The next step, in the study of variable stars in globular clusters, is the derivation of good light-curves in one or two colors. The study of the light-curves is important from two points of view: *a*) To verify whether the light-curves are correlated with other physical characters and what characters. *b*) To derive the position of the variable stars in the H—R diagram and to find the “region of instability” of the RR Lyrae variables in the horizontal branch.

About point *a*) it is well known that such correlation exists, for instance, between the light-curve and the periods. Variable stars of different periods have different light curves. However, the careful analysis of the light-curve has been made only for some of the richest clusters (M 5, ω Centauri, M 4). It should be extended to the other clusters and a comparison between them should be made. Light-curves sometimes change from cycle to cycle, particularly when the star is an RR Lyrae-c. Although it is obviously rather difficult to observe photoelectrically the variable stars of globular cluster, it would be very interesting to follow these changes by photoelectric means to see whether they are periodical or not.

Light-curves of variable stars with period greater than one day have been recently studied by *Arp*, with conclusion of great importance. A sudden flare was found, for instance, in the light curve of the variable No. 2 of M 13 (which has the unusual period of five days). Some of the sixteen-days Cepheids were found to exhibit alternative periods. A correlation between the form of the light-curves and the period-luminosity relation was also suspected. This field is very promising for future researches.

The position of the variable stars of a certain cluster on the H—R diagram can be obtained by means of two colors light-curves. Observations of this kind are rather difficult, because of the field errors and also because it is necessary to obtain, in the determination of photographic and photo-visual magnitudes, a high degree of precision. Very important results have been reached recently by Roberts and Sandage on the RR Lyrae variables of M 3. The region of instability in the horizontal branch is that of the stars which have a color-index lying between $-0,005$ and $+0,235$ and an apparent

visual magnitude lying between 15,54 and 15,70. Amplitude and periods were found to be dependent from the colors. These researches should be now extended to other globular clusters. At Asiago we have started a program of blue and yellow observations of the variables of the globular cluster M 15. I hope to give the first conclusion in the next winter. The experience in M 15 will show whether to extend the researches with the same instruments to M 5, or not.

*

ÜBER DIE ÄNDERUNGEN DER PERIODEN DER KURZPERIODISCHEN CEPHEIDEN

von B. V. KUKARKIN, Moskau

Es wurde schon oft versucht, die sekundären Änderungen der Perioden der Cepheiden zu bestimmen.

Die Diagramme der Abweichungen der Einzelepochen (die sogenannten O—C Diagramme) wurden gewöhnlich durch Elemente mit einem quadratischen Glied dargestellt. Der Wert dieses Gliedes diente als Charakteristik für die progressive Änderung der Periode. Aber in den meisten Fällen widersprachen die Elemente mit dem quadratischen Glied im Laufe der Zeit den neuesten Beobachtungen. Deshalb wurde schon mehrmals versucht, die Diagramme O—C durch einige Geraden zu approximieren, was auch gewöhnlich ein besseres Resultat ergab. Die Periode der Cepheiden ändert sich natürlich nicht augenblicklich. Es scheint aber, daß das Zeitintervall, welches für eine kleine Änderung der Periode genügt, klein ist im Vergleich zu der Zeit, während deren diese Periode relativ stabil bleibt.

Was die kurzperiodischen Cepheiden im galaktischen Feld betrifft, so haben wir hier mit einem ziemlich großen Beobachtungsmaterial zu tun. Die Elemente mit dem quadratischen Glied konnten als Regel nicht bestätigt werden, wenn das Beobachtungsintervall genügend groß war.

Dessen ungeachtet versucht man es immer noch die Diagramme O—C für Kugelhaufen-Veränderliche durch Parabeln darzustellen und daraus gewisse Schlüsse zu ziehen. Zum Beispiel wurde die Größe des Koeffizienten β durch *Martin*, *Belserene* und andere untersucht.

Um die Gesetzmäßigkeiten in der Änderung der Perioden der Kugelsternveränderlichen zu untersuchen, wählten wir den viel beobachteten Kugelhaufen M3. Für diesen Kugelhaufen gibt es 14 Beobachtungsreihen im Laufe der letzten 60 Jahre. Im Frühling dieses Jahres haben wir auf der Bjurakan Sternwarte etwa 70 Platten von diesem Sternhaufen aufgenommen. Dieses Material kann im Laufe von zwei Jahren bearbeitet werden. Aber schon heute können wir einige vorläufige Schlüsse über etwa zwei Dutzend Veränderliche ziehen.

Nur für einzelne Sterne kann das O—C Diagramm formal durch Parabeln dargestellt werden. Für die anderen Fälle sind Geraden viel vorteilhafter und für 5 Sterne reichen bestimmt nur mehrere Geraden aus.

Über die statistischen Data der Änderungen der Perioden für Kugelhaufenveränderliche kann man folgendes sagen.

Aus 39 Fällen vergrößert sich die Periode für 20 und verkleinert für 19 Fälle. Es gibt also *keine bestimmte Tendenz* in der Änderung der Perioden.

Wir untersuchten auch einige Fälle, wo die Periode der Sterne sich mehr als dreimal änderte. In vier Fällen folgte auf eine Vergrößerung der Periode eine andere Vergrößerung. In 7 Fällen folgte auf eine Vergrößerung eine Verkleinerung. In 6 Fällen folgte auf eine Verkleinerung eine Vergröße-

CoKon0042

rung und, endlich, in 4 Fällen folgte auf eine Verkleinerung eine andere Verkleinerung der Periode. Auch diese Data sprechen für eine zufällige Verteilung der Änderungen.

Es scheint, daß es sich nicht lohnt, eine bestimmte Tendenz in Periodenänderungen zu suchen. Wahrscheinlich gibt es für einen bestimmten Sternaufbau auch eine bestimmte Periode, deren sehr kleine Fluktuationen von den sehr kleinen Änderungen des Aufbaues oder der Energiequellen abhängen.

Die Abhängigkeit zwischen der Periodenlänge und der Amplitude spricht dafür, daß für eine bestimmte Periode, die mit einem bestimmten Sternaufbau verbunden ist, nur eine bestimmte Amplitude sich entwickeln kann.

Ich habe hier erfahren, daß eine ähnliche Arbeit in Budapest von Herrn *Osváth* ausgeführt wird. Es wird sehr interessant sein, hier seinen Bericht zu hören.

UNTERSUCHUNGEN ÜBER DIE PERIODENÄNDERUNGEN DER VERÄNDERLICHEN IM KUGELSTERNHAUFEN M 15

von I. IZSÁK, Budapest

Im Jahre 1937 wurde von Herrn Dr. *Detre* am Konkoly Observatorium ein Programm zur Untersuchung der Veränderlichen in mehreren Kugelsternhaufen begonnen. In dieses Programm wurden die Kugelsternhaufen M3, M5, M15, M56 und M92 aufgenommen, mit dem Ziele, zur Erforschung der Periodenänderungen der Veränderlichen ein möglichst umfassendes und kontinuierliches Beobachtungsmaterial zu gewinnen. Im Rahmen dieser Arbeit sollte der Charakter der Periodenänderungen in den einzelnen Kugelsternhaufen bestimmt, und untereinander, ferner mit den Resultaten bei den galaktischen RR Lyrae Sternen verglichen werden. Herr Dr. *Detre* hoffte, daß man nach einiger Zeit aus den Periodenänderungen wichtige Folgerungen über die Kosmogonie der Kugelsternhaufen ziehen könne. Bei dieser Gelegenheit möchte ich über die Untersuchung des Kugelsternhaufens M15 und die bisher erzielten Ergebnisse berichten.

Die erste und zugleich grundlegende Arbeit über die Veränderlichen des Kugelsternhaufens M15 wurde von *S. I. Bailey*¹ geleistet. Seinen Ergebnissen liegt folgendes Beobachtungsmaterial zugrunde.

4	Aufnahmen	aus dem	Jahre	1896,
5	„	„	„	1897,
2	„	„	„	1904,
1	„	„	„	1908,

erhalten mit dem 13" Boyden Teleskop in Arequipa (Peru); die Belichtungszeit betrug etwa 120 Minuten. Weiterhin.

35	Aufnahmen	aus dem	Jahre	1915,
14	„	„	„	1916,

erhalten von *H. Shapley* mit dem 60" Reflektor des Mount Wilson Observatoriums; die Belichtungszeit betrug 3 bis 25 Minuten, sowie

14 Aufnahmen aus dem Jahre 1916,

erhalten mit dem 24" Harvard Reflektor in Cambridge; die Belichtungszeit betrug etwa 50 Minuten.

Dieses Beobachtungsmaterial, bestehend aus 75 Platten, ermöglichte die Entdeckung von 66 Veränderlichen und die Bestimmung der Perioden von 61 Veränderlichen. Die Veränderlichkeit zweier Objekte (Nr. 27 und 34) blieb zweifelhaft. Das merkwürdigste Ergebnis der Baileyschen Untersuchung

ist eine vollständige Trennung der Veränderlichen mit Perioden kleiner als $0^d.45$ (sogenannte *c*-Sterne) von denjenigen mit Perioden größer als $0^d.56$ (*a*-Sterne).

Zur Prüfung der Baileyschen Perioden der ersten 10 Veränderlichen bearbeitete Luisita *Wemple*²

4	Aufnahmen	aus dem	Jahre	1916,
15	„	„	„	1917,
2	„	„	„	1918,
3	„	„	„	1919,

erhalten von H. Shapley mit dem 60" Reflektor des Mount Wilson Observatoriums und

8 Aufnahmen aus dem Jahre 1931,

erhalten von *J. C. Duncan* mit dem 100" Reflektor des Mount Wilson Observatoriums; die Belichtungszeit betrug etwa 3 Minuten. Sie fand, daß die Perioden der Veränderlichen Nr. 2, 5 und 10 wesentlich verbessert werden müssen. Für die Veränderlichen Nr. 2 und 10 gab sie neue Perioden an.

Zu einer weiteren Verbesserung der Perioden der ersten 15 Veränderlichen bearbeitete Marjorie J. *Levy*³ außer den soeben erwähnten 32 Platten noch

44 Aufnahmen aus dem Jahre 1932,

erhalten von *J. C. Duncan* und *W. Baade* hauptsächlich mit dem 100" Reflektor des Mount Wilson Observatoriums; die Belichtungszeit betrug etwa 4 Minuten. Sie konnte für die Veränderlichen Nr. 5 und 7 neue Perioden ableiten und korrigierte mehrere der früher gewonnenen Perioden.

Damit ist die Aufzählung des beim Beginn der Budapester Beobachtungen zur Verfügung stehenden Materials abgeschlossen. Für die Veränderlichen Nr. 1 bis 15 waren also höchstens 151, für die Veränderlichen Nr. 16 bis 66 höchstens 75 Schätzungen publiziert. Aus einigen Angaben in der Literatur geht aber hervor, daß über M15 noch wertvolles Beobachtungsmaterial unveröffentlicht geblieben ist. Nach dem Jahresbericht 1925 der Sternwarte Berlin-Babelsberg⁴ wurden dort in diesem Jahre mit dem 50" Zeiss Reflektor 63 Aufnahmen von *P. Guthnick* und *R. Prager* gewonnen. Sie fanden 8 neue Veränderliche,⁵ deren Daten aber unzugänglich geblieben sind. Weiter gibt es nach *Helen W. Dodson*, *Elizabeth R. Cornwall* und *S. L. Thorndike*⁶ am Mount Wilson Observatorium aus verschiedenen Jahren bis 1937 noch wenigstens 32 bearbeitete doch unveröffentlichte Aufnahmen. Hinsichtlich der äußerst geringen Zahl der früheren Beobachtungen wäre es sehr erwünscht, jedes vorhandene Beobachtungsmaterial über M15 zu veröffentlichen, und auch auf den noch nicht bearbeiteten Platten die Veränderlichen auszumessen.

In den Jahren 1937—41 und 1950—52 erhielten *L. Detre*, *G. Kulin* und *M. Lovas* ungefähr 400 Aufnahmen vom Kugelsternhaufen M15 im Newton Fokus des 24" Reflektors der Budapester Konkoly Sternwarte. Davon wurden hauptsächlich von Fräulein *Valéria Falvay* 279 Platten am Rosenberg-

sehen Mikrophotometer ausgemessen. Diese Aufnahmen verteilen sich auf die verschiedenen Jahre wie folgt:

42	Aufnahmen	aus	dem	Jahre	1937,
76	„	„	„	„	1938,
14	„	„	„	„	1939,
13	„	„	„	„	1940,
18	„	„	„	„	1941,
5	„	„	„	„	1950,
94	„	„	„	„	1951,
17	„	„	„	„	1952.

Die meisten Aufnahmen aus dem Jahre 1937 wurden auf Kodak Eastman 40, die übrigen fast ausschließlich auf Guilleminot Superfulgur Platten gemacht, die Belichtungszeit betrug im allgemeinem 15 Minuten. Dabei sind die Aufnahmen aus 1937 größtenteils zu schwach, diejenigen aus den Jahren 1938 bis 1941 zumeist so gut, wie möglich, die Aufnahmen aus den Jahren 1950 bis 1952 brauchbar. Die schwächeren Veränderlichen mit kleinen Amplituden in M15 liegen schon an der Grenze der Leistungsfähigkeit unseres 24" Reflektors, so daß von einer sehr exakten Photometrie nicht gesprochen werden kann. Es gibt Veränderliche, die im Minimum nur auf den besten Aufnahmen zu sehen sind. Eine längere Belichtungszeit würde die Lichtkurven der Veränderlichen schon verschmieren. Am schlimmsten aber ist, daß sich unser Südhimmel infolge der Neubauten in der Nähe unseres Geländes in den letzten Jahren dermaßen verschlechterte, daß heutzutage von M15 nur beim besten Luftzustand brauchbare Aufnahmen erhalten werden können. So ist die große Anzahl der nicht zur Bearbeitung gekommenen Platten verständlich.

Nachdem ich 1951 drei neue Veränderliche⁷ in M15 gefunden hatte, übernahm ich am Ende des vorigen Jahres die Untersuchung der Periodenänderungen der Veränderlichen in diesem Kugelsternhaufen. Es zeigte sich bald, daß zunächst ziemlich viele Perioden neu bestimmt werden müssen, weil die Budapester Beobachtungen durch die früher veröffentlichten Perioden nicht darstellbar sind. Der Gang der Untersuchungen war im allgemeinen folgender: Zuerst wurden die Beobachtungen der einzelnen Jahren mit der früher angegebenen Periode zusammengezeichnet. War diese Periode mit einem groben Fehler behaftet, so zeigte sich das in einem mehr oder wenig gut ausgeprägten systematischen Gang der längsten Beobachtungsreihen, die sich auf 2—3 Monate ausdehnten. Dann mußte aus den einzelnen aufsteigenden Ästen der Lichtkurve eine Periode bestimmt werden, die schon die Beobachtungen für einige Jahre mit hinreichender Genauigkeit darstellte. Durch Verwendung weit auseinander liegender Beobachtungsreihen (z. B. 1915, 1932, 1938 und 1951) habe ich einen genaueren Wert der Periode ermittelt. Mit dieser Periode wurde das ganze vorhandene Beobachtungsmaterial jährlich zusammengezeichnet. Die Beobachtungen aus den Jahren 1896—1908, 1917—19, 1931—32, 1939—41 und 1950—52 erhielten eine gemeinsame Darstellung, und zeigten manchmal einen merkwürdigen Gang.

Nach einer solchen Prüfung der Perioden konnte die Frage ihrer Änderung untersucht werden. Dazu bestimmte ich mit Hilfe der zusammengezeichneten Beobachtungen aus jedem hierfür geeigneten Jahre eine Normalepoche und

betrachtete das O—C Diagramm des Veränderlichen. Es stellte sich heraus, daß es in M15 kaum konstante Perioden gibt, so daß die Perioden als Funktionen der Zeit aufzufassen sind. Über die Natur der Periodenänderungen machte ich keinerlei Annahmen. Mit Rücksicht auf die bekannten Ergebnisse bei den galaktischen RR Lyrae Sternen habe ich mich jedoch bemüht, die Periodenänderungen linear, periodisch, linear-periodisch oder periodisch-periodisch darzustellen. Wenn es sich um geringe lineare Periodenänderungen handelte, bereitete die Analyse des O—C Diagramms keine Schwierigkeiten. Bei großen oder komplizierten Periodenänderungen dagegen war die Feststellung eines sinngemäßen Gesetzes oft zeitraubend, und manchmal nicht eindeutig. Es muß allerdings betont werden, daß man einer starken oder komplizierten Periodenänderung nur bei den ersten 15 Veränderlichen mit Beobachtungen aus den Jahren 1917 bis 1932 einigermaßen sicher nachfolgen kann. Bei den übrigen Veränderlichen ist in solchen Fällen eine falsche Epochenrechnung noch immer zu befürchten. Auch der sichere Nachweis eventueller periodischer Schwankungen der Perioden ist zum mindesten an das Vorhandensein der soeben erwähnten Beobachtungen gebunden. Bevor ich auf die Besprechung der gewonnenen O—C Diagramme zu reden komme, muß ich über zwei neuere sehr wichtige Arbeiten über die Veränderlichen im Kugelsternhaufen M15 berichten.

Im Jahre 1950 entdeckte Herr Prof. *L. Rosino* 29 neue Veränderliche⁸ im Zentralgebiet des Kugelsternhaufens auf Platten von *A. Brown* erhalten mit dem 82" Reflektor des McDonald Observatoriums. Während die Bailey'schen Veränderlichen in Entfernungen von 10,3' bis 0,8' vom Zentrum liegen, konnte Herr Prof. Rosino das Auffinden der Veränderlichen bis in die Entfernung 0,3' ausdehnen. Von diesen Veränderlichen können nur zwei, nämlich diejenigen Nr. 67 und 74 auf den Budapester Aufnahmen bearbeitet werden, und zwar wurden sie gemeinsam mit einigen schwierigeren Bailey'schen Objekten und den von mir entdeckten Veränderlichen geschätzt. Diese Schätzungen verdanke ich Herrn *M. Lovas*.

Vor etwa drei Wochen lief die bedeutende Arbeit⁹ über M15 des Herrn Dr. *G. Mannino's* von der Sternwarte Asiago ein. Er beschäftigte sich in dieser Abhandlung mit der Neubestimmung der Perioden der Veränderlichen Nr. 2 bis 15, und untersuchte auch die säkulare Variation der Perioden. Das Beobachtungsmaterial besteht aus

166	Aufnahmen	aus dem Jahre	1954	und
34	,,	,,	,,	1955,

erhalten von *G. Mannino*, *L. Rosino* und *C. Grubissich* mit dem 48" Reflektor des astrophysikalischen Observatoriums in Asiago. Die Belichtungszeit betrug 5 bis 15 Minuten. Dieses wertvolle Material konnte noch in diesen Bericht eingearbeitet werden. Was die Abweichung der von *G. Mannino* und von mir bestimmten Perioden betrifft, so sind diese nur bei den Veränderlichen Nr. 3, 11 und 12 wesentlich. Im Falle der Veränderlichen Nr. 11 und 12 scheinen meine Resultate die richtigen zu sein. 6 Punkte der zusammengezeichneten Beobachtungen des Veränderlichen Nr. 11 (J. D. 2 435 052,375 bis, 421) fallen bei *Mannino* ebenso wie bei mir heraus. Im übrigen dürfte meine Darstellung besser sein. Bei dem Veränderlichen Nr. 12 werden z. B. die Beobachtungen aus dem Jahre 1916 durch seine Formel unbefriedigend dargestellt. Die Periode

des Veränderlichen Nr. 3 bedarf noch einer näheren Untersuchung. Bei der Behandlung der Periodenänderungen beschränkte sich natürlich Herr Dr. Mannino auf die linearen Glieder. Seine Ergebnisse stimmen bei den Veränderlichen Nr. 2, 5, 8 und 13 mit den meinigen im wesentlichen überein. Die große Bedeutung der italienischen Beobachtungen zeigte sich für uns besonders dadurch, daß mit ihrer Hilfe die gewonnenen Darstellungen der komplizierteren Periodenänderungen geprüft werden konnten. In den meisten Fällen mußte ich die Darstellung nur wenig modifizieren, in drei Fällen aber, d. h. bei den Veränderlichen Nr. 11, 12 und 15 mußten die O—C Diagramme vollständig neu interpretiert werden. Dieser Umstand zeigt am klarsten, wie wichtig die Schaffung eines kontinuierlichen Beobachtungsmaterials über die Haufenveränderlichen ist, für welche im Verhältnis zu einigen freien RR Lyrae-Sternen selbst in den am meisten untersuchten Haufen nur ziemlich lückenhafte Beobachtungsreihen vorliegen. Dagegen liefern die Baileyschen Beobachtungen für einige Haufen wesentlich weiter zurückliegende Epochen, als für die meisten freien RR Lyrae-Sterne zur Verfügung stehen.

Wenden wir uns nun zu den in Budapest gewonnenen Resultaten über die O—C Diagramme der Veränderlichen. Die bis jetzt erhaltenen 22 O—C Diagramme projizieren wir nach dem Charakter der Periodenänderungen geordnet. Die Veränderlichen Nr. 6 und 25 haben konstante Perioden. An diesen Diagrammen können wir die Größe der vorhandenen Streuung beurteilen,

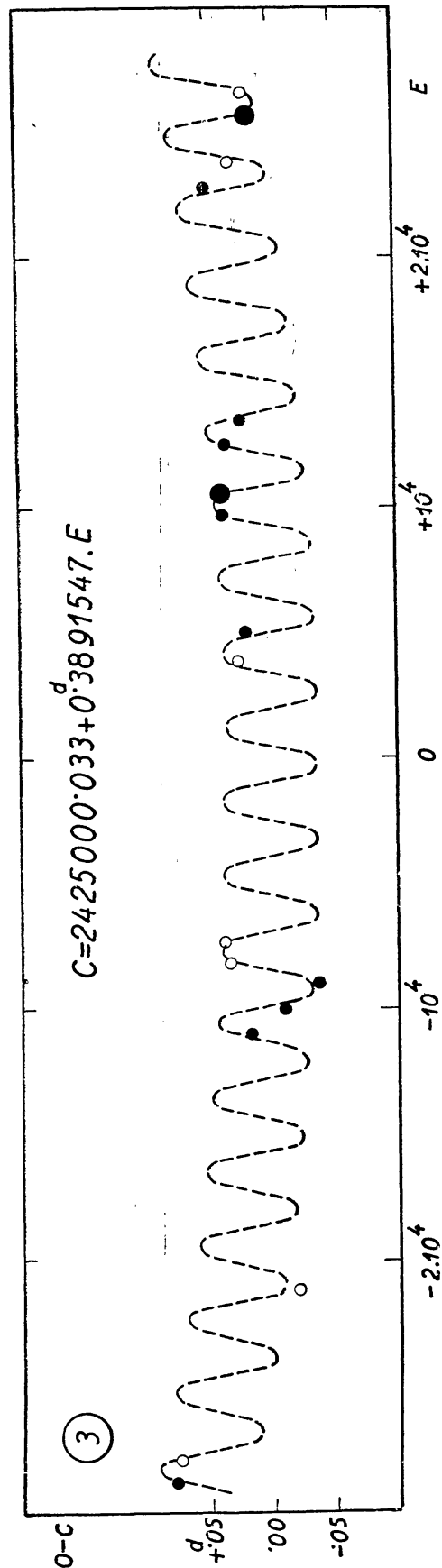


Abb. I
O—C Diagramm für den e-Stern var. 3.

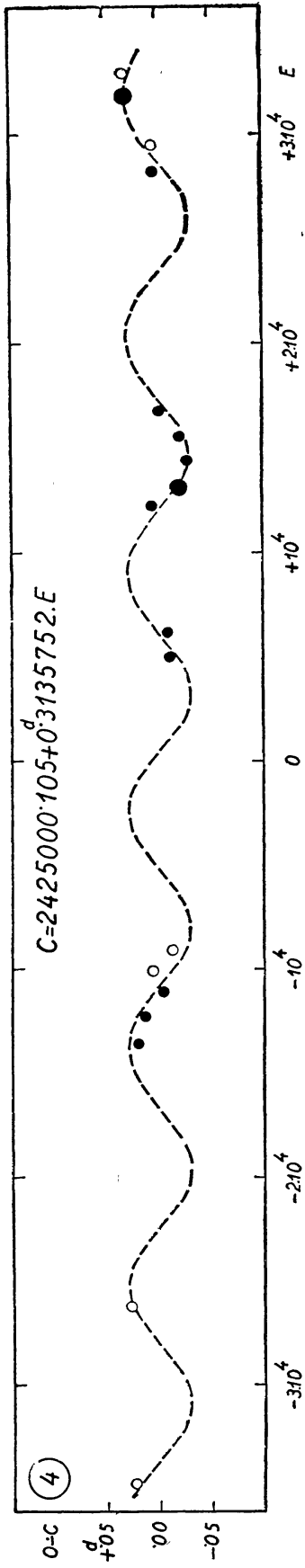


Abb. 2
O—C Diagramm für den e-Stern var. 4.

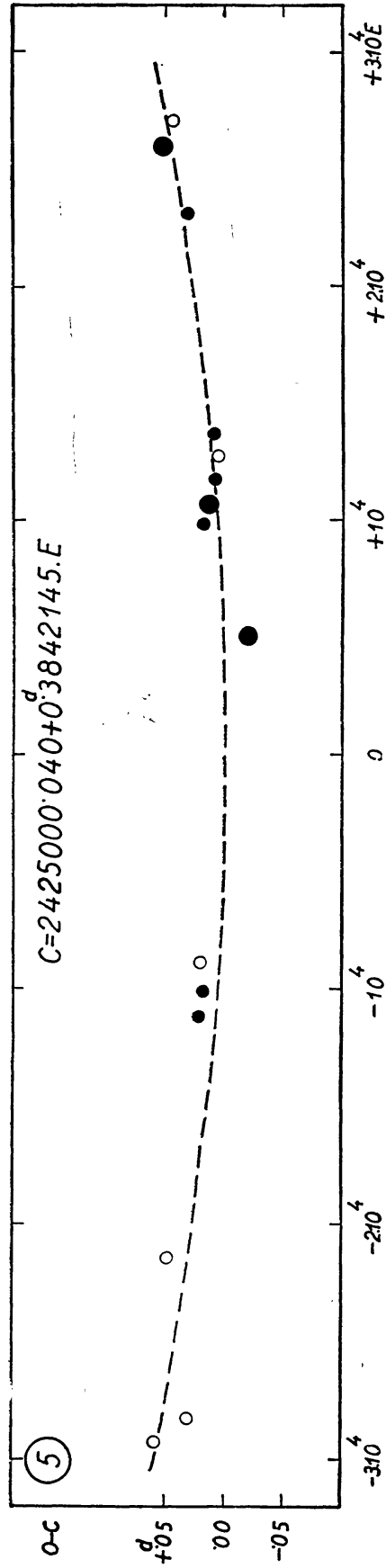


Abb. 3
O—C Diagramm für den e-Stern var. 5.

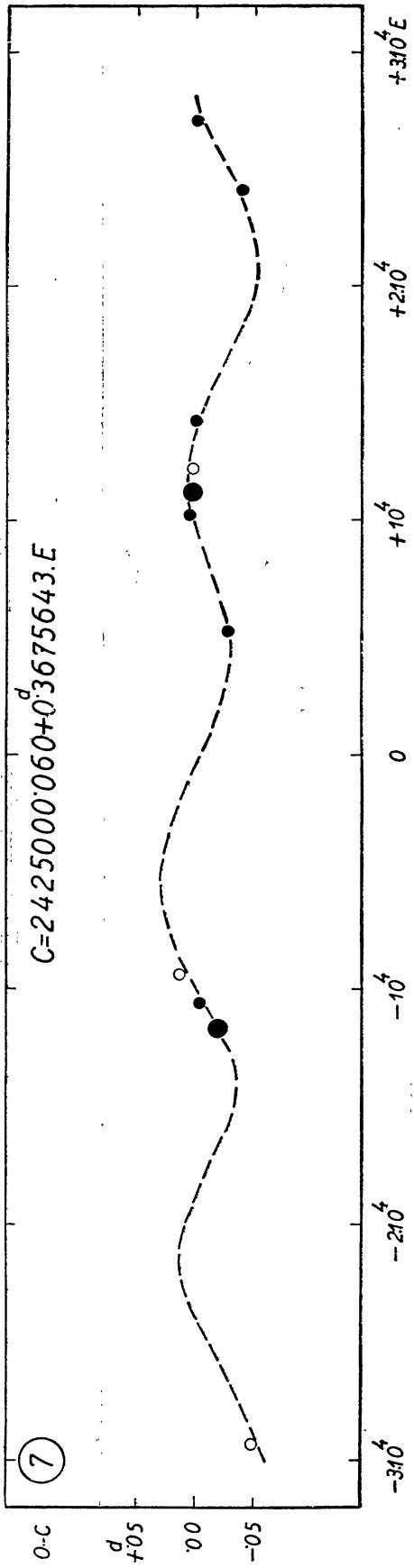


Abb. 4

O—C Diagramm für den e-Stern. var. 7.

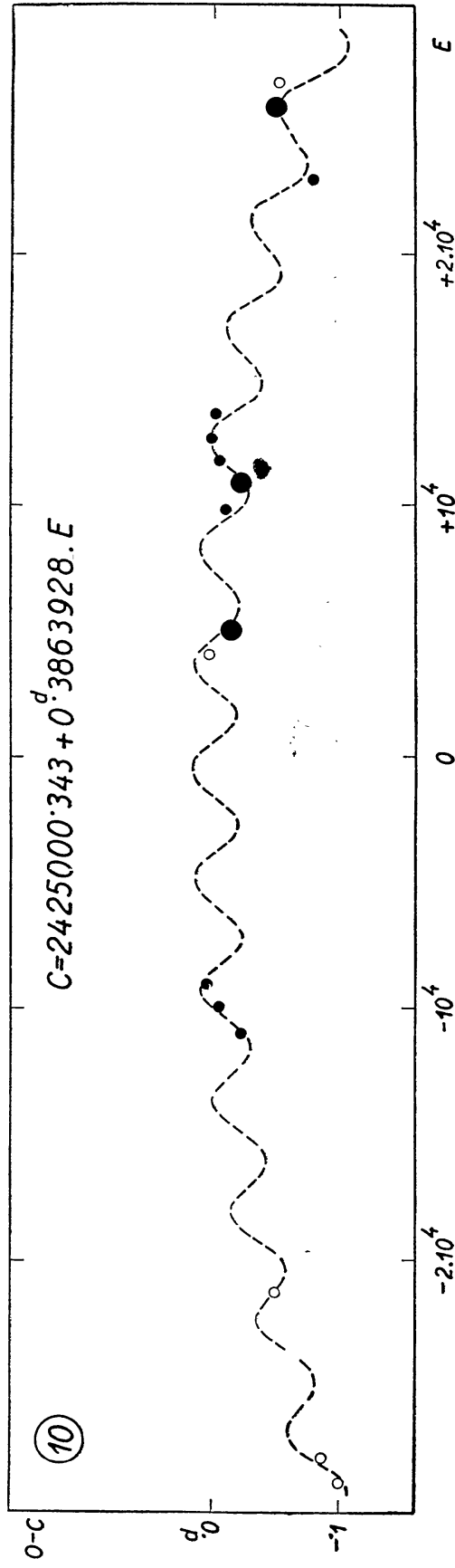


Abb. 5

O—C Diagramm für den e-Stern. var. 10.

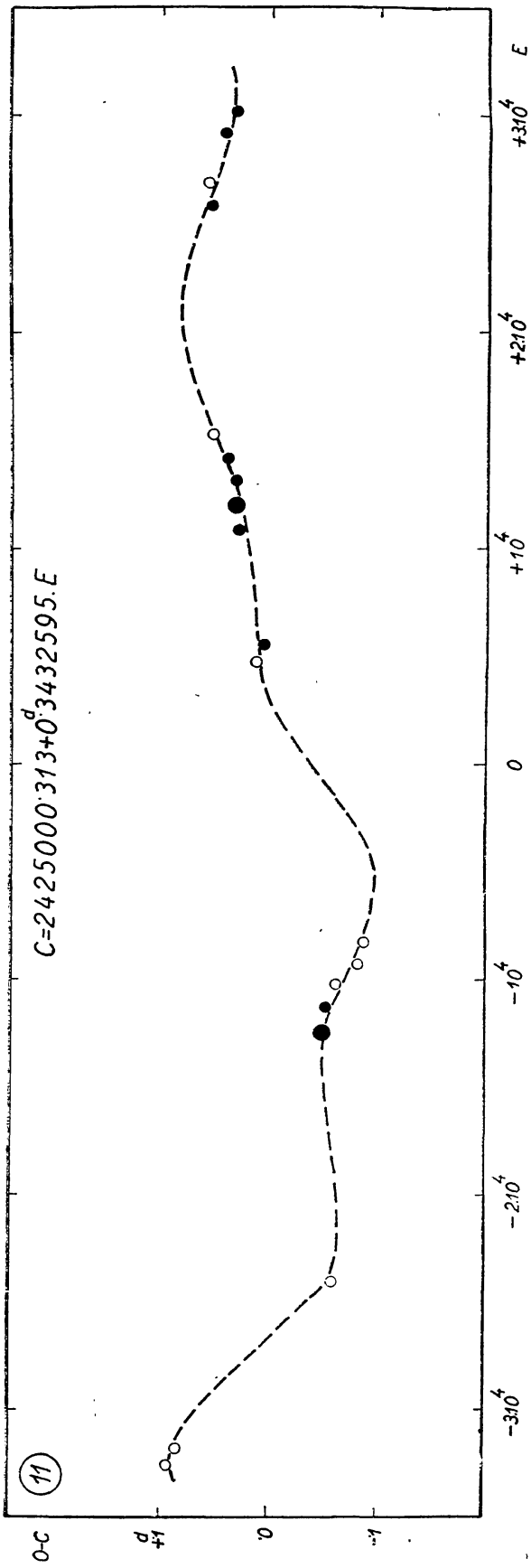


Abb. 6

O—C Diagramm für den c-Stern var. 11.

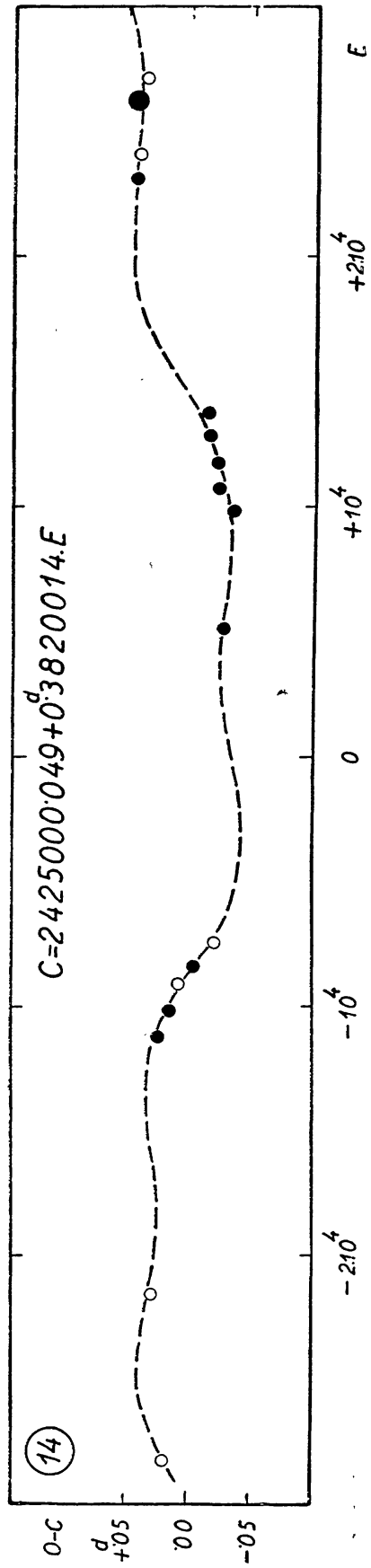


Abb. 7

O—C Diagramm für den c-Stern var 14.

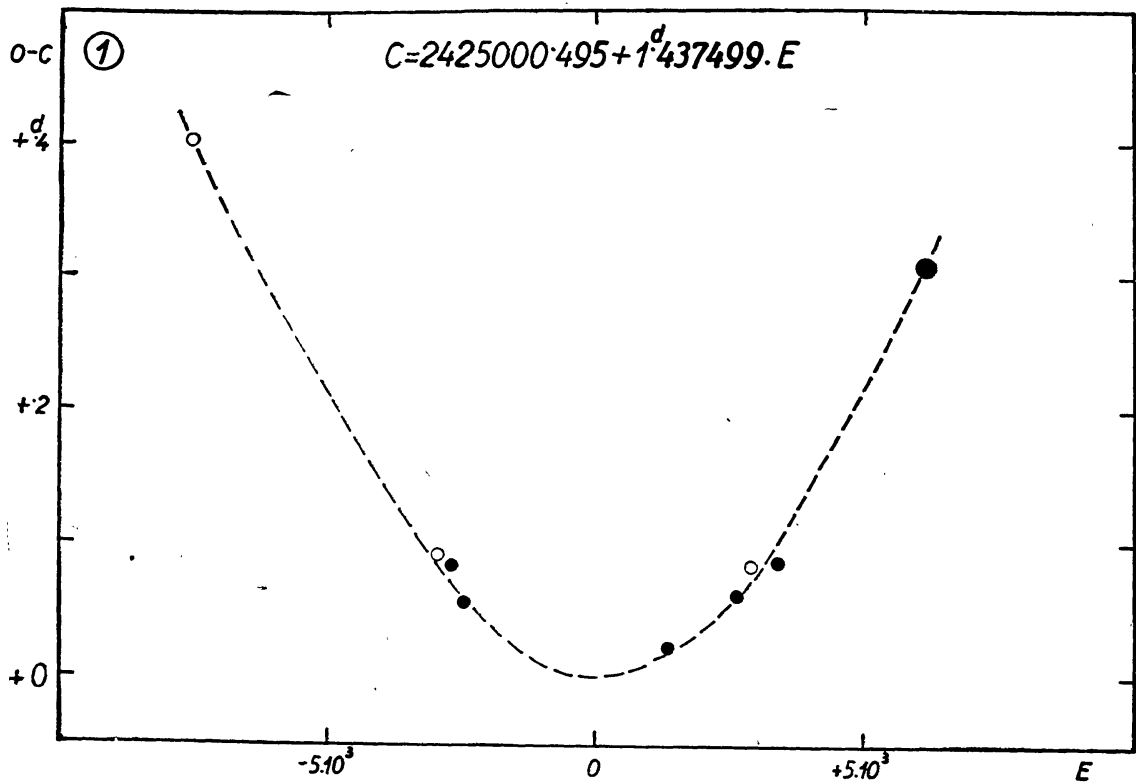


Abb. 10

O—C Diagramm für den a-Stern var. 1.

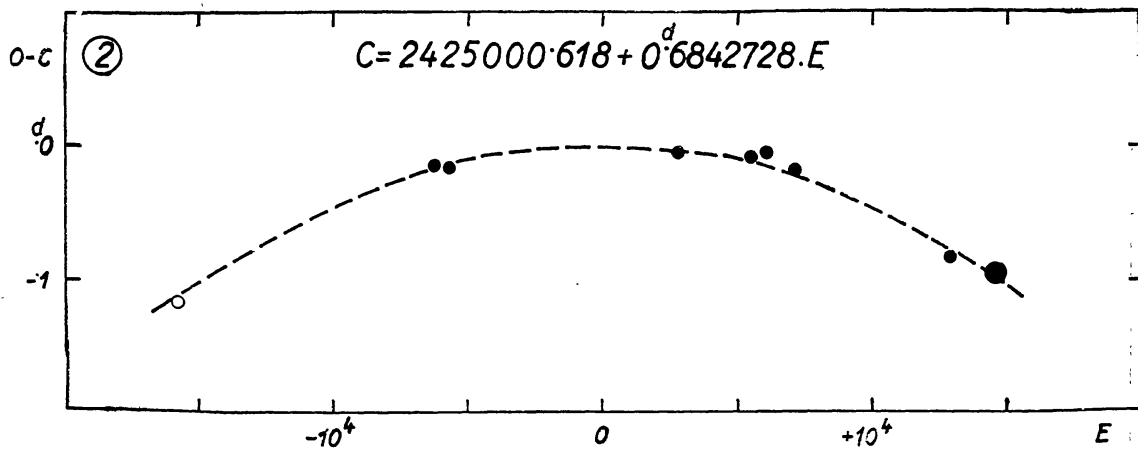


Abb. 11

O—C Diagramm für den a-Stern var. 2.

was bei der Frage nach der Realität kleiner Periodenschwankungen von Bedeutung ist. Die Periode des Veränderlichen Nr. 8 scheint auch konstant zu sein, aber wie Sie das auch sehen können, deuten der erste Punkt und die beiden letzten Punkte auf eine geringfügige lineare oder zyklische Änderung der Periode. Bei den Veränderlichen Nr. 1, 2 und 13 findet eine lineare Zunahme bzw. Abnahme der Perioden statt. Es ist zu bemerken, daß das O—C Diagramm des letzteren eigentlich keine Parabel ist; dem-

zufolge ist die Periodenabnahme in dem betrachteten Zeitraume nicht ganz gleichmäßig. Die Veränderlichen Nr. 5, 9 und 19 zeigen auch eine lineare Periodenänderung, aber es scheint, als ob hier auch andere Effekte vorhanden wären, deren wahrer Charakter noch nicht festgestellt werden kann. Das O—C Diagramm der Veränderlichen Nr. 3, 10, 12 und 18 setzt sich aus einem parabolischen und einem periodischen Gliede zusammen. Vorzeichen und

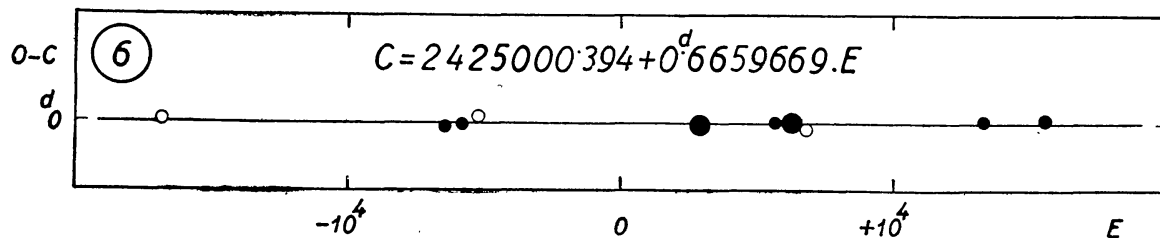


Abb. 12

O—C Diagramm für den a-Stern var. 6.

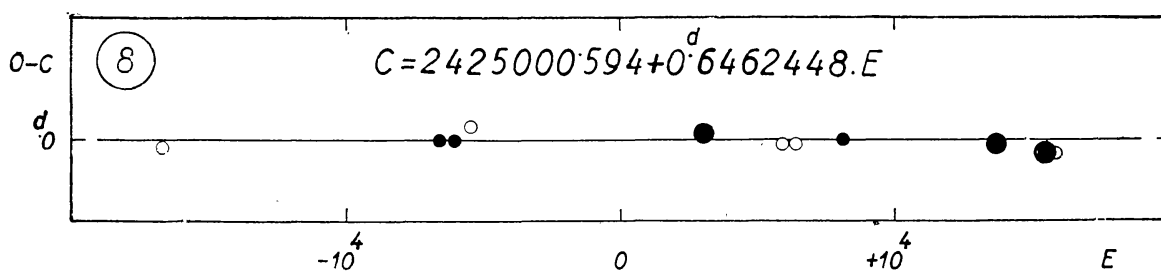


Abb. 13

O—C Diagramm für den a-Stern var. 8.

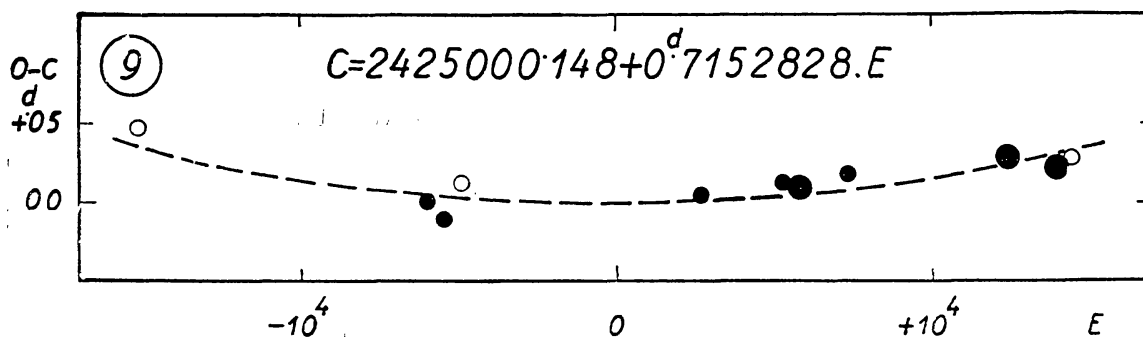
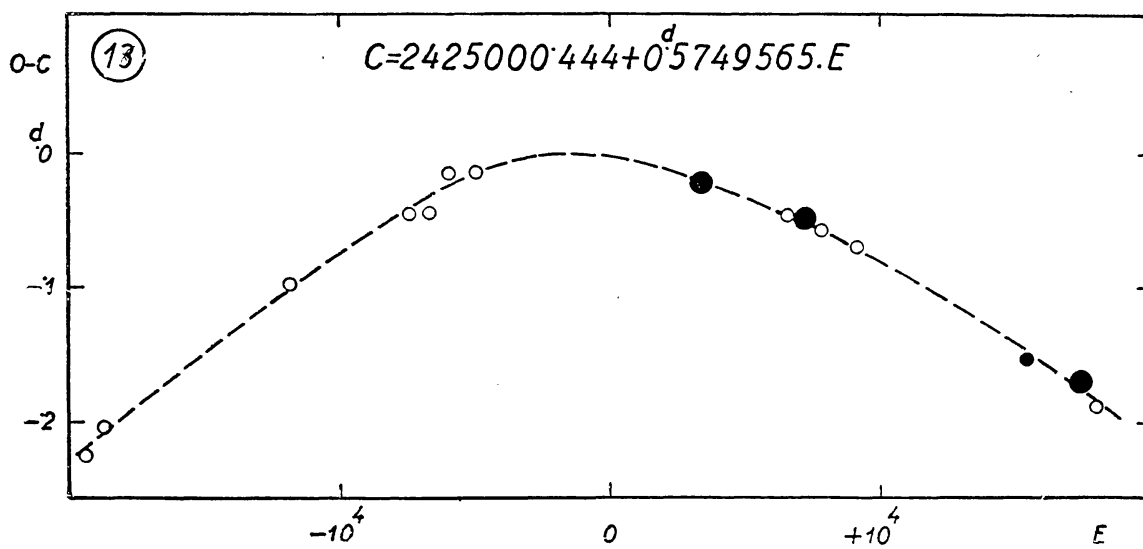
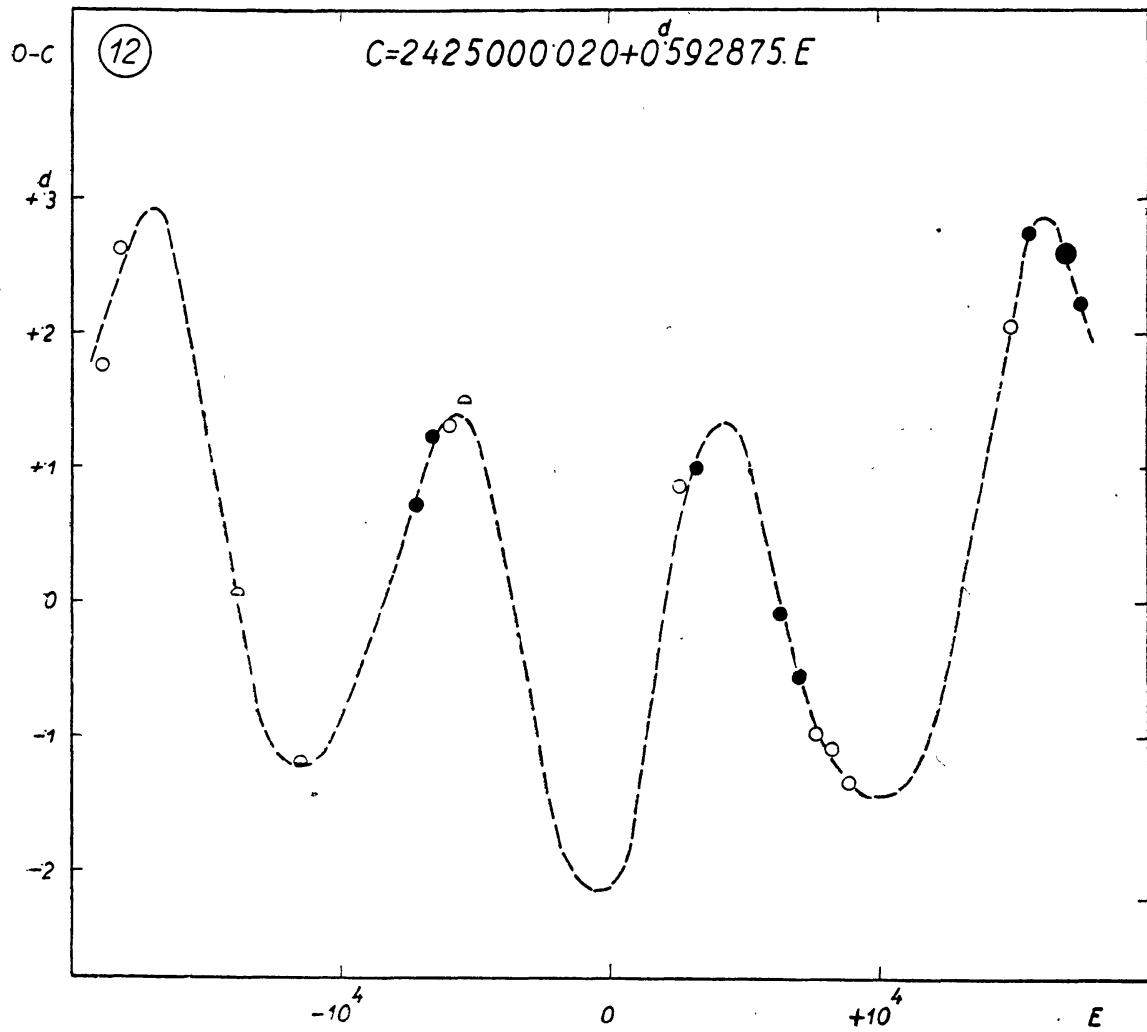


Abb. 14

O—C Diagramm für den a-Stern var. 9.

Größe der linearen Änderungen, sowie Periode und Größe der periodischen Änderungen sind recht verschieden. Ich gestehe aber, daß das dargestellte O—C Diagramm des Veränderlichen Nr. 3 etwas zu kühn scheinen mag. Die O—C Diagramme der Veränderlichen Nr. 4, 20, 22, 23 und 24 stellen sinusähnliche Kurven dar, woraus man auf eine periodische Schwankung der Perioden schließen kann. Aber es sei wiederholt erwähnt, daß von dem Veränderlichen Nr. 15 an das bis jetzt publizierte Beobachtungsmaterial noch sehr spärlich ist. Interessanter sind die O—C Diagramme der Veränder-



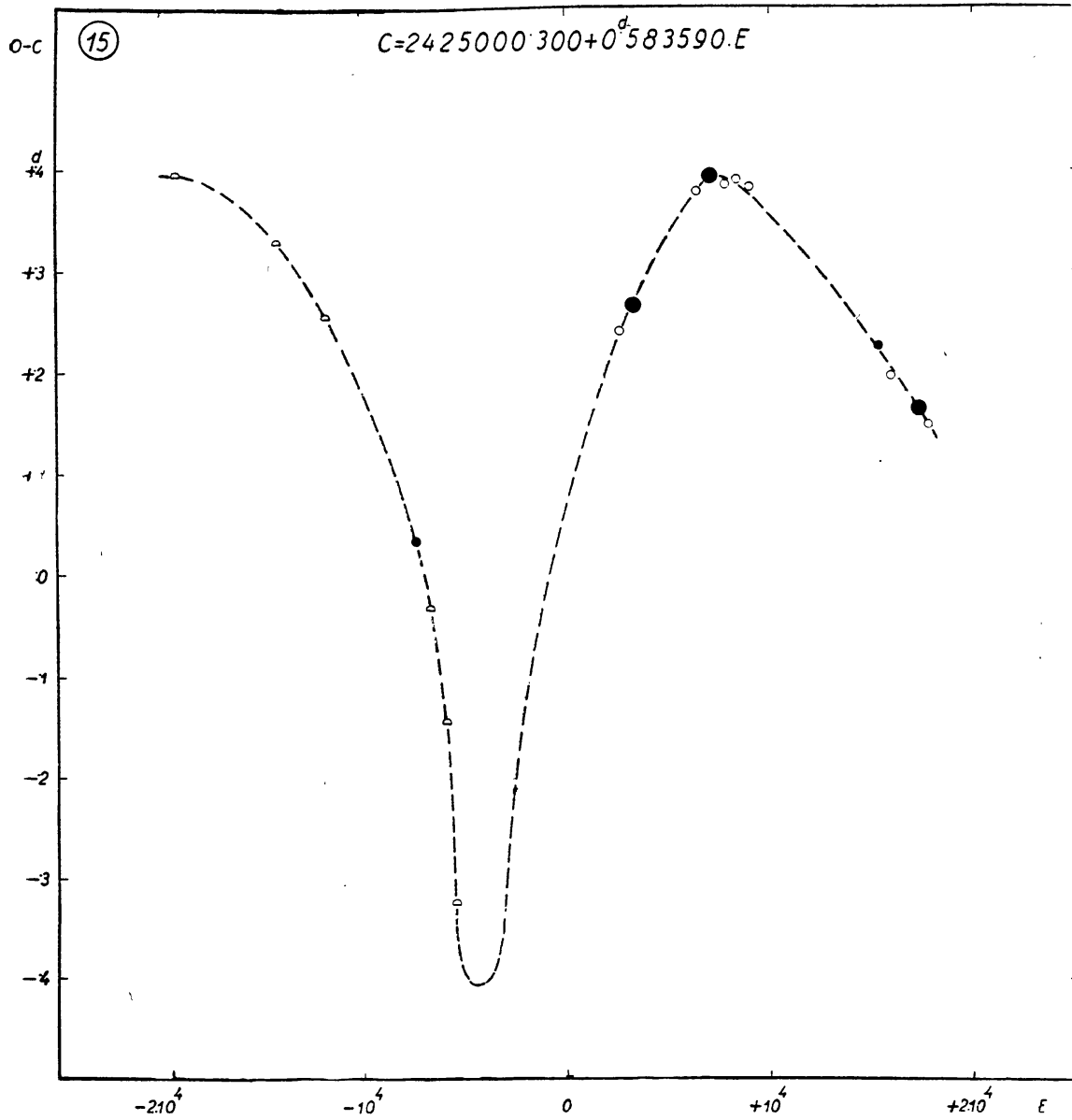


Abb. 17
O—C Diagramm für den a-Stern var. 15.

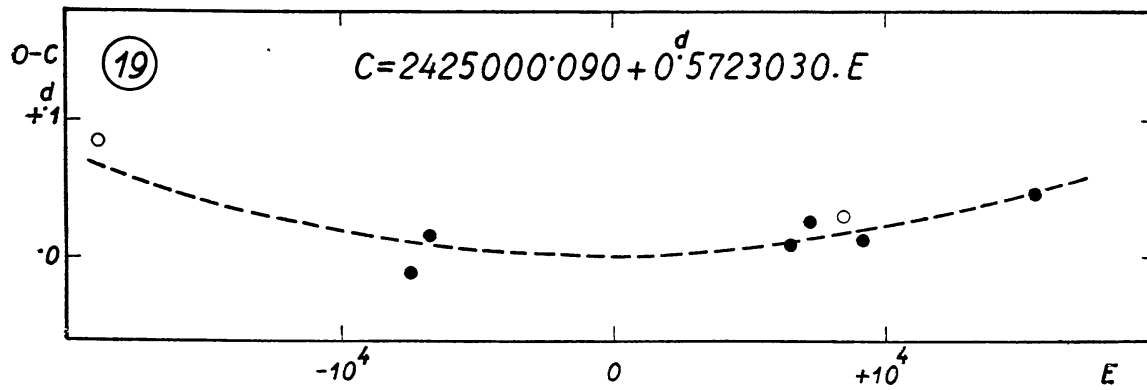
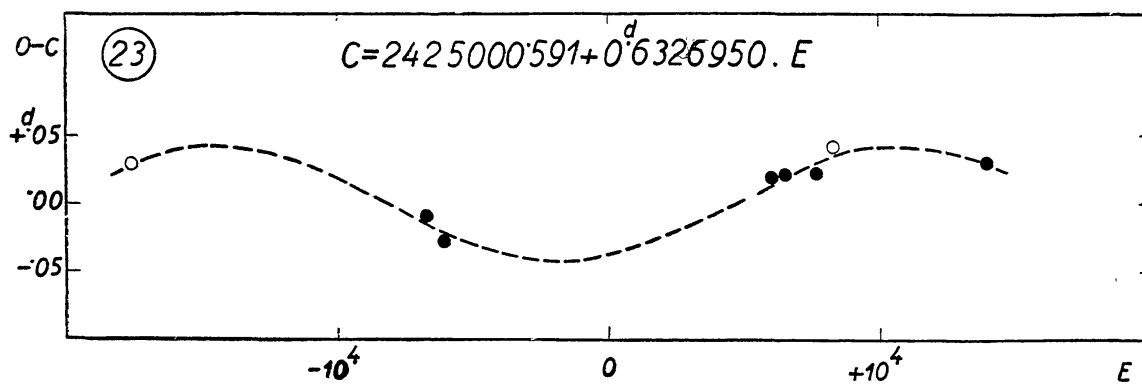
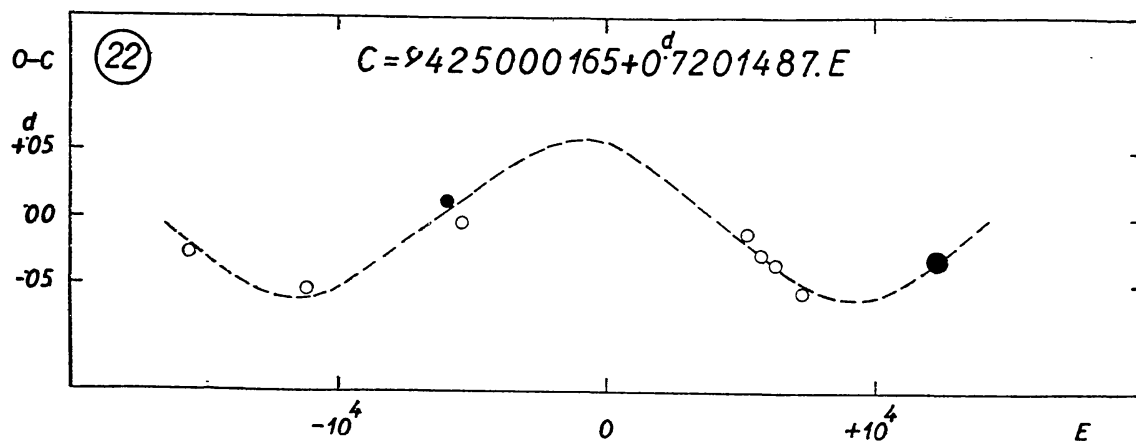
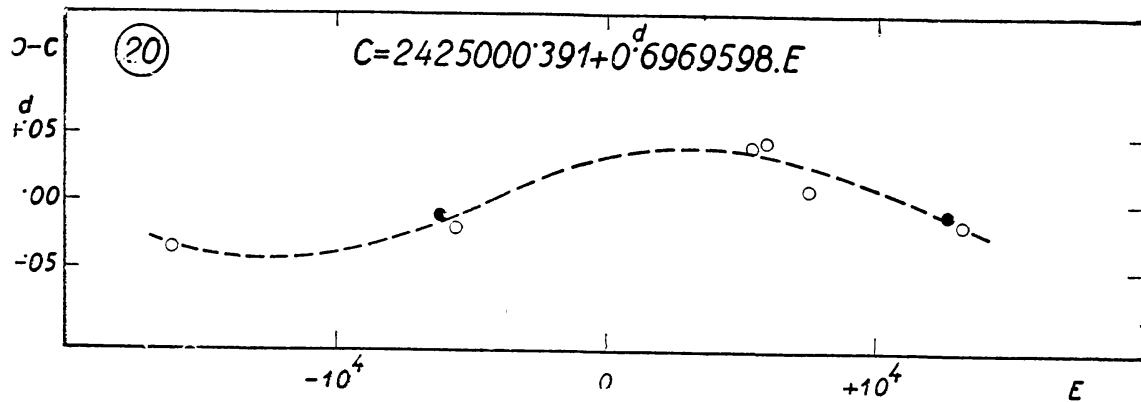


Abb. 18
O—C Diagramm für den a-Stern var. 15.

ELEMENTE DER VERÄNDERLICHEN IM KUGELSTERNHAUFEN M 15

Nr.	Periode	Periodenänderung		Max	Min	A	s	r	Bemerkung
		β	Länge der Zyklen						
1	1,437499	+ 173		14,48	15,54	1,06	0,38	2,0	m
2	0,6842728	— 9,0		15,42	16,06	0,64	0,17	2,9	m
3	0,3891547	+ 1,4	2 950	15,66	16,27	0,61	0,33	4,2	m
4	0,3135752		11 400	15,57	16,25	0,68	0,33	3,3	m
5	0,3842145	+ 1,4		15,64	16,26	0,62	0,33	3,9	m
6	0,6659669		?	15,04	15,88:	0,84:	0,14:	1,3	m
7	0,3675643		50 000: 16 700	15,55	16,03	0,48	0,34:	1,2	e Blažko-Effekt?
8	0,6462448		?	15,25	16,10	0,85	0,15	2,1	m
9	0,7152828	+ 3,1	?	15,25	16,22	0,97	0,17	2,3	m
10	0,3863928	— 2,0	4 400	15,63	16,24	0,61	0,34	2,1	m
11	0,3432595		60 000: 18 000:	15,51	16,22	0,71	0,35	2,9	m
12	0,5928750	+ 14	10 900	15,26	16,13	0,87	0,36	2,8	m
13	0,5749565	— 16:		15,23	16,33	1,10	0,33	2,4	m
14	0,3820014		44 500: 14 500	15,74	16,33	0,59	0,41	4,5	m
15	0,583590		ähnlich RW Dra	15,18	16,52	1,34	0,26	5,2	m Blažko-Effekt
16
17
18	0,3673969	+ 3,1	9 750	15,48	16,07	0,59	0,38	2,1	m Blažko-Effekt?
19	0,5723030	+ 3,9	?	15,02	16,50	1,48	0,28:	3,2	m

20	0,6969598			32 000 :	96	15,10	16,07	0,97	0,17	1,4	m
21	
22	0,7201487			20 700	146	15,22	16,36	1,14	0,18	5,6	m
23	0,6326950			25 300	96	15,53	16,36	0,83	0,16	5,3	m
24	0,3696964			34 500	55	15,43	16,06	0,63	0,38	1,8	m
25	0,6653288					15,50	16,47	0,97	0,17	5,1	m
26	0,4022696?			38 500?	264?	15,83	16,39	0,56	0,42:	5,5	m
27	unveränderlich					16,81				5,6	m
28	0,6706461	+ 2,2			?	15,52	16,65	1,13	0,14	10,3	m
29	0,574978:			30 000?	280?	15,41	16,34	0,93	0,19	4,5	m
30	?										m
31	0,4081783?										e
32	0,6053990				?	15,05:	15,95:	0,90:	0,22:	2,0	m
33	
34	wahrscheinlich veränderlich										
35	0,3839985	+ 1,1			?	15,72	16,36	0,64	0,31	2,8	m
36	0,624144?	?			?	15,14	16,31	1,17	0,19:	1,4	s
37	
38	0,3752774	+ 0,84			?	15,44	16,11	0,67	0,31	2,4	m
39	?										m
40	0,3773304				?	15,64	16,32	0,68	0,37	2,9	m
96	0,396794					15,67	16,38	0,71	0,38	4,5	e



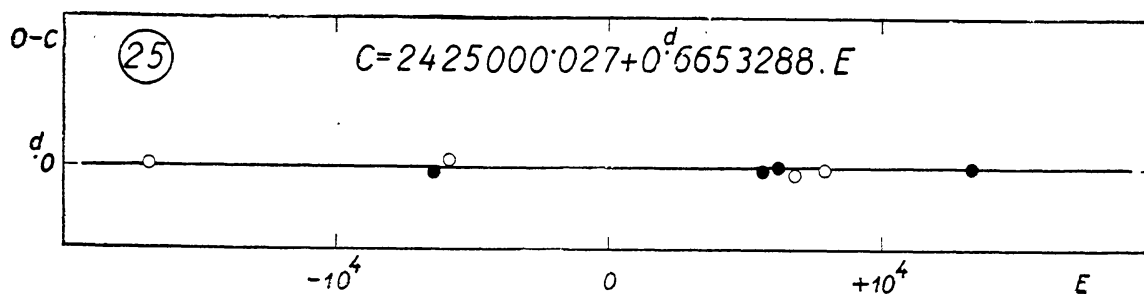


Abb. 22

O—C Diagramm für den a-Stern var. 25.

lichen Nr. 7, 11 und 14. Diese entstehen durch Überlagerung zweier zyklischer Periodenänderungen, und das Verhältnis beider Zyklen beträgt in jedem Falle merkwürdigerweise ungefähr 3, wie das beim Vorhandensein zweier Blažko-Effekte für freie RR Lyrae-Sterne der Fall ist. Das O—C Diagramm des Veränderlichen Nr. 15 ähnelt demjenigen des Veränderlichen RW Dra. Das Resultat der numerischen Auswertung der O—C Diagramme wurde nebst einigen Daten der Veränderlichen in der nachfolgenden Tabelle zusammengestellt. Es sind nur einige Größen zu erklären. Die Perioden sind für das J. D. 2 425 000,000 angegeben; falls auch periodische Periodenänderungen vorhanden sind, gilt das für die mittlere Periode. Die linearen Periodenänderungen verstehen sich als der hingeschriebene Wert mal 10^{-10} Tage pro Periode. Bei den periodischen Periodenänderungen wurde erstens das Verhältnis dieser Periode zur Hauptperiode angeführt, und zweitens die Amplitude der periodischen Periodenänderung in 10^{-7} Tagen. ε charakterisiert die Steilheit der Lichtkurve, d. h. $\frac{t^{\text{Max}} - t^{\text{Min}}}{P}$.

Die allgemeinen Ergebnisse über die zyklischen Periodenänderungen stimmen mit denen von Herrn I. Ozsváth für M3 überein. Auch hier zeigen alle c-Sterne zyklische Periodenänderungen. Dagegen sind die linearen Periodenänderungen mit positivem Vorzeichen in M15 überwiegend, wie im Kugelsternhaufen ω Centauri nach W. Chr. Martin.¹⁰

LITERATUR

1. S. I. Bailey : Harv. Ann. 78. Part 3. (1919).
2. Luisita Wemple : Harv. Bull. 889. p. 9. (1932).
3. Marjorie J. Levy : Harv. Bull. 893. p. 24. (1933).
4. P. Guthnick : Vierteljahrschrift der AG 61. p. 91. (1926).
5. P. Guthnick : Sitzungsberichte d. preuss. Ak. d. Wiss. p. 508. (1925).
6. Helen W. Dodson, Elizabeth R. Cornwall and S. L. Thorndike : Publ. Amer. Astr. Soc. 10. p. 48. (1946).
7. I. Izsák : Budapest Mitt. 28. (1952).
8. L. Rosino : Ap. J. 112. p. 221. (1950).
9. G. Mannino : Memorie Soc. Astr. Ital. 27. p. 169. (1956).
10. W. Chr. Martin : Leiden Ann. 17. Stuk 2. (1938).

ÜBER DIE PERIODENÄNDERUNGEN DER VERÄNDERLICHEN IM KUGELSTERNHAUFEN M 3

Von I. OSVÁTH, Budapest

Das Beobachtungsmaterial von M 3 ist zur Untersuchung der Periodenänderungen unvergleichbar günstiger als dasjenige von M 15. Das Material bedeckt die Zeitspanne der Beobachtungen gleichmäßiger, so daß die Sicherung der richtigen Epochenählung wesentlich einfacher ist, besonders im Falle solcher Sterne, die nur geringe Periodenänderungen zeigen.

Leider gibt es auch hier unveröffentlichtes Material, in der Weise, daß einige Verfasser an den zur Verfügung stehenden Platten nicht alle Veränderlichen ausgemessen haben. Und zwar haben sie meistens eben diejenigen

BEOBACHTUNGSMATERIAL VOM KUGELSTERNHAUFEN M 3

Jahr	Anzahl der Aufnahmen	Quelle
1895	16	Solon I. Bailey HA 78. pt. 1.
1896	16	„ „
1897	17	„ „
1898	4	„ „
1899	12	„ „
1900	25	„ „
1912	14	John H. Hett AJ 50. 77
1915	22	„ „
1920	1	Johannes Larink Berg. Abh. 2 Nr. 6.
1921	135	„ „
1924	1	Th. Müller Berl. Babels., Ver. 11. H. 1.
1925	91	„ „
1926	97	P. Slavenas AN 240. 169
1926	75	Jesse L. Greenstein AN 257. 301
1938	4	Martin Schwarzschild Harv. Circ. 437
1938	6	Budapest
1939	2	Budapest
1939	44	John H. Hett AJ 50. 77
1940	106	W. C. Martin ApJ 95. 314 (Nur die Epochen sind publiziert)
1940	11	Budapest
1941	13	Budapest
1946	28	Emilia Pisani Belserene AJ 57. 237
1948	10	„ „ „
1950	33	Budapest
1951	10	Budapest
1952	40	Budapest
1953	25	M. Roberts und A. Sandage AJ 60. 185
1953	17	Budapest
1955	25	Budapest
1956	70	B. V. Kukarkin (nicht veröffentlicht)
1956	50	Budapest (noch nicht ausgemessen)

Veränderlichen vernachlässigt, deren Ausmessung wegen ihrer starken Periodenänderung sehr wesentlich wäre.

Erlauben Sie mir, das Beobachtungsmaterial ganz kurz zu überblicken.

Unsere vorige Bemerkung bezieht sich auf das von *Hett*, *Belserene*, *Roberts*, *Sandage* publizierte Material. Es wäre sehr nützlich, alle meßbare Veränderlichen an diesen Platten auszumessen.

Das Budapester Plattenmaterial wurde an dem 24-zölligen Spiegeltelescop der Sternwarte mit Belichtungszeiten von 12—15^m erhalten. Die benutzten Platten sind überwiegend Guilleminot Superfulgur-Platten. Die Aufnahmen wurden von Dr. Balázs, Dr. Detre, Dr. Kulin und Herrn Lovas gemacht, und von mir am Rosenbergschen Elektromikrophotometer der Sternwarte ausgemessen. Die 31 Vergleichsterne habe ich aus dem photoelektrischen Vergleichsternsystem der Arbeit von Allan *Sandage*: The Color-Magnitude Diagramm for the Globular Cluster M 3, AJ 58 61 ausgewählt. Auf jeder der 157 Platten habe ich 132 Sterne am Photometer ausgemessen, die übrigen Sterne sind am Photometer unmeßbar. Vielleicht versuche ich später noch einige Sterne auszuschätzen.

Die Periodenänderung der Veränderlichen in M 3 wurde zum erstenmal von *Martin* auf Grund eines größeren Materials untersucht. Er hat lineare Periodenänderungen vorausgesetzt. In seiner Arbeit sind die Koeffizienten der für den Verlauf der O—C Werte vorausgesetzten Parabeln angegeben. Die *c*-Sterne hat er in seiner Arbeit außer Acht gelassen.

Später hat *Belserene* 33 Sterne bearbeitet. Diese sind solche Sterne, die gut meßbar sind und Lichtkurvenänderungen höchstens in geringem Maße zeigen. Sie hat nur die sekulären Periodenänderungen eingehender untersucht. *Belserene* publizierte schon O—C Diagramme, aber sie zeichnete nur Parabeln in die Diagramme ein.

In meiner Untersuchung wollte ich mich mit den Periodenänderungen eingehender beschäftigen. Dazu habe ich die alten Epochen von neuem bestimmt.

Dies ist von zwei Gesichtspunkten aus wichtig. Erstens habe ich auf diese Weise aus dem Baileyschen Material mehrere Epochen bekommen, was sehr wesentlich ist, weil dieses Material die älteste Beobachtungsreihe darstellt. In vielen Fällen sind diese Epochen zwar ziemlich unsicher, aber doch sehr nützlich, da sie wenigstens zur Kontrolle der aus den späteren Beobachtungsreihen abgeleiteten Periodenänderungen geeignet sind. Zweitens mußte ich die alten Beobachtungen neu bearbeiten, um die Genauigkeit der einzelnen Epochen besser beurteilen zu können.

Eine Ausnahme bilden die von *Martin* publizierten Epochen, die unverändert übernommen worden sind, weil die Einzelbeobachtungen nicht veröffentlicht sind. Manchmal können wir die Genauigkeit dieser Epochen durch gleichzeitige, allerdings nicht sehr zahlreiche Budapester Platten aus dem Jahre 1940 prüfen.

Bis jetzt habe ich 55 O—C Diagramme untersucht. Die dabei angewandte Methode war dieselbe, wie in der Arbeit von Herrn *Izsák*. Die Resultate können wir folgendermaßen zusammenfassen:

a) Es gibt nur sehr wenige konstante Perioden. Ich habe nur vier solche Sterne in M 3 gefunden, für die eine konstante Periode die Beobachtungen in dem ganzen Zeitintervall darstellt.

b) Die *c*-Sterne zeigen in jedem Falle zyklische Schwankungen in dem O—C Diagramm.

ELEMENTE DER VERÄNDERLICHEN IM KUGELSTERNHAUFEN M 3

Nr.	Periode	Periodenänderung		Max	Min	A	ε	r	Bem.
		β	Zyklus						
1	0 ^d 5206250	-2,9	P	4,68	5,92	1,24	0,13	2,1	
6	0,5143228	+1,0	12200	4,86	6,22	1,36	0,14	2,3	
9	0,5415641	-1,3	8500	4,95	6,28	1,33	0,13	6,0	
10	0,5695186	+2,8		5,00	6,10	1,10	0,16	3,5	i
11	0,5078918	0,0		4,70	6,20	1,50	0,14	4,3	
13	0,4830494	-1,9		4,80	6,00	1,20	0,12	2,3	
15	0,5300795	+1,0		4,87	6,26	1,39	0,11	4,8	
16	0,5115072	-1,1		4,95	6,20	1,25	0,09	5,2	
18	0,5163462			5,00	6,30	1,30	0,17	5,2	i
21	0,5157298	+4,1		4,90	6,40	1,50	0,12	5,8	
22	0,4814251			4,80	6,20	1,40	0,17	3,2	i
24	0,6633494	0,0	4600 :	5,06	6,07	1,01	0,18	2,5	
25	0,4799306		24000 :	4,70	6,09	1,35	0,13	2,2	
26	0,5977454	-1,5 :		4,90	6,00	1,10	0,13	3,1	
27	0,5790934	-2,6 :		5,10	6,10	1,00	0,14	2,5	
31	0,5807213	-0,6		4,40	5,40	1,00	0,14	1,3	
32	0,4953516	0,0 :		4,60	6,80	1,20	0,18	1,0	i
36	0,5455861	+0,7 :	31000 :	4,85	6,15	1,30	0,11	3,0	
37	0,3266389	-0,2 :	8000 :	5,40	6,00	0,60	0,31	4,8	
40	0,5515412	0,0		5,00	6,25	1,25	0,14	4,9	
45	0,5368966			4,90	6,30	1,40	0,13	4,6	i
48	0,6278087	+2,2		5,30	5,90	0,60	0,22	2,7	
49	0,5482202	-1,0		5,00	6,10	1,10	0,11	2,9	
53	0,5048878	-0,6		4,70	5,90	1,20	0,12	2,0	
55	0,5298133	+1,1		4,96	6,25	1,29	0,10	6,4	
56	0,3295987	-0,1	14500	5,38	6,04	0,66	0,30	6,5	
57	0,5122227	-3,6		4,90	6,20	1,30	0,12	2,6	
59	0,5888049	+1,9 :		5,20	6,10	0,90	0,12	4,2	i
61	0,5209325		36000	5,25	6,20	0,95	0,21	6,8	
62	0,6524063	+1,9		5,50	6,20	0,70	0,20	7,2	i
63	0,5704163	-1,8		5,30	6,20	0,90	0,18	5,7	i
64	0,6054592	0,0		5,40	6,20	0,80	0,20	5,8	
65	0,6683397			5,10	6,20	1,10	0,15	5,9	
69	0,5665899	+3,2		5,10	6,10	1,00	0,16	2,7	
71	0,5490517		7000 :	5,10	6,00	0,90	0,13	2,7	
72	0,4560739	+0,4		4,80	6,30	1,50	0,13	7,4	
75	0,3140813			5,30	6,00	0,70	0,29	2,8	
76	0,5017529	+0,4 :		4,80	6,20	1,40	0,12	1,5	
81	0,5291103		36000	4,98	6,26	1,28	0,13	8,2	
82	0,5245051	+2,4		4,95	6,30	1,35	0,13	10,1	
83	0,5012410	+2,2		4,90	6,30	1,40	0,12	7,6	
86	0,2926602		144000	5,43	6,07	0,64	0,27	8,8	i
89	0,5484778		32000	4,80	5,96	1,16	0,09	1,9	
90	0,5170333		40000	4,90	6,24	1,34	0,14	3,5	
93	0,6023041			5,20	6,20	1,00	0,17	8,5	
96	0,4994467	-3,0		4,80	6,10	1,30	0,12	4,7	
97	0,3349270		106000	5,50	6,00	0,50	0,36	4,0	
104	0,5699246		15000 :	4,60	5,90	1,50	0,14	2,4	
105	0,2877427		40000	5,28	5,70	0,42	0,28	3,2	
106	0,5471636	-2,0	19000 :	5,30	6,00	0,70	0,15	2,9	i
107	0,3090351		20500	5,40	6,03	0,63	0,32	5,7	i
117	0,6005122	+3,1						7,9	i
118	0,4993795		30000	4,84	6,40	1,56	0,12	5,5	
119	0,5177419	+1,5	24000	4,86	6,20	1,34	0,15	4,6	
125	0,3498210	+0,7	8500	5,40	6,00	0,60	0,34	3,8	

6*

c) Bei den irregulären a -Sternen habe ich auch zyklische Schwankungen in dem O—C Diagramm beobachtet, die auf mehr oder weniger ausgeprägte Parabeln superponiert sind, in vollständiger Übereinstimmung mit den bei den freien RR Lyrae-Sternen gefundenen Resultaten von Herrn Detre.

d) Bei den regulären a -Sternen kann man nur selten solche Schwankungen finden. An diesen Diagrammen kann man sehen, daß die von Belserene gegebenen O—C Kurven nicht immer mit den O—C Kurven übereinstimmen, die auf Grunde eines vollständigen Materials abgeleitet sind. Bei den regulären a -Sternen habe ich in ungefähr 25 Fällen glatte Parabeln bekommen.

e) Die Koeffizienten β für diese Parabeln zeigen in der Verteilung nach der Periode keine systematischen Züge. Ich habe ungefähr soviel positive wie negative β -Werte erhalten.

Es ist auffallend, daß die absoluten Werte der β -s mit der Länge des Beobachtungsintervalls systematisch kleiner werden.

Nach alledem kann man annehmen, daß es bei den regulären Veränderlichen nicht über sekuläre Periodenänderungen handelt, sondern dabei verschiedene Phasen zyklischer oder unregelmäßiger Veränderungen erfaßt wurden.

Von den von Martin pekulär genannten Sternen, bei denen meiner Meinung nach ein Blaschko-Effekt in Erscheinung tritt, gelang es mir, in zwei Fällen die O—C Kurve zu konstruieren. Nach Martin können die Beobachtungsdaten bei diesen Sternen nur durch zwei oder durch mehrere Perioden dargestellt werden. Unsere Diagramme zeigen wirklich starke Periodenänderungen, doch habe ich bei keinem Stern Anzeichen für sprunghafte Periodenänderungen gefunden.

Zur Sicherung der Epochenzählung wäre es gerade bei diesen Sternen sehr wünschenswert, auf Grund noch nicht veröffentlichten Materials weitere Epochen zu bekommen. Bei solchen Sternen kann nämlich die Epochenzählung ganz leicht verfehlt werden.

THE BETA CANIS MAJORIS STARS

by A. VAN HOOFF, Louvain

Summary. — Definition of the β CMa stars. Description of their variations. Their place in the sky and in the H—R diagram. The members of the group. Period-luminosity and period-spectrum relations. The various interpretations of the observed variations and the objections against them. The writer's arguments in favour of the hypothesis of coupling between two radial pulsations of different modes.

1. *Definitions.* — In a discussion on stars with multiple periodicities the Beta Canis Majoris stars certainly deserve a good deal of the attention and I shall therefore, — at *Dr. Detre's* request, — give you a short survey of the facts known up to the present about these puzzling stars and of the various and hitherto unsuccessful suggestions advanced to interpret their intricate variations.

β CMa-stars, — to start with a definition, — are B-stars which undergo in their brightness m and in their radial velocity RV a double oscillation with two nearly equal and short periods (3 to 6 hours). The amplitudes of the oscillations in m are very small, those of the variations in RV are fairly large to large; one of the oscillations produces a change of the same period in the width of the spectral lines, the other leaves these line widths unaffected (or nearly so?).

There are β CMa stars in which only one of the oscillations is found, but in those cases we believe in the non-detection of the missing oscillation because of its small amplitude, rather than in a real non-occurrence. On the other hand some β CMa stars display further more or less pronounced changes in their RV .

2. *Description of the variations.*

In order to describe all these variations unambiguously Otto *Struve* [1] has proposed the following system of notations:

$P_1, K_1, \Delta m_1$ = the duration, semi-amplitude in RV and amplitude in m of this short period oscillation which leaves the line widths unaffected;

$P_2, K_2, \Delta m_2$ = the duration, semi-amplitude in RV and amplitude in m of this short period oscillation which is found back in the line widths;

P_3 = the beat period resulting from the interference between the P_1 and P_2 variations;

P_4 or I_4 = the period or the pseudo-period or "characteristic interval" of the variation in K_2 observed in some stars;

P_5 or I_5 = the period or the "characteristic interval" in the variation of the γ -velocity of the P_2K_2 -oscillation, which may be the same as that of the P_1K_1 -variation, if the latter exists.

As to the numerical values associated with these symbols, the following can be said :

P_1 and P_2 range from somewhat more than 3 hours to 6 hours * ;

K_1 and K_2 range from a few km/sec to tens of km/sec ;

Δm_1 and Δm_2 rarely exceed a tenth of a magnitude ;

P_3 ranges from 7 to 50 days ;

P_4 and P_5 range from a few days to several years.

Precise data are given in Table 1.

The question naturally arises whether the colour and the spectral type of a β CMa star do change or not at the same time as the brightness and the radial velocity.

As far as the colour is concerned the answer is definitely positive for those stars for which accurate colour measures are available, the star being bluer at maximum brightness. It looks safe to generalize this conclusion.

The spectral type variation on the other hand almost escapes detection. Owing to the inherent difficulty to get accurate equivalent widths this is not in contradiction with the results from colorimetric investigations which reveal the temperature changes in these stars to be limited to a few hundred degrees in most cases, thence a corresponding change of one spectral subdivision at the most.

Of primary importance for the detection of the mechanism that is responsible for the various observed changes, are of course the amplitude- and phase-relations existing between them. In this connexion the following points seem well established :

a) Amplitude relations :

1. There is no correlation between the periods P_1 and P_2 on the one hand and the amplitudes Δm or K on the other.
2. There is no correlation between K_1 and K_2 .
3. There is a direct correlation between the amplitudes of the brightness variations and the amplitudes of the RV variations ; *the ratio $(\Delta m/K)_1$ appears to be definitely larger than the ratio $(\Delta m/K)_2$* . Personally I think this latter circumstance deserves special consideration and I shall come back to it further on.
4. There is a direct correlation between K_2 and the amplitude of the line broadening.

b) Phase relations :

1. In each of the P_1 and P_2 variations the star is brightest at the moment when the corresponding RV crosses the γ -axis on the descending branch of *its own velocity curve*, in other words, at the moment of maximum contraction if the pulsation hypothesis is adopted. Minimum brightness occurs at the opposite crossing.
2. Maximum line width occurs at the moment when the RV in the P_2 -variation crosses the γ -axis on the descending branch of its own velocity curve. Minimum line width occurs at the opposite crossing.

* According to *D. H. McNamara* $3^h 17^m$ might well be an inferior limit [2].

3. *The place of the β CMa stars.* — In the sky the known β CMa stars are situated, with only two exceptions (ν Eri and δ Cet) in the vicinity of the galactic aequator. This was to be awaited from the galactic concentration of the early B stars.

In the Hertzsprung—Russell diagram they occupy a small area limited by the abscissae B_1 and B_2 and the ordinates -5^M and -3^M (luminosity-classes II and IV). Their clustering in this small area is so pronounced that

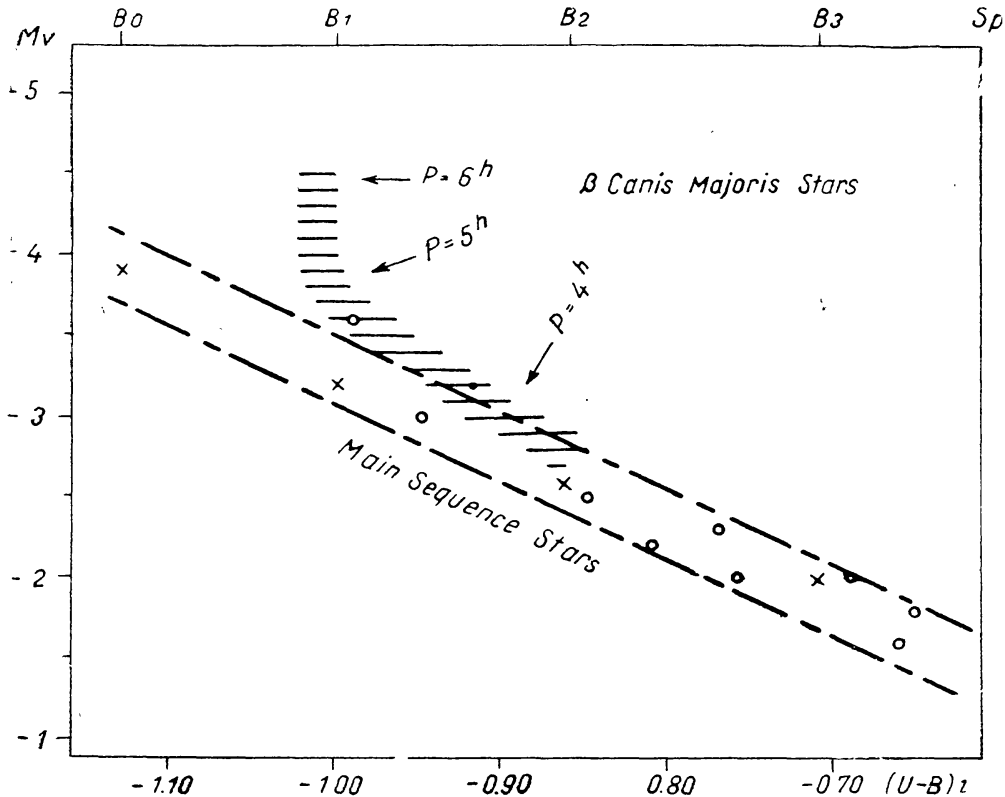


Fig. 1. — The sequence of the β CMa stars in the colour-absolute magnitude diagram. The open circles and crosses represent individual normal stars belonging to the main sequence. (Reprinted from P. A. S. P., 67, 135, 1955. See bibl. note 12.)

M. Walker [3] wondered whether all the stars situated in this particular area would not be variables of this type. The answer, arrived at by Walker himself, is however negative. He observed photoelectrically five stars out of eleven listed by Morgan for having the same spectral features and luminosity criteria as the known β CMa stars, but only one among these five showed signs of variability and even in this case the variations found were not convincing enough to adopt the star (\circ Per) as a new member of the β CMa family. In fact Walker's search for new β CMa stars yielded only one new object (ν Eri) out of the forty B_0 — B_5 stars investigated by him, and so justified the conclusion that these variables are rather exceptional.

4. *The known members of the group.* — The same conclusion can be derived from a glance at the various lists of β CMa stars that have been published since the time of their recognition as an independent type of variables

Instead of growing longer, these lists rather show a shrinkage, as most of the suspected members had to be dropped on closer investigation.

The list which *Henroteau* published in 1928 in the *Handbuch der Astrophysik* (VI, 436, 1928) contained 29 stars known or suspected to be β CMa stars, but only 22 among them were of type B.

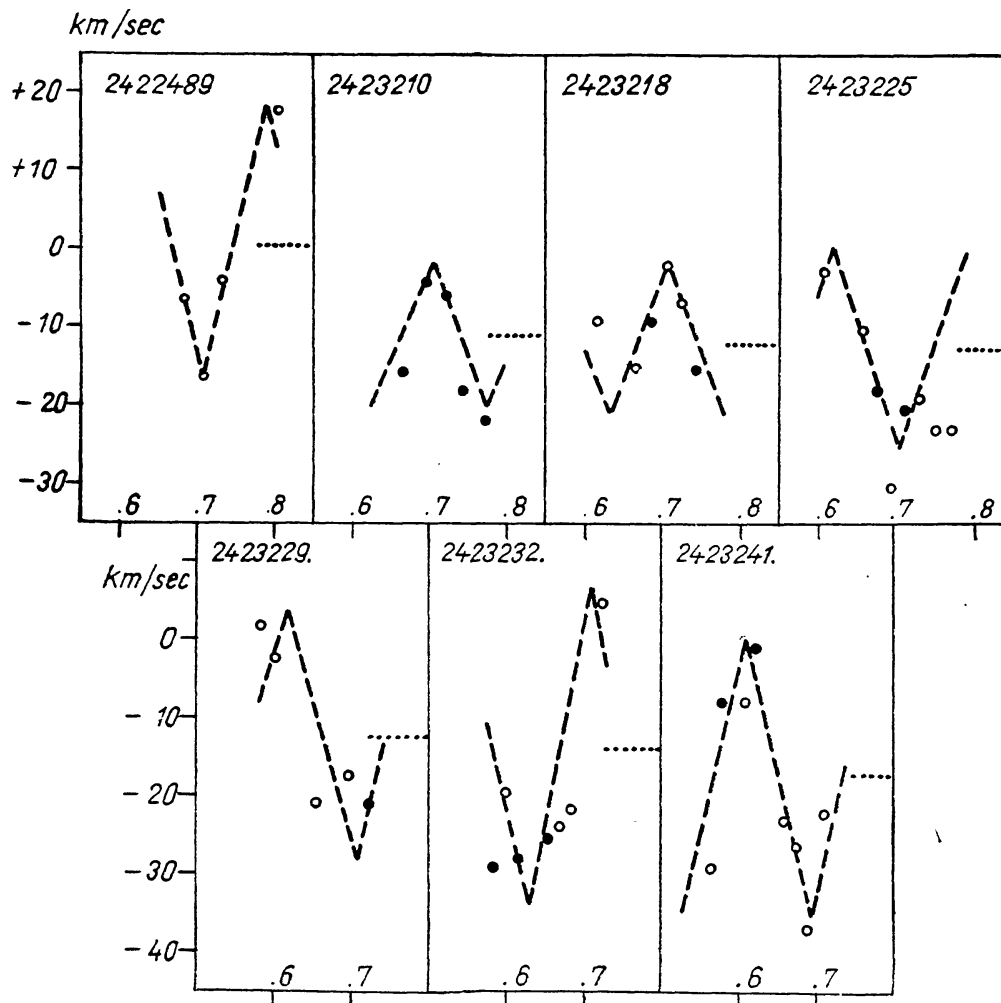


Fig. 2. — Henroteau's radial velocities of Θ Oph for the Julian day marked on each plot. Abscissae are fractions of the Julian day. (Reprinted from *Ap. J.*, 124, 168, 1956.)

The *Gaposchkins* in *Variable Stars* (pp188—189, 1938) listed 30 possible members of which 17 were considered as „probable” but of these only 9 were of spectral type B.

Till recently only 10 stars were known for certain — mainly through the work of Struve and his associates at Berkeley, — to be β CMa stars. To them must now be added Θ Oph. This star had its place on Henroteau's list but it was discarded afterwards, probably because it did not fit into the period luminosity and period spectrum relations to which the other members were found to conform. I rediscussed Henroteau's 1920 and '22 observations

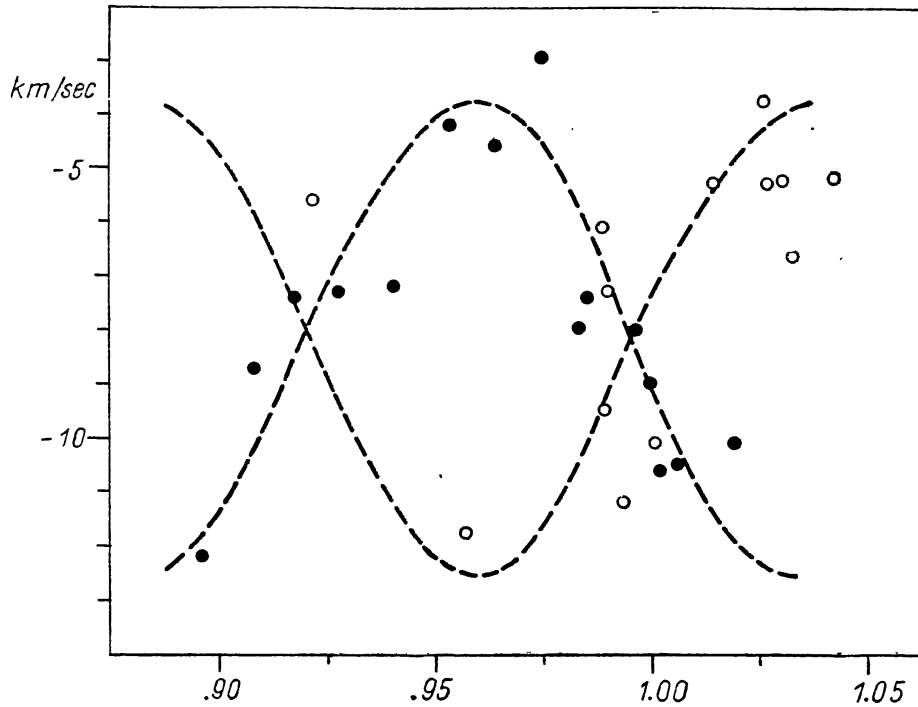


Fig. 3 — Radial velocity observations of Θ Oph in February 1955. Dots are observations on “even” Julian days, circles refer to observations on “odd” Julian days. (Reprinted from *Ap. J.*, 124, 168, 1956.)

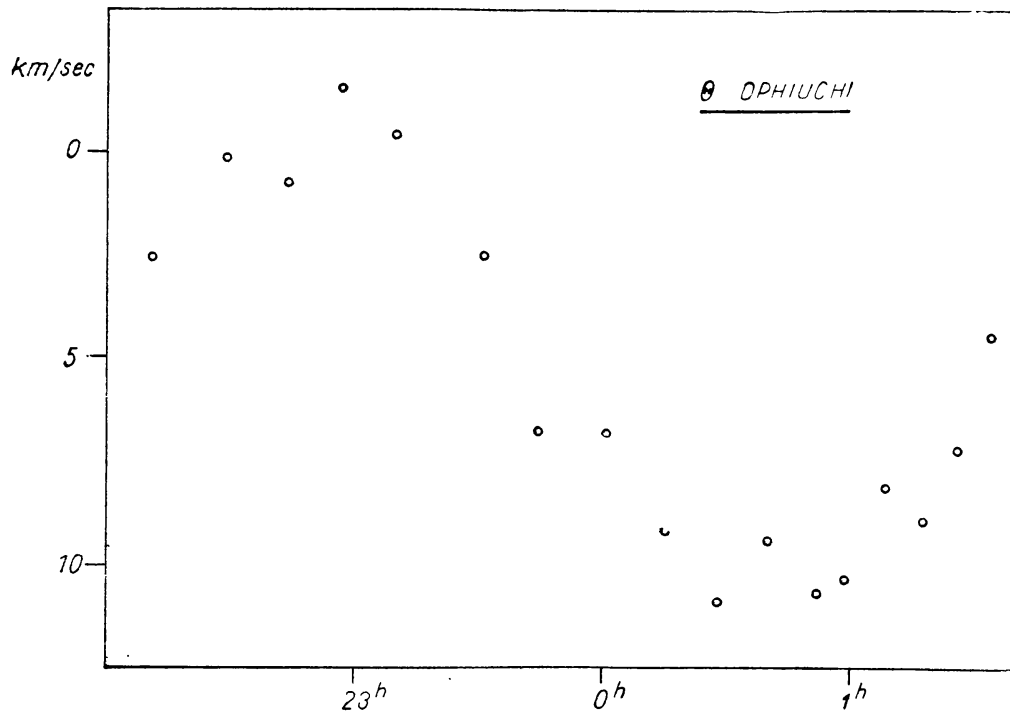


Fig. 4. — Provisional radial velocities of Θ Oph in the night April 30–May 1 of this year. From measurements by the writer on Pretoria plates taken by Dr. Feast.

this winter and found that the period should be of the order of $1^d/6,5$ instead of $1^d/3,5$ as proposed by Henroteau. When treated with this period the observations reveal also a change of the γ -velocity and the existence of beats,

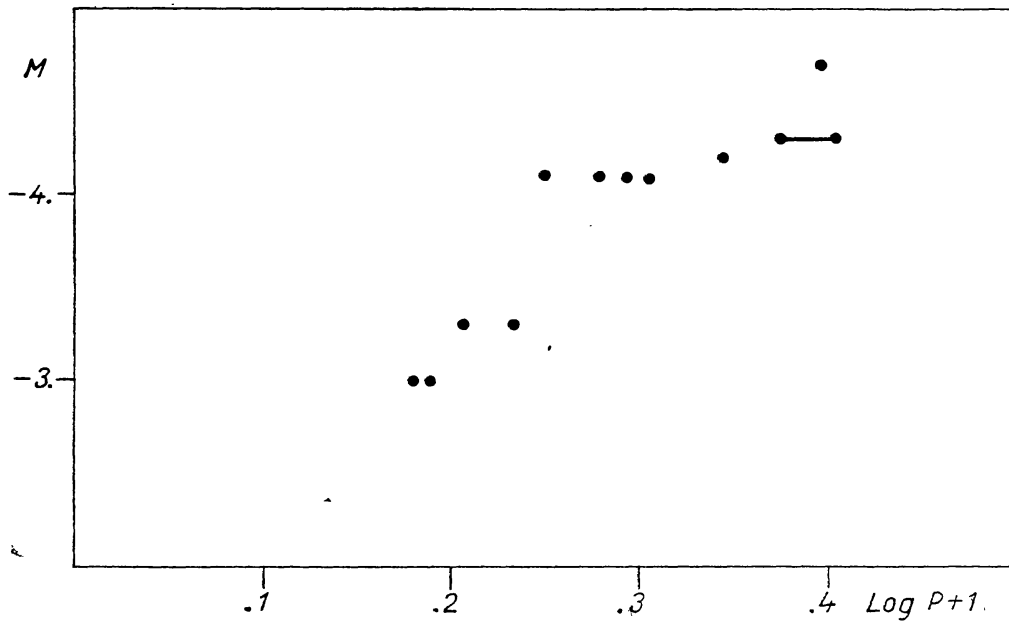


Fig. 5. The period-absolute magnitude relation for β CMa stars

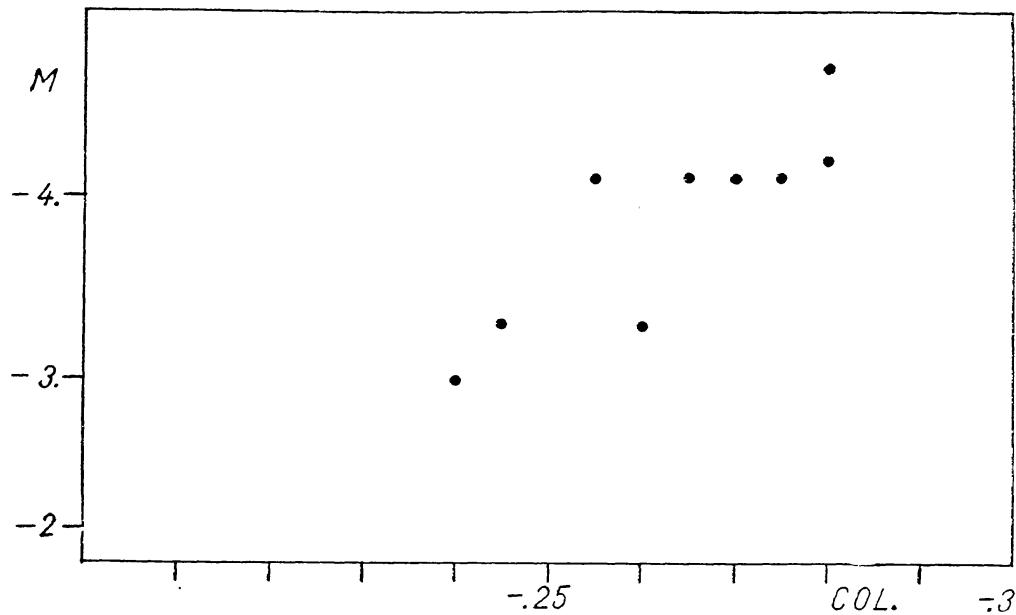


Fig. 6. The colour-absolute magnitude relation for β CMa stars

all features quite common among β CMa stars. Measures by myself on 29 McDonald spectrograms, taken in February 1955 by Father *Bertiau* as part of *A. Blaauw's* program on the Sco-Cen cluster confirmed this

Table 1
STARS OF THE BETA CANIS MAJORIS GROUP

Star	P_1 h m	P_2 h m	$\frac{2K_1}{(km/sec)}$	$\frac{2K_2}{(km/sec)}$	$A m_1$	$A m_2$	Spectral Type	Colour	M_v	Line profile	Rot. Vel.
β CMa	6 00	6 02	12	6	0,03	—	B ₁ II—III	—,280	—4,7	Changes	L
σ Sco	5 44 or 6 07	5 55	15	110	—	0,08	B ₁ III	—	—4,3	„	L
ξ^1 CMa	5 02	—	36	—	0,01 or 0,045	—	B ₁ IV	—,280	—4,2	Const.	S
BW Vul = HD 199140	—	4 49	—	150	—	0,19—0,26	B ₂ III	—,270	—4,1	Changes	A
12 DD Lac	4 44	4 38	15	36	0,042	0,074	B ₂ III	—,265	—4,1	„	A
β Cep	4 34	—	18—46	—	0,02—0,05	—	B ₂ III	—,275	—4,1	Const.	S
ν Eri	4 16	4 10	22	49	0,067	0,114	B ₂ III	—,255	—4,1	Changes	A
16 EN Lac	4 06	4 04	9	30	0,035	0,055	B ₂ IV	—,260	—3,3	„	S
δ Cet	3 52	—	13	—	0,025	—	B ₂ IV	—,245	—3,3	Const.	S
Θ Oph	3 42	?	22?	14?	?	?	B ₂ IV	?	—3,0	Chang.?	S
γ Peg	3 38	—	7	—	0,015	—	B ₂ IV	—,240	—3,0	Const.	S

L = Large = ± 60 km/sec A = Average = ± 30 km/sec S = Small = ± 15 km/sec.
The line profiles vary with period P_2

viewpoint. The results will probably be published in the July issue of the *Astrophysical Journal*. To investigate the variations closer, more than 300 spectrograms have been obtained last spring at my request at the observatories of Fort Davis, Toronto, Pretoria, MtStromlo and La Plata. I seize this opportunity to express my sincere gratitude to DrDr. *Blaauw*, *Heard*, *Thackeray*, *Buscombe* and *Gratton* of these respective institutes for their kind and effective co-operation. The plates are now being measured and the results available so far give evidence that the expected period of $3^{\text{h}}42^{\text{m}}$ is close to the truth, and that beats and γ -velocity variations are really present.

While Fig. 2 and 3 respectively show my interpretation of Henroteau's earlier *RV* measures and my own measures of *RV* on Bertiau's plates, Fig. 4 illustrates provisional results obtained from Pretoria-plates, taken in the night April 30—May 1 of this year. The new period places the star, which is of spectral type B_2 —IV and of $M_v = -3,0$, at its right place among the other members of the group. It is worth-while to mention that θ Oph is a member of the moving cluster in Sco-Cen so that we have an independent and accurate means to derive its parallax and absolute magnitude and thence to test the zero point of the period luminosity curve.

At present then we have 11 stars of which the β CMa character is established beyond doubt. Particulars about them are given in Table 1 which is a reproduction, — except for the data relative to the youngest member, — of Struve's synoptic Table on p. 150 of the *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* (67, 1955).

5. *The period-luminosity and period-spectrum relations.* — In the above table the stars have been listed in the order of decreasing periods. The inspection of columns 8—9—10 shows at once that this order is also the one of advancing spectral type or colour and of decreasing luminosity, in other words, the Table reveals the existence of a period spectrum and of a period-luminosity relation. The latter was established first by *Blaauw* and *Save-doff* [4], the former by *McNamara* [5] and again by *McNamara* and *Williams* [6]. Fig. 5 and 6 show in graphical form the present state of our knowledge concerning these relations; they have been constructed with the aid of the data collected from Table 1.

6. *The various interpretations of the observed variations.* — There can be said from the outset that the final explanation of the intriguing variations in these stars has not yet been found. We are still at the stage of hypotheses, each of them accounting for a good deal of the observed phenomena but leaving one or more points in the dark or raising fatal objections. Although most of them appear to have no future a brief review of them cannot be out of place in a survey like this and it may even be useful by warning against blind-alleys in further research.

Most of the hypotheses have one point in common: they see in the complicated changes demonstrated by the β CMa stars the combined effect of stellar rotation and stellar pulsation.

a) *The satellite hypothesis.* — An ordinary star cannot revolve around a B star in so short an interval as 4 hours; even if the surfaces of the two bodies were in contact with each other the revolution would take one day to one day and a half. Nevertheless *W. F. Meyer*, who held β CMa under observation for years and who was the first to discover the double periodicity in its radial velocity variation [7], tried to understand the star as a binary,

and as a binary of a somewhat particular nature. In his mind β CMa consisted of a primary, the B star, and of a real satellite of small mass but high density, thence very small volume. The mass ratio m_1/m_2 would not be less than 100 and the diameter of the satellite would be small enough for any eclipse feature in the light-curve to be washed out. The superdense satellite would revolve around the primary at only a small height above the photosphere of the latter and thereby excite that overtone (P_2) of the natural pulsation of the primary which lies closest to the orbital period (P_1). The intensity with which this overtone is excited will depend upon the value of $1/(P_1 - P_2)^2$ and this circumstance makes it understandable why of two objects of the same class such as β Cep and β CMa the first shows no overtone variation at all while the second shows it even stronger than the P_1 variation. The difference in constitution between these two stars is indeed strong enough to make the difference in overtone period quite plausible.

Remained the variation in line width. This was ascribed to variable turbulence of an irregular character, some sort of explosions which would set up a free pulsation of variable phase and amplitude.

The scheme might look attractive as long as there were only a couple of such stars to be accounted for, but with about a dozen of them known at present it appears unable to answer the following questions :

1. Why are all the members of the group B stars?
2. Why is the free oscillation period always so very close to the period of the forced oscillation?

b) *The turbulent spot hypothesis.* — Struve [8], who discussed most of Meyer's observations after the latter's death, and who tried to make the best of the satellite hypothesis, devoted special attention to the periodic line broadening and line doubling. In his opinion the satellite would cause a local disturbance on the surface of the primary, a kind of „turbulent spot” which would produce deep and narrow absorption lines; the rest of the primary's surface would remain unaffected and be quite uniform and the absorption lines which it produced would show appreciable rotational broadening, the star being supposed in rapid axial rotation. The broad line stage would correspond to the interval that the spot is on the hemisphere turned away from the earth, the sharp line stage to the passage of the spot over the visible hemisphere, and the observed variation of the radial velocity would find its origin in the successive motions of approach and of recession as the spot travels over this hemisphere. But this picture too raises several objections, the most serious of which is that, with a reasonable diameter for the spot, both the RV and the line width should remain constant as long as the spot is hidden from view, while the observations show on the contrary a continuous change of these attributes [1].

Before the strength of the objections Struve finally gave up the satellite and turbulent spot hypotheses, but he went on adhering to the opinion that the star's axial rotation is the principal agent in the process of line broadening or doubling [9].

c) *The hypothesis of a polar-aequatorial oscillation.* — In 1952, probably under the influence of the emphasis laid upon the necessity to take rotation into account for the interpretation of the phenomena, several astronomers began to favour the idea that the β CMa stars were single rapidly rotating stars which suffered radial pulsations with slightly different periods at the

poles and at the aequator [10]. In the minds of some of them (among which is the writer) the difference between the periods of the polar and of the aequatorial oscillations was caused by the flattening at the poles, produced itself by the star's rotation; in the opinion of others (*Menzel*) quoted by *Struve* [9] a magnetic field was held responsible for this difference.

The model had the advantage to account in an easy way for the two interfering periods and for the differences between individual stars. The latter may indeed be ascribed to differences in the angle between the axis and the line of sight and to differences in velocity.

A weak point is that the broadening of the lines remains unexplained.

d) *The hypothesis of nonradial oscillations.* — *P. Ledoux* [11] has investigated the general characteristics of the nonradial oscillations in a rotating star. He arrives at the conclusion that in the simplest case the free oscillations are threefold: besides a stationary wave there are two travelling waves running in opposite directions around the axis. The three frequencies lie close together, that of the stationary wave being moreover the arithmetic mean of the two others. When the line of sight lies in the aequator each running wave produces a large and variable line broadening of the same period as the wave itself. The curves illustrating these broadening are however shifted over a quarter of a period with respect to the RV curves; the shift is negative for the variation of shorter period and positive for the other.

These results seemed extremely promising for the understanding of the β CMa stars. They explained at once the occurrence in the same star of variations with periods always so close to each other and of oscillations having so different a bearing on the line widths. The confrontation of the theory with the observations of β CMa was however a setback. Of the two running waves only the one of greater period was present and the theory could not explain how the other one could remain unexcited; even worse, the phase-shift of the line broadening appeared to have the wrong sign when compared with the prediction of the theory.

Ledoux also discussed briefly the case of forced oscillations, but this brings us back to the satellite hypothesis. Besides the objections already mentioned, the difficulty for the primary to accommodate the satellite and the fact that the so-called orbital period is found back in the light-curve further make this hypothesis unlikely.

e) *The ejected atmosphere hypothesis.* — Mainly in an attempt to explain the peculiar line doubling found in BW Vulpeculae *Struve* proposed the following working hypothesis which was further advocated by *Odgers* [12]:

At regular intervals a β CMa star expels an atmosphere which rises to a certain height and then falls back into the star. One of the components of each double spectral line comes from this rising or falling shell the other comes from the quiet atmosphere. The period with which the ejections take place depend upon the internal constitution of the star, the "flight time" of the shell is conditioned by the effective gravity. It happens that both intervals are of the same order; from their ratio however will depend the presence or the absence of beats. With the ratio: flight time/ejection period < 1 there will be a stillstand in the radial velocity curve, with the same ratio > 1 there will be beats, as that shell moves furthest which does not collide with returning shells.

But once more the picture does not give complete satisfaction, the most serious difficulty coming from the constancy of the equivalent widths. This constancy indeed suggests that the two components of the spectral lines come from regions of the stellar surface which are next each other instead of being the one above the other [13].

f) *The hypothesis of coupling between usual radial oscillations of different modes.* — The hypothesis of coupling between the pulsations in the fundamental mode and in some higher mode, the period of which is nearly half that of the principal mode, has been invoked twenty years ago by Miss *Kluyver* to

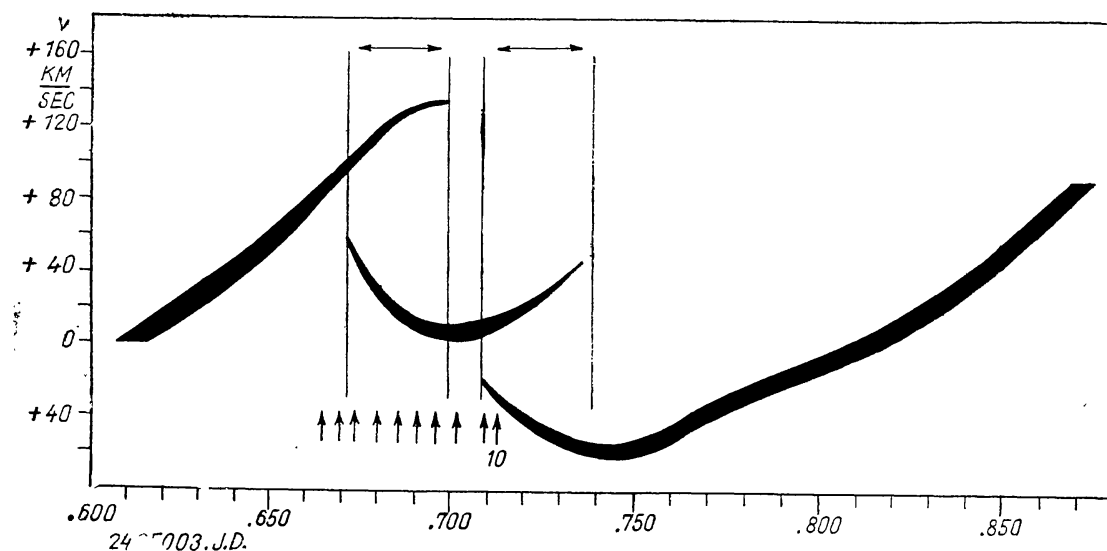


Fig. 7. — The radial velocity curve of BW Vul, showing the doubling of the spectral lines before and after maximum contraction. (Reprinted from P. A. S. P., 67, 135, 1955.)

explain the existence of two very similar periods in the variations of a number of RR Lyrae stars [14]. We know from the fine photometric work done in this country by *Balázs* and *Detre* [15] on the one hand, and from spectrographic research carried out at McDonald [16], on the other, that this double periodicity affects the light-curve as well as the RV curve, so that these RR Lyrae stars resemble the β CMa stars, at least in this respect, and that one may think that the same mechanism is at work in both types of stars. Despite the similarity, the coupling hypothesis has found hitherto no supporters to extend it to the β CMa stars. The reason for this reserve probably lies in the consideration that the two oscillations should have approximately the same influence on the line profiles whereas the observations show that only one of the oscillations is active in the process of line broadening.

It looks however to me that this argument *contra* is easily turned into an argument *pro*.

Let us indeed assume the line profiles to be shaped essentially by the amount of macroturbulence in the star's atmosphere. Changes in this parameter will affect the line width, but not the equivalent width, a circumstance requested by the observations. But changes in turbulence come from changes in the temperature gradient. Now for the homogeneous model the oscillation in the fundamental mode has an amplitude which grows linearly with the

distance from the center of the star and the application of Homer Lane's law shows at once that any contraction will cause an increase of the temperature-gradient and hence of the turbulence. (It should be noticed here that maximum line width is observed to occur at the phase of maximum contraction in the P_2K_2 -variation, if the pulsation theory is adopted.) With the standard or other models the linearity is lost but our conclusion about the increase of temperature gradient and turbulence with contraction will in general not have to be changed drastically.

On the other hand an oscillation with period slightly different from the fundamental one, has an amplitude that increases very rapidly towards the surface of the star [17]. When the star contracts in the course of such an oscillation an outer layer will suffer a stronger compression than the layer below and consequently it will heat up relatively more. Whether the contraction will here cause an increase or a decrease of the temperature gradient and of the turbulence and hence of the line width or leave them about constant, will depend upon the rate of decrease of the amplitude with depth.

So, the different bearing of the two oscillations upon the line width is accounted for by identifying the P_2K_2 -variation with the oscillation in the fundamental mode of frequency σ , the P_1K_1 -variation with the pulsation excited by resonance (of frequency $\nu - \sigma \approx \sigma$, if $\nu \approx 2\sigma$ denotes the frequency of the oscillation in the overtone).

This conclusion receives an independent support from the ratio $\Delta m_1/K_1$: $\Delta m_2/K_2$. For the same observed amplitude in RV variation the oscillation excited by resonance indeed affects the state of compression or of expansion of the outer visible layers of the star much more than the fundamental mode does, hence the former is more effective than the latter in changing the effective temperature of these layers and hence the observed brightness. As can be seen from the data in Table 1, the three best observed stars 12Lac, ν Eri and 16 Lac all show $\Delta m_1/K_1 > \Delta m_2/K_2$.

The doubling of the spectral lines observed in a few β CMa stars at phases of intermediate contraction only denotes *large* differences between the velocities of ascent and of descent of the moving macroelements in the stellar atmosphere. Their again becoming single around the epoch of maximum contraction may be interpreted as being due to a reversal in the run of the temperature gradient with increasing compression. (Our remark concerning the dependance upon this gradient of the rate of decrease of the amplitude with depth applies also to the fundamental mode*).

That the broadening of the spectral lines is actually due to increased turbulence may perhaps best be inferred from the small differences that exist between the RV 's derived from lines with different excitation potentials. These differences have been referred to by *Struve* [19] as the Van Hoof effect since I first discovered it in β CMa [20] and in 16 Lac [21]. How they exactly run and what they probably mean can best be made clear by the consideration of Figure 8, which represents the run with temperature and spectral type of the intensities of an NII-, an OII- and a CIII-line. Let us consider a star in the spectral range B_1 — B_{15} the atmosphere of which we suppose

* It is perhaps not out of place to mention that in η Aql turbulence was found to follow approximately the variations of the radius [18], in other words a contraction caused a decrease of turbulence.

to be stirred by macroturbulence. The Figure shows immediately that the hotter ascending and the cooler descending elements contribute about equally (except for differences caused by their unequal brightness and/or area) to the formation of the OII-line, that the ascending elements contribute more to the formation of the CIII-line and that the reverse is true for the NII line. Hence it follows that the position in the spectrum of the centre of gravity of the OII-line will not be affected by turbulence; the CIII-line on the contrary will suffer a slight Doppler-shift to the violet and the NII-line one to

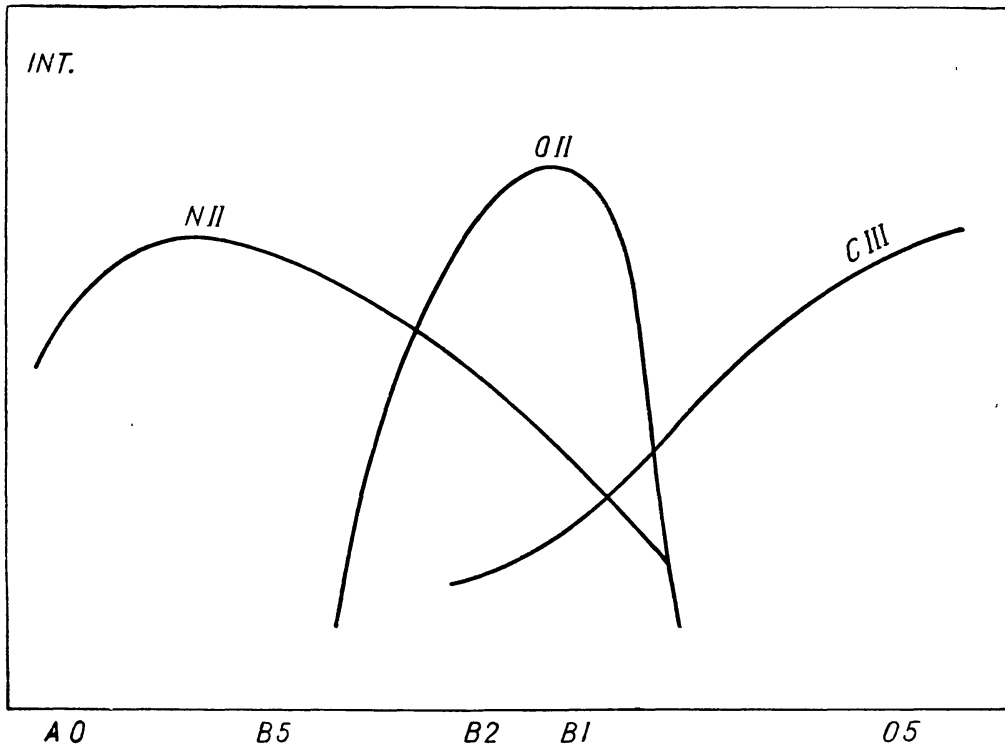


Fig. 8. — Schematic representation of the variations with spectral type in the intensities of an NII-, an OII- and a CIII-line.

the red. The magnitude of each shift follows the fluctuations of the intensity of turbulence, both increase or decrease at the same time. Of the other lines, those that attain their maximum intensity at a spectral type earlier than B_1 — B_2 behave like CIII (SiIV); those attaining maximum intensity at a later type (H, He, CII, MgII) behave like NII. Measures which I made on the sequence of neighbouring and well defined lines NII—4630, OII—4639, OII—4642, CIII—4647, OII—4649 and '62 showed the shifts to obey only the P_2 -variation.*

For all these reasons, which we summarize underneath, the coupling hypothesis appears to us to be the most attractive:

- 1) it explains why the two periods are always so close to each other;
- 2) it explains why only one of them is active in the process of line-broadening;

* This conclusion is in accordance with McNamara's failure to detect the Van Hoof effect in ξ^1 CMa, which star has no P_2 variation [22]

- 3) it explains the various phase relations between the variations of different attributes ;
- 4) it explains the difference in the ratios $(\Delta m/K)_1$ and $(\Delta m/K)_2$;
- 5) it explains the Van Hoof effect;
- 6) it makes understandable that the observed phenomena are restricted to stars of about the same spectral type and luminosity.

There remains one puzzle. In the spectrum of β CMa itself I discovered two lines, respectively, at 4818Å and 4846Å, the second about twice as broad as other lines of the same depth. These lines remain visible without interruption around the time that the P_1 and P_2 variations are in phase, they are invisible around the time that these variations are in opposition. To which elements are they due? How can the above mechanism explain their intermittent appearance? These are questions the answer to which I must leave to the future.

August 14, 1956.

1. O. Struve, *PASP*, 64, 20, 1952.
2. D. H. McNamara, *Ap. J.*, 122, 95, 1955.
3. M. Walker, *A. J.*, 57, 227, 1952.
4. A. Blaauw and M. P. Savedoff, *B. A. N.*, 12, 69, 1953.
5. D. H. McNamara, *PASP*, 65, 155, 1953.
6. D. H. McNamara and A. D. Williams, *PASP*, 67, 21, 1954.
7. W. F. Meyer, *PASP*, 46, 202, 1934.
8. O. Struve, *Ap. J.*, 112, 520, 1950.
9. O. Struve, *Ann. d'Astroph.*, 15, 157, 1952.
10. O. Struve, *A. J.*, 57, 167, 1952.
11. P. Ledoux, *Ap. J.*, 114, 373, 1951.
12. O. Odgers quoted by Struve in *PASP*, 67, 135, 1955.
13. Su-Shu Huang, *PASP*, 67, 22, 1955.
14. H. Kluyver, *B. A. N.*, 7, 313, 1936.
15. J. Balázs and L. Detre, several numbers of the *Mitteilungen* of the Budapest Observatory.
16. O. Struve and A. Blaauw, *Ap. J.*, 108, 60, 1948 and O. Struve and A. Van Hoof, *Ap. J.*, 109, 215, 1949.
17. P. Ledoux, *Astrophysica Norvegica*, 3, 1940. — See also reference in S. Rosseland : "The Pulsation Theory of variable Stars" pp. 38—39.
18. A. Van Hoof and R. Deurinck, *Ap. J.*, 112, 166, 1952.
19. O. Struve, *PASP*, 67, 173, 1955.
20. A. Van Hoof and O. Struve, *PASP*, 65, 158, 1953.
21. A. Van Hoof, M. DeRidder and O. Struve, *Ap. J.*, 120, 179, 1954.
22. D. H. McNamara, *PASP*, 68, 263, 1956.

SPRUNGHAFTE UND LANGSAME ÄNDERUNGEN IM BLASCHKO-EFFEKT VON RW DRACONIS

von JULIA BALÁZS, Budapest

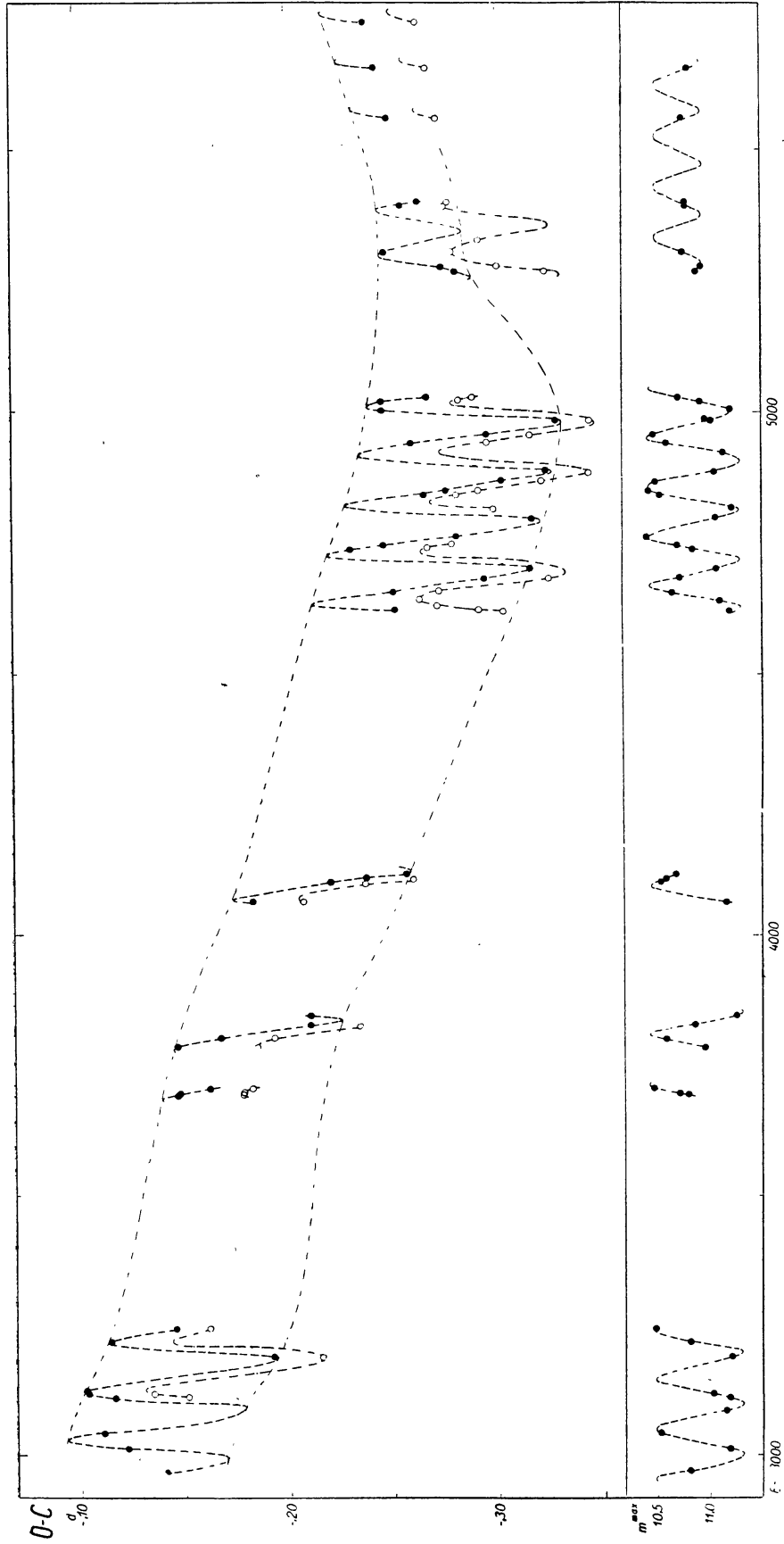
Im Jahre 1952 habe ich gemeinsam mit Herrn Dr. *Detre* eine Untersuchung über RW Draconis veröffentlicht, in welcher wir auf Grund von ungefähr 7000 Aufnahmen starke Änderungen im Blaschko-Effekt dieses Sternes festgestellt haben (Budapest Mitt. 27.). In Abb. 3 dieser Arbeit sind untereinander die zeitliche Oszillation der zur Hauptperiode 0^d442 gehörigen Helligkeitsmaxima, die zeitliche Oszillation eines Punktes des aufsteigenden Astes ($m = 11,5$), und die Änderungen der maximalen Helligkeit im Laufe des 41 tägigen Blaschko-Effektes dargestellt, und zwar für die beiden Jahre 1937 und 1941. Danach besaß die zeitliche Oszillation des Helligkeitsmaximums 1937 die beträchtliche totale Amplitude von $2^h 17^m$, — dies ist mehr als Fünftel der Hauptperiode — während die Amplitude 1941 wenig mehr als eine Stunde betrug. Auch die Amplitude der Änderungen der maximalen Helligkeit war i. J. 1941 bedeutend kleiner als i. J. 1937.

Die entsprechenden Amplituden des Blaschko-Effektes konnten noch in den Jahren 1942, 1944, 1945, 1950 und 1952 mit hinreichender Genauigkeit bestimmt werden. Sie waren manchmal größer, manchmal kleiner als im Jahre 1941, erreichten aber niemals den hohen Betrag von 1937.

Trotz der großen Zahl der Aufnahmen war das Budapester Material nicht hinreichend die Frage zu entscheiden, wann und wie diese Verminderung der Amplitude des Blaschko-Effektes zwischen 1937 und 1941 stattgefunden hat. In der Hauptperiode des Sternes trat anscheinend gleich nach 1937 eine sehr schnelle wenn nicht sprunghafte Verlängerung vom Betrag 9^s ein, wie Abb. 13 der genannten Arbeit dies darstellt. Aus 1938 haben wir keine Beobachtungen im aufsteigenden Aste der Lichtkurve und wir konnten damit nicht genau feststellen, wann die Abnahme der O—C Werte aufhörte. In unserer Arbeit schrieben wir folgendes: »Es ist recht bedauernswert, daß wir für 1936 und 1938, wo der Blaschko-Effekt und die Hauptperiode sich augenscheinlich rasch änderten, mit so unsicheren Daten zufrieden sein müssen. Glücklicherweise liegen in Leiden, wie den Jahresberichten der Leidener Sternwarte zu entnehmen ist, aus den Jahren 1935—38 noch unveröffentlichte Beobachtungen vor, die hoffentlich die genauere Festlegung dieser Änderungen ermöglichen werden.«

Herr Prof. *Oort* und Herr Dr. *Walraven* waren so liebenswürdig, dieses wertvolle Material von 1700 Aufnahmen uns zur Verfügung zu stellen. Mit der Bearbeitung des Materials bin ich seit einigen Tagen fertig und wenn auch die Interpretation der Resultate noch aussteht, scheinen mir die Resultate interessant genug zu sein, um hier darüber eine Mitteilung zu machen.

Die Leidener Aufnahmen wurden von *Uitterdijk*, *Wesselink*, *Plaut* und *de Haas* am 33 cm Refraktor gewonnen. *Uitterdijk* hat die Aufnahmen ausgemessen, sein Notizbuch ging aber mit seinem Tode ver-



Oben: O—C Diagramm für RW Dra i. J. 1935—8. Punkte für das Helligkeitsmaximum, Kreise für die Helligkeit 11,5 im aufsteigenden Aste. C = J. D. 2 426 610,242 + 0,442895 · E Unten: Die Helligkeiten der Maxima

loren, so daß ich die Platten neu ausmessen mußte. Bei der Reduktion benutzte ich dieselben Vergleichsterne mit denselben Größenangaben, wie bei Ausmessung der Budapester Aufnahmen. Glücklicherweise kommen drei aufsteigende Äste und Maxima in beiden Beobachtungsreihen gemeinsam vor und diese zeigen, daß zwischen den Leidener und Budapester Aufnahmen nur unbedeutende systematische Abweichungen vorhanden sind. So können die beiden Beobachtungsreihen als homogen betrachtet werden.

Nach meinen Resultaten war die Amplitude der Oszillationen der O—C Werte im Laufe der 41tägigen Periode von 1935 bis 1937 sehr groß. Die Amplitude der Änderungen der maximalen Helligkeit war in demselben Zeitintervall konstant. Die Helligkeit des hellsten Maximums betrug 10,45, die des schwächsten 11,33. (s. Abb. S. 100.)

Die letzten Beobachtungen aus 1937 wurden in Mitte November angestellt und es ist ein glücklicher Umstand, daß aus 1938 schon Mitte Februar Beobachtungen vorliegen. So ist die Winterlücke diesmal nicht ganz drei Monate. Trotzdem finden wir gleich nach der Winterlücke ein völlig verändertes Bild. Die Blaschkosche Amplitude der O—C Werte ist auf die Hälfte derjenigen von 1937 gesunken und die Helligkeit der schwächsten Maxima liegt um mehr als 0,3 Größenklassen höher wie früher. Wir haben also schon Februar 1938 nahe dasselbe Bild, wie wir es aus späteren Budapester Beobachtungen erhalten haben.

In dem O—C Diagramm der Hauptperiode nehmen die von der Blaschkoschen Oszillation befreiten O—C Werte (dies sind einfach die Mittelwerte der O—C Werte aus den einzelnen Blaschkoschen Zyklen) bis Ende 1937 ab, während dieselben am Anfang 1938 schon in Zunahme begriffen sind. Wir sehen also, daß die Abnahme der Amplitude des Blaschko-Effektes gleichzeitig mit der plötzlichen Umkehr der O—C Kurve der Hauptperiode stattgefunden hat.

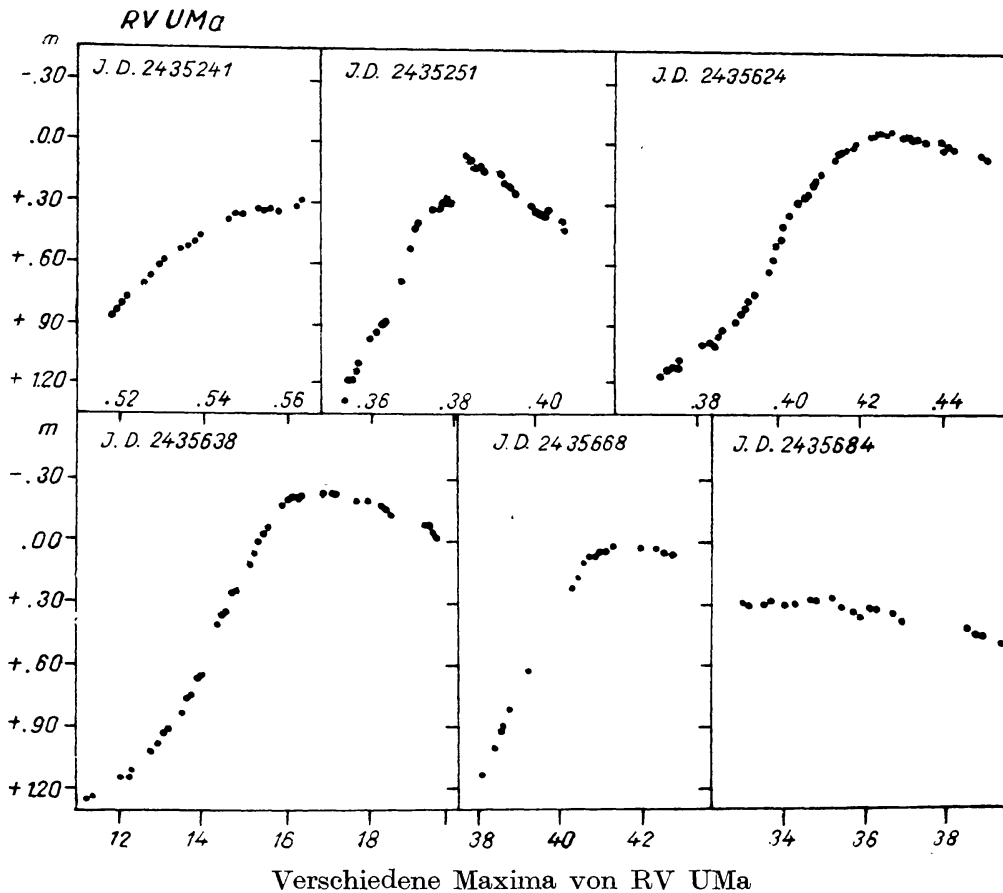
Neben der starken Umkehr am Ende 1937 weist das O—C Diagramm von RW Draconis seit 1938 zwei Wellen auf. Neben der schon publizierten Budapester Beobachtungen standen mir etwa 2000 Aufnahmen aus 1953 und 1955 und einige photoelektrische Beobachtungen aus 1956 zur Verfügung. Diese zeigen, daß die Amplitude der zeitlichen Oszillation des aufsteigenden Astes im Laufe der 41 tägigen Periode synchron mit diesen Wellen sich ändert. Und zwar nimmt die Amplitude des Blaschko-Effektes zu, wenn die O—C Werte abnehmen, und umgekehrt. Somit habe ich gezeigt, daß die Änderungen der Hauptperiode mit Änderungen der Amplitude des Blaschko-Effektes gekoppelt sind. Wahrscheinlich ist dieses Resultat nicht allein für die Erklärung des Blaschko-Effektes, sondern auch für die richtige Interpretation der O—C Diagramme der RR Lyrae-Veränderlichen von Bedeutung.

RESULTATE PHOTOELEKTRISCHER BEOBACHTUNGEN VON RR LYRAE-STERNEN

von L. DETRE, Budapest

Die photoelektrischen Beobachtungen begannen im Jahre 1950 am 60 cm Spiegelteleskop der Budapester Sternwarte. Nach einer wesentlichen Verbesserung unserer Apparatur in 1954 wurde eine längere Reihe von RR Lyrae-Sternen beobachtet, und zwar SW And, CY Aqr, ST Boo, VZ Cnc, W CVn, SU Dra, SW Dra, RR Gem, RR Leo, RR Lyr, AV Peg, DY Peg, AR Per, RU Psc, RV Uma, TU UMa. Bisher wurden nur die Resultate über SW And und VZ Cnc publiziert (Budapest Mitt. 33 und 36.).

Von den übrigen Sternen erhielten wir nur bei RR Gem, RR Lyr und RV UMa veränderliche Lichtkurven. Besonders stark sind die Lichtkurvenänderungen bei RV UMa, wo die maximale Helligkeit in einem Intervall von 0,6 Größenklassen schwankt (s. Abb.). Aus den bisherigen Beobachtungen konnte eine Periode von 90 Tagen für diese Änderungen abgeleitet werden.



Bei RR Gem sind die Änderungen wesentlich kleiner, die mit einer Periode von etwa 38 Tagen ablaufen. Da die Anzahl der Beobachtungen noch klein ist, konnte die Periode noch nicht eindeutig festgelegt werden.

Für RR Lyrae konnten wir die zuerst von *Walraven* gefundene zweite Blaschkosche Periode bestätigen. Ihre Länge konnte jetzt genauer bestimmt werden und ergab sich zu 122^d1 , genau dem Dreifachen der ersten Blaschkoschen Periode.

Für RR Leonis wurden bisher 7 Maxima beobachtet. Die maximale Helligkeit scheint innerhalb von 0,02 Größenklassen beständig zu sein. Die langsame Zunahme der Periode dauert weiter an.

Bei SU und SW Draconis und bei TU UMa tritt im aufsteigenden Aste jedesmal ein starker Buckel auf. Bei den übrigen RR Lyrae-Sternen haben wir keine Besonderheiten gefunden.

AR Persei und DY Pegasi wurden in zwei Farbbereichen (blau und gelb), die übrigen Sterne ohne Filter beobachtet. Demnächst soll mit einer Kolorimetrie von allen nördlichen RR Lyrae-Sternen begonnen werden, deren photographische Helligkeit nicht unter 13,0 sinkt.

SOME SINGLE AND BINARY SOURCES OF MULTIPLE PERIODICITY IN PULSATING STARS

by MARTIN JOHNSON, Birmingham University

Summary: Mechanisms causing the long and short beats discovered by the Budapest observers in single stars of RR Lyr type might become less difficult to understand if a connection were found between two other problems: firstly the conditions for resonance between several forces due to binary structure and the non-radial free pulsations in a spinning component of the system, secondly the conditions under which circulation and apsidal motion of a satellite or ring of gas could give rise to similar excitation in the atmosphere of a single star. The first problem calls for further study in the extremes of fast rotation and low gravity suggested by the binary Φ Persei, the second calls for distinction between the beat phenomena in single and binary examples of β Cep or β CMa type, and also a distinction between periodicities in single Be stars such as γ Cas compared with Φ Per binaries. Atmospheric mechanisms may be the more important in β Cep periods, and internal sources the more important in RR Lyr, but some features of the external excitation of an atmosphere may act as selectors for resonance even among oscillations which were initiated internally.

The phenomenon of „beats”, or combined frequencies in pulsating stars of short period, has been investigated notably at Budapest [1], in the Netherlands [2], on the Pacific coast of U. S. A. [3] and in U. S. S. R. A distinction has emerged between long beat and short beat, for instance among the stars with considerable amplitude in luminosity variation (RR Lyr type). Although their primary periods are mostly between $\frac{1}{4}$ and $\frac{3}{4}$ day, in RS Boo and XZ Dra the beat period is hundreds of times greater, whereas at the other extreme in SX Phe and AI Vel and VZ Can the beat is of the order of only three or four times the primary period. RR Lyr itself, with $\frac{1}{2}$ day period and 41 day beat, lies between the extremes.

Much has been done at Budapest, Leiden, and in California, towards extracting the variability of amplitude and shape of light-curve used in tracing the underlying frequencies, and determining a second period adjacent to the primary for combination into a beat. For spherical pulsations applicable to RR Lyr type, *Kluyver* [4], *Schwarzschild* [5], *Rosseland* [6] and others have gone far towards calculating the modes of radial oscillation which could yield these periods. Recently a significant attempt to correlate length of beat with depth of unstable convection zone in a star has been made by *Fitch* [7].

Even in the light of these advances, it is not yet certain how adequately the emergence of surface luminosity at the observed phases can be accounted for, in any postulated co-existence of adjacent frequencies in the anharmonic oscillation of a stellar interior under adiabatic or other gradients. The agency for initiating such internal oscillation is often disputed, even for Cepheids, and the RR Lyr type show more bewildering complexity of „acoustic spectrum” than Cepheids or red variables. Stellar magnetic fields are not yet sufficiently understood to invoke as controllers of frequency.

I suggest in this note that one useful step might be a detailed comparison of these RR Lyr phenomena with some features of multiple periodicity in other cases, (a) in the B stars which pulsate in velocity rather than in luminosity, generally called by β Cep or β CMa as type star, (b) in binaries of high spin and therefore periodic tidal ejection of gas, notably Φ Per. The β Cep stars have been most fully investigated by *Struve* and his associates; at first sight their velocity cycles exhibit a complexity as baffling as that of RR Lyr stars, 2 or 3 or even 4 periods being sometimes identifiable in the same star, often with non-repetitive maxima and length of period. However, their pulsation in luminosity is of far smaller amplitude than in RR Lyr stars, and may be atmospheric or even circumstellar rather than in deep structure; the spectral cycles caused by binary association are also in general atmospheric. But since it is the atmosphere in any variable star which exhibits the Doppler displacements, excitation therein enhanced by motions in circumstellar gas may act as an agent of selection among the possible frequencies. This might be true also for the beats in an RR Lyr star, even when its primary impulses originate in its interior. Since among β Cep type some seem single and some binary, there may be hope of distinguishing in them between forced and free periods, if these stars contain indications of any of the mechanisms ascribable to binary gas flow, as in Φ Per where spin is sufficiently fast.

A notable beginning was made by *Ledoux* [8] towards understanding the velocity cycles of β CMa, in terms of the non-radial oscillations studied by *Cowling* [9] and others; but he himself doubted his identification of a long period with an 80 day rotation, and when his free periods seemed correct they disagreed with the observed phasing. His only source of forced periods was the possibility of a satellite or small companion, possibly White Dwarf, which *Struve* had suggested as able to raise local eruption as it travelled round the equator. This possibility, of non-radial oscillation excited by a satellite, *Struve* [10] had also explored for the star 12 Lac of β Cep type: his theory of zonal structure in σ Sco [11] another star with β Cep features, makes the suggestion more plausible. Recently I have suggested [12] somewhat similar equatorial tidal excitation of circumferential oscillation for Φ Per, using *Hynek's* [13] elucidation of tidal jets in this star, in an attempt to find whether the subharmonics suggested by the 20 day impulses of the earlier observers are a combination of tide with the extremely fast spin of Φ Per.

These developments might be extended by asking what periodic properties comparable with those of binaries could arise in a single star, if caused by *Struve's* circulating satellite or by rotating rings of extruded gas such as possessed by γ Cas and other Be stars. Is an agency of forced atmospheric oscillation possible in single as well as binary structures, and has it any significance for the recent distinction of β Cep stars into single bodies (12 Lac, β CMa, β Cep, ν Eri, δ Sco) and binaries (16 Lac, σ Sco) ?

The final question would then become accessible: if gas circulating in a binary system has any counterpart in deciding the periods of atmospheric pulsation in a single star, is it also relevant to the deeper oscillations of RR Lyr type? Since the mass of circumstellar gas is small, it cannot initiate an internal oscillation, but it might for instance aid in selecting the distribution of amplitudes among such natural frequencies as emerge at the surface, and so affect the choice of modes to combine into a beat.

A first step, towards such mutual relevance of Φ Per, β Cep, γ Cas, and RR Lyr types, would require a classification of non-radial oscillations into (i) natural, (ii) binary forced, (iii) single forced, which I accordingly proceed tentatively to suggest.

(i) Natural frequencies of single star :

- (a) In Cowling's frequencies, $\sigma^2 = \frac{4}{3}\pi G\bar{\rho}$ multiplied by a term $> 1 < q$ for different modes, or in one case multiplied by $(n - N)$ where n is the polytrope index and $1/N = \gamma - 1$ in the usual notations. These allow periods of 3—12 hours in stars of suitable type, but can tend to zero or infinity if central condensation and compressibility are adjusted.
- (b) If the star has angular spin Ω , these frequencies split into pairs $\sigma \pm 2\beta\Omega$ where β is of the order 0,85. Hence when a wave circulates against the spin, the period referred to stellar co-ordinates may become much longer, for instance comparable with observed beat periods. This was applied by *Ledoux* to β CMa pulsation, by combining stationary and progressive waves in σ and $\sigma - 2\beta\Omega$, with the uncertain results already quoted.
- (c) Among „natural” periods in the gases ejected by a hot star must be classified the time to complete a cycle of growing and diminishing opacity, studied by *Gerasimovič* [14] for Be stars, and possibly underlying the investigations of Be electron scattering with non-spherical symmetry by the *Burbidges* [15] and even *Baldwin's* [16] studies of γ Cas. The time for ejected gas to reach a maximum excursion before falling back to the star is also to be listed here.

(ii) Frequencies enforced by binary structure :

- (a) Except in the closest binary pairs, resonance of σ with orbital period is unlikely, but even the longer orbital periods might excite frequencies comparable with $\sigma - 2\beta\Omega$ if spin and orbit are unequal as in Φ Per.
- (b) In coordinates rotating with the star, the „semi-diurnal” tide interval may resonate with σ . I found this significant in deductions from the very rapid rotation of Φ Per discovered by *Slettebak* [17].
- (c) Corresponding to the natural period of time for gases to reach a limit in spiralling round a single star, there will be a period decided by the time taken for ejected gas to reach the Roche point of escape from a binary, as studied by *Kuiper* [18] and by *Kopal* [19]. This might impose a cycle of increasing and decreasing density between the components of fairly close binaries, a pulsation in a disc-shaped envelope.
- (d) Of very long period will be the rotation of apse of a binary orbit ; with large eccentricities this will introduce a period in spectral line displacements, but in general too lengthy for the problems discussed here.

(iii) Agencies of forced periods in a single star :

- (a) Struve's theory of a satellite, applied by him to 12 Lac and by *Ledoux* to β CMa, would impose a periodicity upon spectral line structure through its excitation of a local „sunspot” or eruptive area travelling round the star's equator under the satellite.
- (b) Since the satellite would have a very short period, the rotation of its apse might not be too slow, but the small eccentricity might prevent this from constituting another period of any detectable amplitude.

(c) The apse rotation of a gaseous ring might be much more potent in the observed spectrum inspite of small mass, since ejection of the constituent gases from the star may have had an almost parabolic velocity giving high eccentricity. *Struve* [20] suggested this as a possible source of spectral variability, but the topic seems not to have been pursued.

A star must be supposed intrinsically capable of radial and nonradial oscillation, each in a wide range of possible frequencies dependent upon density and gradients. Whether any particular periods are detectable will depend on the manner and intensity of their excitation. If disturbance from stable equilibrium is spherically symmetrical and sub-photospheric, pulsation of RR Lyr type will be created and no other. But if an external agency exists, for instance a binary tide, in a star whose gravity is low because of spin, or a perturbation due to a satellite or the apse motion of a ring round a single star, atmospheric pulsation of β Cep type may be set up equatorially, with luminosity effects smaller than the effects upon line velocities. Beats between free and forcing periods will result, or the energy might be lost from the atmosphere to bias the selection of spherical oscillations initiated from inside. It would therefore be interesting to discover transition cases between binary β Cep pulsation, single β Cep pulsation with ring or satellite, and single RR Lyr pulsation; in these, clues from spinning gas-enveloped binaries such as Φ Per and single spinning stars such as γ Cas would be valuable as indicating how frequencies can select themselves for combination into beats, or how overtones and fundamentals are suppressed or intensified by resonance.

REFERENCES

1. Detre and others; Budapest Mitteilungen, 1938—55.
2. Walraven and others; Bul. Astron. Netherlands, 1937—52.
3. Struve and others; Astrophys. Journ., 1940—55.
4. Kluver; B. A. N., 7, 313, 1936.
5. M. Schwarzschild; ApJ., 94, 245, 1941.
6. S. Rosseland; Pulsation theory of variable stars, 1949.
7. W. S. Fitch; ApJ., 121, 691, 1955.
8. P. Ledoux; ApJ., 114, 373, 1951.
9. T. G. Cowling; M. N. Roy. Astron. Soc., 101, 367, 1941.
10. O. Struve; ApJ., 113, 589, 1951.
11. Struve and others; ApJ., 122, 1955.
12. M. Johnson; The Observatory, 1956.
13. J. A. Hynek; Perkins Obs. Contrib., 1940 and 1944.
14. B. P. Gerasimovič; M. N., 94, 737, 1934.
15. G. R. and E. M. Burbidge; ApJ., 117, 407, 1953.
16. R. B. Baldwin; ApJ., 92, 82, 1940.
17. A. Slettebak; ApJ., 110, 498, 1949.
18. G. Kuiper; ApJ., 93, 133, 1941.
19. Z. Kopal; Trans. Internat. Astron. Union, 1955.
20. O. Struve; ApJ., 73, 94, 1931.