

Zeitschrift: Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft
Herausgeber: Schweizerische Astronomische Gesellschaft
Band: 36 (1978)
Heft: 165

Artikel: Die visuelle Beobachtung veränderlicher Sterne
Autor: Timm, Klaus-Peter
DOI: <https://doi.org/10.5169/seals-899479>

Nutzungsbedingungen

Die ETH-Bibliothek ist die Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Zeitschriften und ist nicht verantwortlich für deren Inhalte. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern beziehungsweise den externen Rechteinhabern. [Siehe Rechtliche Hinweise.](#)

Conditions d'utilisation

L'ETH Library est le fournisseur des revues numérisées. Elle ne détient aucun droit d'auteur sur les revues et n'est pas responsable de leur contenu. En règle générale, les droits sont détenus par les éditeurs ou les détenteurs de droits externes. [Voir Informations légales.](#)

Terms of use

The ETH Library is the provider of the digitised journals. It does not own any copyrights to the journals and is not responsible for their content. The rights usually lie with the publishers or the external rights holders. [See Legal notice.](#)

Download PDF: 21.12.2024

ETH-Bibliothek Zürich, E-Periodica, <https://www.e-periodica.ch>

Die visuelle Beobachtung veränderlicher Sterne

von KLAUS-PETER TIMM

Für den ernsthaften Sternfreund bieten die Veränderlichen Sterne ein reichhaltiges Betätigungsfeld. Zwar kann der auf diesem Gebiet der Astronomie tätige Amateur keine grossen, «weltbewegenden» Entdeckungen und Forschungsbeiträge mehr leisten, gleichwohl kann jedoch der wirklich ernsthafte und gewissenhafte Beobachter aus langen Beobachtungsreihen jenes Mosaiksteinchen herausholen, das in das grosse und keineswegs vollständige Bild der Veränderlichen Sterne hineinpasst. Die Betonung liegt hier auf «ernsthaft» und «langen Beobachtungsreihen». Denn nur unter diesen Voraussetzungen und bei kritischer Analyse, können Beobachtungen an Veränderlichen Sternen einen Wert haben.

Jedoch sollte auf diesem Gebiet, wie überhaupt in der Amateurastronomie, der individuelle Reiz nicht verges-

sen werden. Denn letztlich ist die Beschäftigung mit der Sternkunde ein Hobby, welches einen Ausgleich zur täglichen Hetze und Engstirnigkeit schaffen soll.

Der Beobachtungsgegenstand

Die «Veränderlichkeit» der Veränderlichen Sterne bezieht sich nur auf die Helligkeit. Man definiert sie also als Sterne, die ihre Helligkeit verändern. Dabei ist die Grenze zu den nichtveränderlichen Sternen unscharf. Sie ist letztlich eine Frage der Nachweisbarkeit, der Beobachtungsgenauigkeit.

Die Ursachen der Helligkeitsänderung, des Lichtwechsels sind mannigfaltig. Man kann jedoch folgende Klassifikation treffen (nach dem «General Catalogue of Variable Stars», GCVS)^{1,11)}.

1. Pulsationsveränderliche

Typ	Periode	Spektrum	Amplitude	Anzahl
Langperiodische Cepheiden	1—50 d	F—K	2 mag.	ca. 700
RR Lyrae-Sterne	<1 d	B8—F2	1	4500
δ Scuti-Sterne	0.05—0.2 d	F	<1	20
β Canis Majoris-Sterne	3—6 h	B	<0.1	20
Mira-Sterne	80—1000 d	M, C, S	2.5—>6	4500
Halbregelmässige Veränderliche	30—1000 d	G—S	1—2	2300
α^2 Canum Venaticorum-Sterne	1—25 d	A*	<0.1	30
Unregelmässige Veränderliche	—	K, M, C	<0.5—2	1800

* = starke Magnetfelder

2. Eruptionsveränderliche

Typ	kurze Charakteristik	Anzahl
Novae	Heisse Zwergsterne;	180
Nova-ähnliche Veränderliche	Helligkeitszunahme ($7-16^m$) in kurzer Zeit (Stunden—Monate) und kurzem Maximum; langsamer Helligkeitsabfall bis zum ursprünglichen Wert.	40
Supernovae	ähnlich Novae; jedoch grössere Amplituden ($>20^m$) und grössere absolute Helligkeit.	7
U Geminorum-Sterne	Zwerg-Novae; plötzliche Helligkeitsausbrüche in 2—5 d um $2-6^m$.	220
Z Camelopardalis-Sterne	ähnlich U Gem-Sterne, jedoch gelegentliche Unterbrechungen mit konstantem Licht.	20
R Coronae Borealis-Sterne	Überriesen mit konstantem Licht und plötzlichem starken Helligkeitsabfall.	30
Irreguläre Veränderliche	Lichtwechsel rasch und regellos; auch Epochen mit Lichtwechselstillstand.	30
RW Aurigae-Sterne	wie Irreguläre Veränderliche. Junge Sterne in letzter Kontraktionsphase	870
UV Ceti-Sterne	plötzliches Aufleuchten in unregelmässigen Abständen; Flare- und Flash-Sterne	30

3. Bedeckungsveränderliche

Die einzelnen Typen der Veränderlichen werden meist nach einem exponierten Prototyp benannt.

Nun zu den Ursachen des Lichtwechsels.

Bei den Pulsations- und Eruptionsveränderlichen sind physikalische Veränderungen der Gaskugel Grund für den Helligkeitswechsel. Als Stichworte seien Radiuschwankungen, Russbildung (R CrB-Sterne) u.ä. genannt.

Bei den Bedeckungssternen haben wir es primär mit Abschattungseffekten zweier (oder mehrerer) umeinander kreisender Sterne zu tun. Liegt nämlich die Bahnebene des Systems in der Visionsebene des Beobachters, so bedecken sich die Komponenten gegenseitig im Laufe ihrer Rotation um einen gemeinsamen Schwerpunkt.

Jedoch spielen nicht nur Bedeckungseffekte hier eine Rolle. Vielmehr kommt es auf Grund der räumlichen Nähe der Komponenten zu Verformungen der Sternkör-

per durch starke Gravitationskräfte. Es findet auch häufig ein permanenter Materieaustausch statt. Diese physikalischen Veränderungen wirken sich mithin auch auf den Lichtwechsel des Systems aus.

Man unterscheidet daher die Klasse der bedeckungsveränderlichen Sterne in

- a) Bedeckungsveränderliche vom Typ Algol (EA)
- b) Bedeckungsveränderliche vom Typ β Lyrae (EB)
- c) Bedeckungsveränderliche vom Typ W UMa (EW)
- d) Doppelsternsysteme mit Rotationslichtwechsel (ELL)

Das Beobachtungsinstrument

Nach dieser kurzen und keineswegs erschöpfenden Vorstellung der Veränderlichen Sterne, wollen wir uns im Folgenden mit den Instrumenten des Veränderlichenbeobachters beschäftigen.

Rudolf Brandt schreibt in seinem Buch «Himmelsbeobachtung mit dem Feldstecher»: «Es hat jedes Fernrohr 'seinen Himmel', auch das aller kleinste, und es gibt eine grosse Zahl von himmlischen Objekten, für die ein Feldstecher dank seines grossen Sehfeldes und seiner hohen Lichtstärke das geeignetste Beobachtungsinstrument ist.»²⁾

Zu dieser «grossen Zahl von himmlischen Objekten» gehören zweifelsohne die Veränderlichen Sterne. Hier kommt der Feldstecher vorzüglich zum Einsatz. Denn neben der grossen Lichtstärke, dem grossen Gesichtsfeld (wichtig zum Aufsuchen des Sterns), bietet der Feldstecher eine leichte Handhabung und leichten Transport, um dem Lichterdom der Großstädte entfliehen zu können. (s. Abb.1)



Abb. 1: Der Feldstecher als Beobachtungsinstrument (20 x 70 mm)

Aber natürlich hängt die Wahl unseres Beobachtungsinstrumentes primär von der Helligkeit des zu beobachtenden Sternes ab.

Es gibt die Regel, dass die Reizstärke (Helligkeit) eine gewisse Schwelle überschreiten muss, um eine Empfindung (Lichteindruck) im Auge hervorrufen zu können. Die Reizstärke muss um Mindestbeträge verändert werden, um im Auge eine andere Empfindung auszulösen (Weber-Fechner-Gesetz). Nun hängt die Reizstärke entscheidend von der Öffnung des benutzten Instrumentes ab. Mit einem Feldstecher von 80mm Öffnung lassen sich so Veränderliche bis etwa zur 9. Grösse sicher beobachten. Günstige atmosphärische Bedingungen lassen die Beobachtung noch schwächerer Sterne zu.

Der Verfasser konnte 1975 in Nordafrika mit seinem Feldstecher 20 x 70 mm Sterne bis zur 10.7 Grösse erfassen.

Jedoch sei davor gewarnt, zu schwache Sterne beobachten zu wollen. Die folgende Tabelle möge als grobe Orientierung dienen:

Öffnung des Instrumentes	Grenz-Helligkeit des Veränderlichen
50 mm	8 mag
70 mm	8.5 mag
80 mm	9.0 mag
100 mm	10.0 mag

Der Erfolg und die Güte unserer Beobachtungen ergeben sich ganz entscheidend aus der Aufstellung des Feldstechers. «Freihand-Beobachtungen» sollten tunlichst unterbleiben. Es sei denn, man gibt sich mit «tanzenden Sternen» zufrieden.

Abhilfe schafft hier ein stabiles Fotostativ mit schwenkbarem Kinokopf. Das Instrument selber montieren wir mit einer Halterung, die wir uns für wenig Geld im Fotohandel beschaffen oder uns selbst mit wenig Aufwand basteln³⁾. In der Literatur finden sich auch gelegentlich Anleitungen zum Bau stabiler Halterungen für Feldstecher⁴⁾.

Die Beobachtungstechnik

Die Untersuchung des Lichtwechsels eines Veränderlichen Sternes macht die Bestimmung seiner Helligkeit zu einem bestimmten Zeitpunkt notwendig. Diese Bestimmung lässt sich mittels visuellem Vergleich des Veränderlichen mit Vergleichssternen konstanter und bekannter Helligkeit durchführen.

Hierzu wurden verschiedene Methoden erdacht. Am bekanntesten ist die Stufenschätzmethode von Argelander. Sie ist in der Literatur eingehend beschrieben⁵⁾. Eine weitere, häufig von Amateuren benutzte Schätzmethode, ist die Methode nach Pickering (Pickering'sche Bruchmethode). Sie findet sich heute nur noch selten in der Literatur beschrieben. Wir wollen sie jedoch für unsere Beobachtungen zugrunde legen. Wir benötigen zwei Vergleichssternen mit bekannter Helligkeit, wobei der eine Vergleichssterne (A) heller sei als der Veränderliche (V). Der zweite Vergleichssterne (B) ist schwächer als V. Nun setzen wir a priori die subjektive Helligkeitsdifferenz von A zu B willkürlich als 10 («Einheiten») fest. Jetzt gilt es, V in dieses Intervall einzupassen. Finden wir, dass er in seiner Helligkeit genau «in der Mitte» der beiden Vergleichssternen liegt, so ist er von beiden um 5 («Einheiten») entfernt. Wir notieren

A 5 V 5 B

(Das Ergebnis wird wie folgt notiert:
Hellerer Vergleichssterne mit Helligkeitsdifferenz zu V links, schwächerer Vergleichssterne mit Helligkeitsdifferenz rechts neben V.) Dieses Ergebnis besagt jedoch nichts anderes, als dass die subjektive Helligkeitsdifferenz von A zu V 5/10, die Differenz von V zu B ebenso 5/10 unseres gesamten Helligkeitsintervalls (10/10) ausmacht. Fänden wir jedoch, dass V etwas näher an A liegt, B jedoch deutlich schwächer ist als V, so notieren wir beispielsweise

A 3 V 7 B.

Bei einer Beobachtung

A 9 V 1 B

wäre V nur wenig heller als B, A sehr viel heller als V.

Wie wertet man die Beobachtungen nun aus?

Wir wollen ja nicht wissen, wie hell der Veränderliche relativ zu den beiden Vergleichssterne ist, sondern welche Helligkeit, ausgedrückt in Grössenklassen, er tatsächlich besitzt.

Dazu nehmen wir wieder eine fiktive Einschätzung. Sie mag lauten

A 2 V 8 B.

Die Helligkeit der Vergleichssterne sei:

$$\begin{aligned} A &= 7.1^m \\ B &= 7.8^m. \end{aligned}$$

Ihre tatsächliche Helligkeitsdifferenz ist $\Delta m = 0.7^m$. Ein Zehntel dieser Differenz ist 0.07^m . Der Vergleichssterne A ist folglich

$$0.07^m \cdot 2 = 0.14^m$$

heller als V. Der Veränderliche besitzt somit die Helligkeit

$$7.1^m + 0.14^m = 7.24^m.$$

B ist

$$0.07^m \cdot 8 = 0.56^m$$

schwächer als V. Wieder finden wir für V die Helligkeit 7.24^m .

Zu jeder Beobachtung notieren wir uns selbstverständlich, wie überhaupt bei jeder astronomischen Beobachtung, die Zeit (auf die Minute genau!).

Die oben dargelegte Methode nach Pickering hat gegenüber der Argelanderschen Stufenschätzmethode den Nachteil der ständig variierenden Helligkeitsintervalle, wogegen bei letzterer die «Stufe» eine Konstante des Beobachters ist. Jedoch werden sich auch bei unserer Methode bei längerer Praxis konstante Einstufungskriterien herausbilden. Ein Vorteil der Pickeringschen Methode ist ihre leichte und schnelle mathematische Handhabung.

Die Auswertung der Beobachtungen

Nachdem wir eine längere Beobachtungsreihe an einem Veränderlichen durchgeführt haben, wollen wir nun die Lichtkurve zeichnen. (s. Abb. 2). Sie ist der geometrische Ort aller Kombinationen von Helligkeiten und Beobachtungszeiten. Ein rechtwinkliges Koordinatensystem wird vorgegeben. Die Abszisse wird zur Zeitachse (meist im Julianischen Datum; JD), die Ordinate zur Helligkeitsachse (scheinbare Helligkeit; m).

Alsdann tragen wir unsere gewonnenen Helligkeitswerte, in Abhängigkeit vom Beobachtungszeitpunkt, in das Koordinatensystem ein. Erfahrungsgemäss streuen die Messpunkte. So gilt es, eine ausgleichende Kurve durch sie hindurch zu legen. Hierzu fassen wir je 3 Messpunkte zusammen, indem wir sie durch Hilfslinien verbinden. Sodann bestimmen wir die Schwerpunkte aller dieser so entstandenen Dreiecke. Indem wir schliesslich alle Schwerpunkte miteinander verbinden, erhalten wir so die ausgleichende Kurve. Diese ist die Lichtkurve. Natürlich kann man auf diese Weise sehr stark streuenden Messpunkten nicht gerecht werden. Hierzu müssen wir die Punkte nach Augenschein gewichten und eventuelle «Ausreisser» nicht berücksichtigen, bzw. sie mit einer geringeren Wertigkeit belegen. (s. Abb. 2).

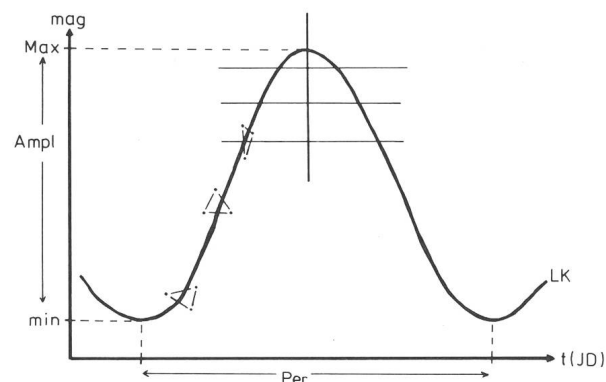


Abb. 2: Die Auswertung der Lichtkurve (LK)

Neben dieser groben, grafischen Ausgleichsmethode, gibt es auch mathematische (statistische) Verfahren. Ausführungen darüber würden jedoch den Rahmen dieses einführenden Artikels sprengen; man greife hier zur Fachliteratur.

Was können wir nun aus der Lichtkurve ableiten?

Zuerst bestimmen wir die Amplitude des Lichtwechsels, indem wir die Maximal- und Minimalhelligkeit ablesen. Sie ist nicht bei allen Veränderlichentypen von Zyklus zu Zyklus konstant. Bei Mira-Sternen und halbregelmässigen Veränderlichen können beträchtliche Amplitudenschwankungen auftreten.

Darüber hinaus bestimmen wir die Periode des Lichtwechsels. Sie ist definiert, als die Zeit zwischen der Wiederkehr gleicher Helligkeitsphasen (i.d.R. Maxima, Minima). Dazu ist es notwendig, die Extrema exakt zu bestimmen. Dies geschieht mittels einer von Pogson entwickelten (grafischen) Methode. Hierbei ziehen wir in der Nähe des Extremwertes parallele Geraden zur Abszisse. Die Strecken zwischen den Schnittpunkten der Geraden mit der Lichtkurve werden halbiert und die Mittelpunkte verbunden. Der Schnittpunkt der so entstandenen Mittelpunktsgeraden mit der Lichtkurve gibt uns den Extrempunkt. Die Methode scheitert bei stark unregelmässigen Extrema. (s. Abb. 2).

Haben wir zwei Extrema bestimmt (bei Bedeckungsveränderlichen üblicherweise Minima; bei Mira-Sternen Maxima), und ist die Periode konstant, so können wir die Elemente des Lichtwechsels aufstellen:

$$\text{Max. (bzw. min.)} = t_0 + P \cdot E$$

(t_0 = Ausgangsmaximum bzw. -minimum; P = Periode; E = Epoche (0, 1, 2, ..., n).

Mit diesen Elementen können wir jedes Extremum in der Vergangenheit und in der Zukunft berechnen.

Ist die Periode variabel (sehr häufig bei langperiodischen Veränderlichen), ist die Elementenberechnung etwas komplizierter. Unter der Voraussetzung einer periodischen Änderung der Periodenlänge, fügt man an obige lineare Formel ein Sinusglied an:

$$\text{Max. (bzw. min.)} = t_0 + P \cdot E + k \cdot \sin(\alpha \cdot E + \varphi)$$

(k = die in Tagen angegebene halbe Amplitude der Verfrüherung bzw. Verspätung des Extremums;

$$\frac{2 \cdot \pi}{\alpha} = P_1$$

ist die Periode des Sinusgliedes in Einheiten von P; φ ist eine Konstante, die die Phase des Sinusgliedes zur Epoche 0 bestimmt) ⁶⁾

Jedoch ist die Prämisse der periodischen Änderung der Periodenlänge nicht unumstritten. Häufig ist die Anwendung sog. instantaner Elemente angebracht. Hierzu ermittelt man für begrenzte Epochenzeiträume Elemente, um den Beobachtungsergebnissen so besser gerecht werden zu können.

Ein besonders interessantes Phänomen ist das der progressiven Periodenverkürzung bzw. -verlängerung. So nahm die Periode von R Aql von 348 d in 80 Jahren auf 301.5 d ab. Der Prozess schreitet heute noch fort.

Rückschlüsse auf Periodenänderungen der Veränderlichen ziehen wir aus der Bestimmung der B-R Werte («Beobachtung minus Rechnung»). Es ist dies die Bestimmung der Abweichungen der Extrema vom vorausgerechneten Zeitpunkt. Die Darstellung geschieht im sog. «B-R-Diagramm», wobei die B-R Werte in Abhängigkeit von der Lichtwechslepoche betrachtet werden.

Die während der Beobachtung notierte Zeit ist diejenige, in der das Licht des Veränderlichen die Erde erreichte (geozentrische Zeit). Im Laufe eines Jahres ist die

Erde jedoch den Veränderlichen um 1 AE näher oder ferner als die Sonne. Um eine einheitliche Zeit zu erhalten, reduziert man alle Beobachtungszeiten auf die Sonne (heliocentrische Zeit). Der Effekt macht sich nur bei sehr kurzperiodischen Veränderlichen entscheidend bemerkbar. Die heliocentrische Lichtzeitkorrektur (K) beträgt:

$$K = \frac{a}{c} \cos(L - \lambda) \cos \beta$$

dabei ist: a = Radius der Erdbahn
c = Lichtgeschwindigkeit
L = Länge der Sonne in der Ekliptik
 λ = ekliptikale Länge des Veränderlichen
 β = ekliptikale Breite des Veränderlichen

Da sich im Laufe des Jahres nur L ändert (die Erdbahn sei vereinfacht ein Kreis), kann man auch schreiben:

$$K = K_0 \cdot \cos(L - \lambda)$$

wobei $K_0 = 8.3 \text{ min} \cdot \cos \beta$ ist. Daraus folgt:

$$K = 0.0055776 \text{ d} \cdot \cos \beta \cdot \cos(L - \lambda)$$

Zur Umrechnung der äquatorialen Koordinaten α , δ in die ekliptikalen Koordinaten λ , β kann man folgende Gleichungen gebrauchen:

$$\tan \lambda = \frac{\sin(Q + \epsilon)}{\sin Q} \cdot \tan \alpha$$

$$\tan \beta = \cot(Q + \epsilon) \cdot \sin \lambda$$

$$\tan Q = \cot \delta \cdot \sin \alpha \quad 1b)$$

ϵ ist die Siefe der Ekliptik. Sie beträgt derzeit ca. 23.4423°. Die Länge der Sonne in der Ekliptik (L) ist den astronomischen Jahrbüchern zu entnehmen.

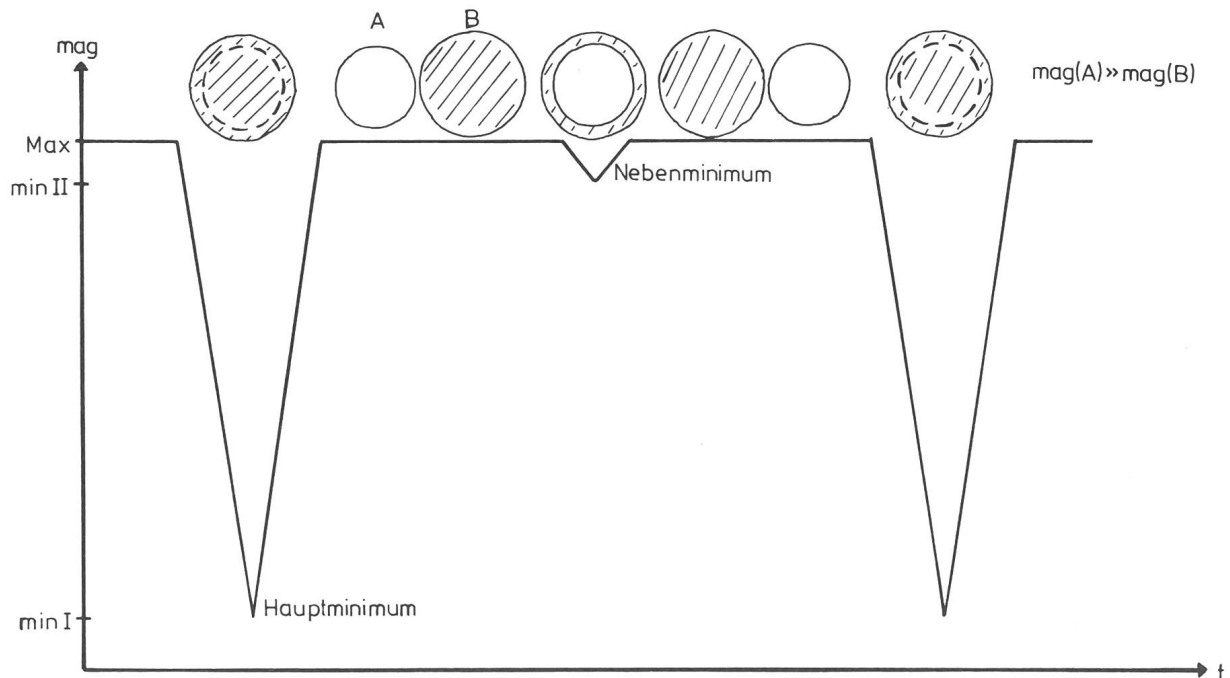


Abb. 3: Die Lichtkurve eines Bedeckungsveränderlichen vom Typ Algol (schematisiert)

Im folgenden sei ein Beispiel für den Informationsgewinn aus Amateurbeobachtungen angeführt.

Wie oben ausgeführt, sind Bedeckungsveränderliche Doppelsternsysteme mit gegenseitiger Bedeckung durch die Komponenten. Beim so entstehenden Lichtwechsel beobachtet man Haupt- und Nebenminima, sowie (bei Algol-Systemen) eine konstante Maximalhelligkeit. Dies hat man sich so vorzustellen: Das System bestehe aus einer grossen leuchtschwachen (B) und einer kleinen lichtintensiven Komponente (A). Beim Umlauf wird die Komponente A von der Komponente B bedeckt.

Wir empfangen nur das Licht von B. Wir haben minimales Licht (Hauptminimum). Ein Viertel Umlauf später stehen A und B nebeneinander, wir empfangen beider Licht (Helligkeitsmaximum). Im weiteren Umlauf steht A vor der Komponente B. Es tritt eine leichte Lichtschwächung ein, wobei nur ein kleiner Sektor des ohnehin leuchtschwachen B-Sternes bedeckt wird. Die Gesamthelligkeit des Systems sinkt geringfügig (Nebenminimum). Wieder ein Viertel des Umlaufs später tritt Maximallicht ein. (s. Abb. 3).

Aus dieser Lichtkurve (bei allerdings idealisierten Verhältnissen) lassen sich nun mittels relativ einfacher Berechnungen (meist geometrischer und trigonometrischer Natur) die Systemkonstanten des Bedeckungssystems herleiten.

Aus einer von H. Unger et al. durchgeführten Bestimmung der Systemkonstanten von RZ Cassiopeiae (Algol-Stern) aus Feldstecherbeobachtungen(!) ergeben sich u.a. folgende Ergebnisse:

Unger et al:	zum Vergleich Dugan (1916):
$I_g = 0.0794$	0.15121
$I_s = 0.9206$	0.84878
$K = 0.883$	0.702
$r_g = 0.3169$	0.3148
$r_s = 0.264$	0.221
$i = 79^\circ 55''$	$81^\circ 12'$

(g = grössere Komponente

s = kleinere Komponente

I = Intensität

K = Radienverhältnis $\frac{r_s}{r_g}$

i = Bahnneigung⁷⁾)

+ = Berechnung des Verfassers

Daneben gibt es noch weitere, von Amateuren entwickelte Methoden zur Systemkonstantenbestimmung bei Bedeckungsveränderlichen⁸⁾.

Die Beobachtungsfehler

Da die visuelle Beobachtung der Veränderlichen Sterne auf subjektiven Sinneseindrücken beruht, müssen die Ergebnisse Fehler enthalten. Ein erfahrener Beobachter wird eine Beobachtungsgenauigkeit von ca. 0.07^m bis 0.1^m erzielen können. Es sind dies die zufälligen Beobachtungsfehler. Von ihnen kann sich der Beobachter nicht lösen. Daneben stehen die systematischen Beobachtungsfehler. Sie seien im Folgenden kurz dargestellt:

a. Zenitdistanzfehler

Erfahrungsgemäss werden Helligkeitsschätzungen ungenauer, je geringer die Zenitdistanz (z) des beobachteten

Objektes ist. Zwischen der Höhe (h) und der Zenitdistanz eines Objektes besteht folgender Zusammenhang:

$$z = 90^\circ - h$$

Beobachtungsfehler sind hier im wesentlichen auf Ermüdungserscheinungen des Beobachters aufgrund unbequemer Körperhaltung zurückzuführen.

b. Extinktionsfehler

Steht ein Objekt in Horizontnähe, so wird es stark von der Extinktion der Erdatmosphäre beeinflusst. Die folgende Tabelle soll mittlere Erfahrungswerte geben, bezogen auf die Helligkeit eines Sternes im Zenit (für 100 m Meereshöhe):

(aus Herrmann, Gesetze des Weltalls, Stuttgart 1969)

Höhe über dem Horizont	Extinktion
70°	0.01m
60°	0.02m
50°	0.06m
40°	0.12m
30°	0.23m
20°	0.45m
10°	0.98m
6°	1.49m
4°	2.04m
3°	2.48m
2°	3.10m

Gefährlich sind Extinktionsschwankungen lokaler Natur, die vom Beobachter nicht eingeschätzt werden können. Darüber hinaus macht sich die Luftruhe in Horizontnähe stark bemerkbar («glitzernde Sterne»). Als Faustregel sollte man beherzigen: Sterne über $70-75^\circ$ Zenitdistanz nicht mehr schätzen!

c. Positionswinkelfehler

Die Stellung von Veränderlichem und Vergleichssterne im Gesichtsfeld des Instruments (Positionswinkel; jahreszeitlich verschieden) beeinflusst die Schätzung.

Erfahrungsgemäss beurteilen die meisten Beobachter von zwei Sternen gleicher Helligkeit den linken heller als den rechten. Man sollte daher stets Vergleichssterne und Veränderlichen getrennt betrachten.

d. Die Farbe des Veränderlichen (Purkinje-Effekt)

Jeder Beobachter hat ein individuelles spektrales Empfinden. Dies macht sich bei Sternen roter Färbung (Spektren K, M, S) besonders stark bemerkbar. Durch diese Tatsache wird insbesondere die Schätzung an langperiodischen Veränderlichen sehr erschwert. Man sollte daher die Vergleichssterne grundsätzlich so auswählen, dass sie in ihren Spektren dem Veränderlichen gleichen oder möglichst ähnlich sind. Doch dies wird der Beobachter nicht immer erreichen können. Er wird hier sein Instrument defokussieren. Er beobachtet also den Veränderlichen und den Vergleichssterne als verwaschene Sternscheibchen. Die rötliche Färbung der Veränderlichen wird so subjektiv unterdrückt.

e. Intervallfehler

Man sollte die Helligkeitsintervalle vom Veränderlichen zu den Vergleichssterne möglichst eng wählen. Je kleiner die Abstände, desto genauer die Schätzung.

f. Blendung des Auges

Eine weitere Störung der Beobachtung wird hervorgerufen, wenn im Gesichtsfeld mit dem Veränderlichen gleichzeitig ein heller Stern steht. Es tritt eine Ablenkung und Blendung des Auges ein.

g. störendes Nebenlicht

Eine irdische Fehlerquelle liegt im Nebenlicht am Beobachtungsplatz. (Strassenlaterne, Hausbeleuchtung). Das Auge wird massiv geblendet, abgelenkt und ist nie voll adaptiert.

Den gleichen Effekt bewirkt auch helles Mondlicht und Restdämmerung.

Beobachtungshilfsmittel

Für den angehenden Veränderlichenbeobachter stellt sich häufig das Problem der Beschaffung von geeigneten Aufsuch- und Umgebungskarten. Hier können wir uns helfen, indem wir uns diese Unterlagen selbst zusammenstellen. Dazu benötigen wir einen guten Sternatlas und einen Katalog, der uns Position und Helligkeit (evtl. auch Spektrum) von Vergleichssterne angibt. Der Verfasser hat hier gute Erfahrung mit dem «Falkauer Atlas» gemacht⁹⁾. Dieser photographische Sternatlas zeigt Sterne bis hinab zur 13. Grösse. Die Vergleichssterndaten können wir dem «SAO star catalogue» entnehmen. Dort sind alle Sterne bis zur 10. Grösse mit allen erforderlichen Angaben erfasst. Eine Schwierigkeit taucht allerdings beim Gebrauch photographischer Sternkarten auf. Wegen der unterschiedlichen spektralen Sensibilität von Photoplatte und menschlichem Auge, kann es häufig vorkommen, dass beim Vergleich von Himmel und Karte, Sterne an diesem heller oder schwächer erscheinen als auf jener verzeichnet sind. Doch durch Übung lässt sich dies rasch erkennen und Verwirrungen werden seltener. Für einige helle Veränderliche (β Per, δ Cep, ρ Per, γ Cas etc.) kommt der «Atlas of the Heavens» gut zum Einsatz¹⁰⁾. Hier finden wir Sterne mit allen nötigen Angaben bis zur 6.25^m verzeichnet.

Es gibt eine ganze Reihe von Vereinigungen (s. unten), die sich der Beobachtung der Veränderlichen Sterne widmen. Über sie können wir uns Umgebungskarten beschaffen. Darüber hinaus finden wir dort auch fachkundigen Rat und weitere Beobachtungstips und -unterlagen. Daneben wird der Beobachter bei intensiver Beschäftigung mit den interessanten Veränderlichen zu Katalogen greifen müssen, um dort weitergehende Informationen finden zu können. Die beiden wichtigsten, umfassenden Werke dieser Art, sind die «Geschichte und Literatur des Lichtwechsels der Veränderlichen Sterne» und der «General Catalogue of Variable Stars»¹¹⁾. Beide Kataloge werden laufend ergänzt und überarbeitet.

Welche Sterne soll man beobachten?

Diese Frage stellt sich dem angehenden Veränderlichenbeobachter. Er wird sich primär an seinem zur Verfügung stehenden Instrumentarium orientieren müssen. Mit einem Feldstecher von 50 mm Öffnung (solche Instrumente werden leider von vielen Beobachtern in ihrer Leistungsfähigkeit verkannt) kann man Veränderliche bis zur 8. Grösse sicher beobachten (siehe oben). In diesem Helligkeitsintervall liegen eine Vielzahl von interessanten Veränderlichen des unterschiedlichsten Typus. Für den Anfänger ist es gut, wenn er mit «unproblematischen Sternen» beginnt. Solche «unproblematischen» Standardsterne sind β Persei (Algol) und δ Cephei. Diese Sterne können gar mit blossen Auge beobachtet werden. Hier empfiehlt sich sogar der Verzicht auf stark vergrößernde Geräte, liegen die Vergleichssterne doch im weiten Umfeld verstreut.

β Per: Periode 2.8673 d
Amplitude 2.2^m—3.5^m
Dauer der Verfinsterung 9.8 h

δ Cep: Periode 5.3663 d
Amplitude 3.7^m—4.6^m

Beobachten wir Bedeckungsveränderliche (z.B. Al-

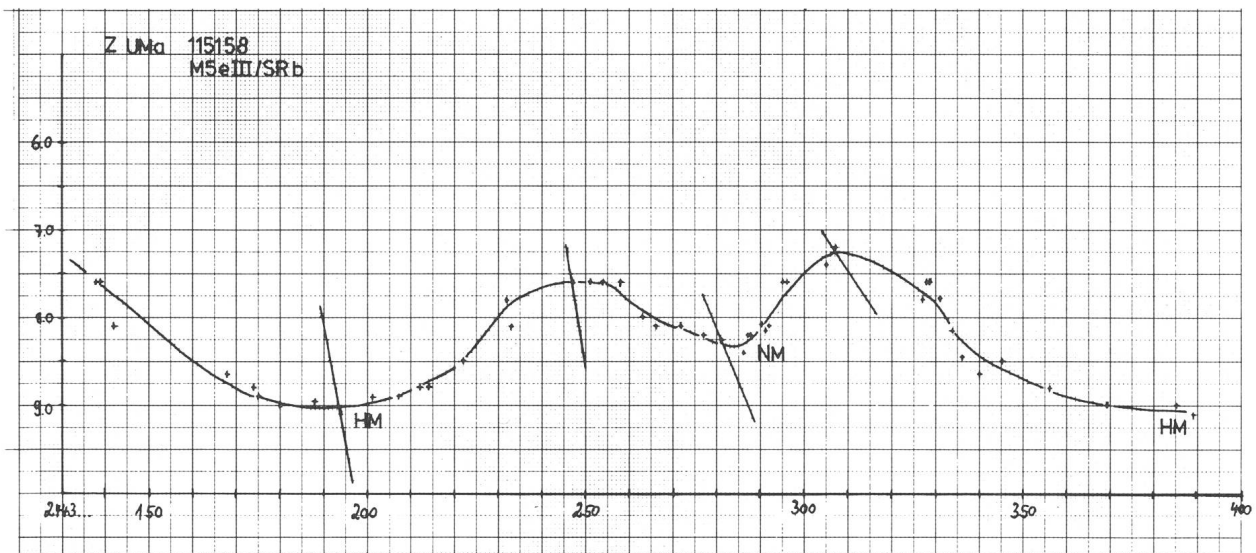


Abb. 4: Lichtkurve von Z UMa (Halbregelmässiger Veränderlicher vom Typ SR b) nach Beobachtungen des Verfassers. Lichtkurve zeigt ausgeprägte Hauptminima (HM) und Nebenminima (NM). Gelegentlich wechseln Haupt- und Nebenminima ihre Position.

gol), so kommt es vor allem auf die exakte Bestimmung der (Haupt-)minimumszeiten an. Aus der Abweichung dieser Minima vom vorausgerechneten Zeitpunkt (B—R; siehe oben), lassen sich Rückschlüsse auf Periodenschwankungen bzw. -änderungen ziehen.

Bei Cepheiden und verwandten Typen (RR Lyr-Sterne; δ Sct-Sterne) sollte man Maxima und Minima bestimmen, um auch hier das Periodenverhalten untersuchen zu können.

Bei Mira-Sternen können wir meist nur die Maxima beobachten, liegen doch die meisten Mira-Sterne im Minimum weit unter der Erfassungsgrenze für kleine und mittlere Amateurinstrumente. Ausnahmen hiervon sind u.a. α Cet (Mira), T Cep, SS Vir, X Oph, R Leo. Bei Mira-Sternen bestimmen wir die Maximalhelligkeit und die Periode. Diese beiden Parameter sind nämlich ständiger Veränderung unterworfen. So können die B-R-Werte mehrere Wochen ausmachen, die Maximalhelligkeiten Schwankungen von 1—2 Grössenklassen unterliegen.

Als Beispiel für einen Mira-Stern seien die physischen Werte für T Cephei genannt:

Spektrum M5e—M9e

Maximalhelligkeit 5.4^m

Ø Maximalhelligkeit 6.0^m

Minimalhelligkeit 11.0^m

Ø Minimalhelligkeit 10.3^m

Periode 387.79 d

Elemente des Lichtwechsels 2439 492 + 387.79 d · E

T Cephei ist zirkumpolar, was eine ganzjährige Beobachtung erlaubt.

Bei den Halb- und Unregelmässigen Veränderlichen be-

obachten wir den gesamten Lichtwechsel über längere Zeit, um die Periodizität, das Helligkeitsverhalten, Helligkeitsstillstände und ähnliche Phänomene untersuchen zu können. (s. Abb. 4). Jedoch sollte sich an diese Sterne nur der etwas erfahrenere Beobachter heranwagen.

Vereinigungen

Die wichtigsten Vereinigungen von Veränderlichenbeobachtern sind:

1. American Association of Variable Star Observers (AAVSO) 187 Concord Ave., Cambridge, Mass. 02138, USA
2. Berliner Arbeitsgemeinschaft für Veränderliche Sterne e. V. (BAV) Sternwarte, Munsterdamm 90, D-1000 Berlin 41
3. BBSAG (Bedeckungsveränderlichen — Beobachter der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft, Schweiz)
4. A.F.O.E.V. (Association Française des Observateurs d'Etoiles Variables, Frankreich)

Literatur:

- 1) Voigt, Abriss der Astronomie, Mannheim 1975
- 2) Brandt, Himmelsbeobachtung mit dem Feldstecher, Leipzig 1972
- 3) Schröder, Praktische Astronomie, Stuttgart 1973
- 4) Baderschneider, Anleitung zum Bau eines Feldstecherstatives, SuW 7, 26, 1968
Zeller, Feldstecher-Astronomie, ORION 157, 179, 1976
- 5) Roth (Hrsg.), Handbuch für Sternfreunde, Berlin 1967
- 6) Hoffmeister, Veränderliche Sterne, Leipzig 1970
- 7) Report of the Variables Group (beim Intern. Astron. Jugendlager) Havelte, NL 1975
- 8) Bischof, Bestimmung der Systemkonstanten bei Bedeckungsveränderlichen, BAV-Rundbrief 25, 18, 1976
- 9) Vehrenberg, Falkauer Atlas, Düsseldorf 1972
- 10) Becvar, Atlas of the Heavens und Catalogue, Prag 1964
- 11) Müller/Hartwig, Geschichte und Literatur des Lichtwechsels 1.—3. Bd. Leipzig 1918
Kukarkin et al., General Catalogue of Variable stars, Moskau 1948
- 12) Zimmermann, Astronomisches Praktikum, Mannheim 1969

Adresse des Autors:

Klaus-Peter Timm, Im Weidenblech 29, D-5090 Leverkusen 1.

Filmkunde für Astroamateure

von THOMAS SPAHNI, Winterthur

2. Spektrale Empfindlichkeit und Verarbeitung von Filmen.

1. Spektrale Empfindlichkeit

Bei der Entstehung eines photographischen Bildes wird der photochemische Primärprozess durch das auftretende Licht ausgelöst. Das sichtbare Licht ist aber nur ein ganz kleiner Teil im grossen Spektrum elektromagnetischer Wellen. Nur wenige Wellenlängen haben die Eigenschaft, Silberbromidkristalle zu belichten. Es sind Gammastrahlen, RÖNTGENstrahlen und ultraviolettes bis blaues Licht. Ausser diesen elektromagnetischen Wellen können auch Elektronen, α -Strahlen und andere Partikel photochemische Prozesse auslösen. So wird zum Beispiel im Durchstrahlungs-Elektronenmikroskop eine Photoplatte nicht mit Licht, sondern mit Elektronen «belichtet».

Den Astrophotographen interessieren aber vor allem die Wirkungen des sichtbaren Lichtes und der daran angrenzenden Wellenlängen auf seine Aufnahmeemulsion. Man kann die Empfindlichkeit einer photographischen Schicht in Abhängigkeit von der Wellenlänge des verwendeten Lichtes in einem Diagramm aufzeichnen, und erhält so die Kurve der spektralen Empfindlichkeit.

Fig. 1 zeigt als Beispiel die spektrale Empfindlichkeit einer Emulsion, die nicht für längere Wellenlängen sensibilisiert worden ist. Sie entspricht der natürlichen Empfindlichkeitskurve von Silberbromidkristallen. Oberhalb einer Wellenlänge von 250 nm würde die Kurve steil abfallen, weil die Gelatine des Films für ultraviolettes Licht undurchsichtig ist. Solche Filme sind deshalb selbst mit Optiken aus Quarzgläsern nur für das nahe UV brauchbar. Die Grenze kann zwar mit Spezialemulsionen, die viel weniger Gelatine enthalten, noch etwas hinausgeschoben werden, aber für Aufnahmen im kurzwelligeren UV muss ein grundsätzlich anderer Weg beschritten werden. Eine fluoreszierende Schicht auf dem Film verwandelt die ultraviolette Strahlung in sichtbares Licht, welches dann vom Film registriert werden kann. Blauempfindliche Filme finden nur in der wissenschaftlichen Photographie Verwendung. Sie sind für Landschafts- und Porträtaufnahmen nicht brauchbar, weil die Zuordnung von Grautönen zu einem farbigen Bild je nach dem Blauanteil des reflektierten Lichts eine unnatürliche Abstufung ergibt. Deshalb enthalten die meisten