

Zeitschrift: Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft
Herausgeber: Schweizerische Astronomische Gesellschaft
Band: 38 (1980)
Heft: 179

Rubrik: Neues aus der Forschung

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: 06.05.2025

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

Die Sonnenfinsternis vom 16. Februar 1980

J. DÜRST

Beobachtungen der ETH-Sternwarte in Indien

Sonnenfinsternis-Beobachtungen wollen gut vorbereitet sein. So begannen wir bereits vor drei Jahren mit den Vorarbeiten für eine neue Kamera zur Koronaphotographie, die nun erstmals bei der Finsternis vom 16. Februar 1980 zum Einsatz gekommen ist. Neben dieser neuen Kamera hatte unser Team, bestehend aus F. Aebersold, J. Dürst und A. Zelenka, noch folgende Instrumente eingesetzt: a) Kamera von 1 m Brennweite für relative und absolute Photometrie sowie zur Messung der verschiedenen instru-

mentellen und atmosphärischen Streulichtkomponenten; b) Parallaktisch montierte Kamera zur Messung des Polarisationsgrades; c) Photoelektrisches Photometer zur Messung der Gesamthelligkeit der Korona. Alle Beobachtungen konnten an unserem Standort in Yellapur (Südindien) unter besten Witterungsbedingungen durchgeführt werden. Im Folgenden soll vor allem der Zweck und die Konstruktion der neuen Kamera dargestellt werden.

Oft werden wir gefragt, warum wir noch Expeditionen

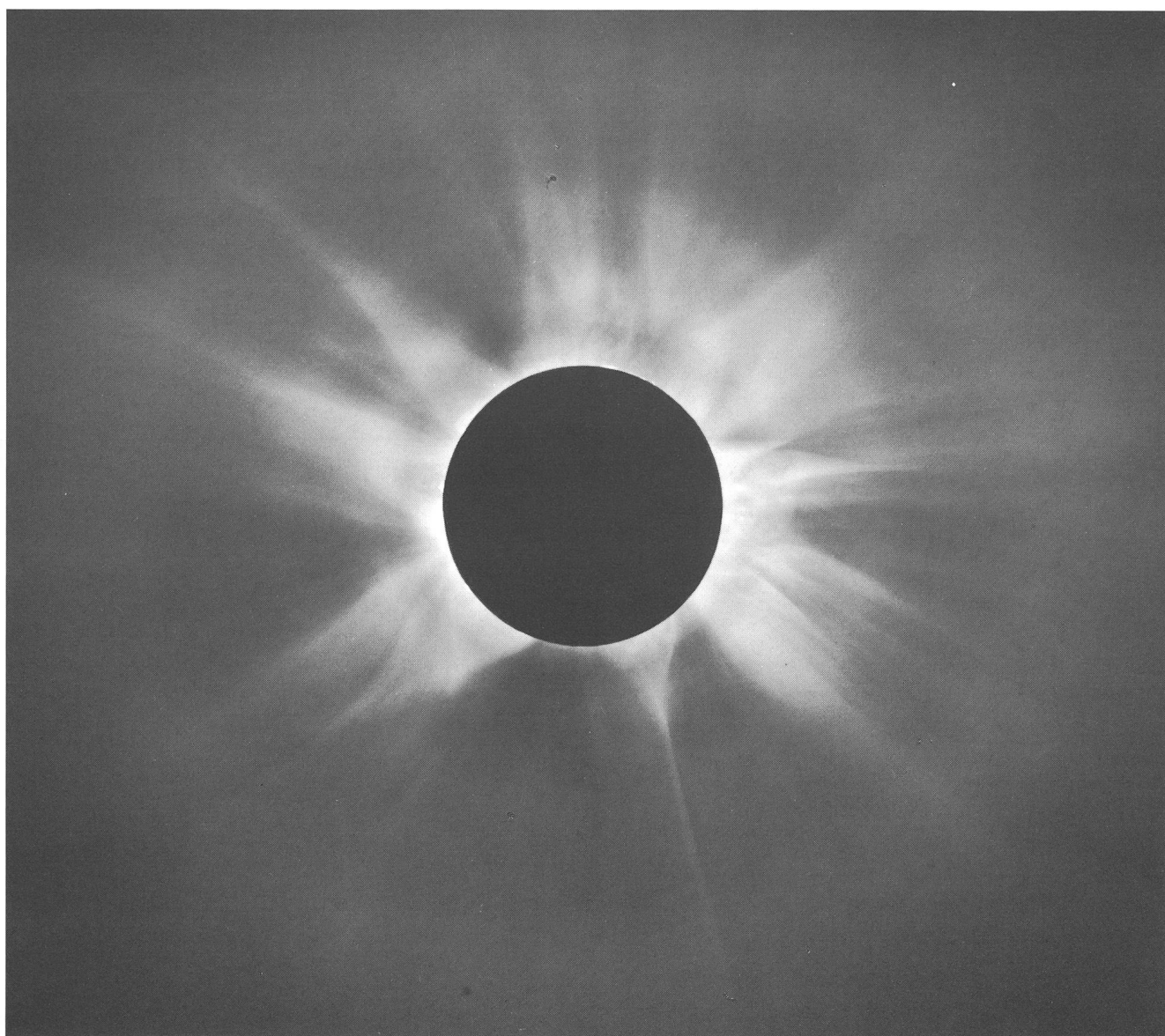


Fig. 1. Maximumkorona, aufgenommen 15^S nach 2. Kontakt mit der im Text beschriebenen Kamera. Belichtungszeit 4^S auf FP4 Planfilm. Norden ist oben, Westen rechts.

machen, da es doch Satelliten gibt, die die Korona dauernd auch ohne Finsternis von oberhalb der Atmosphäre beobachten können. Die innersten Gebiete der Korona sind in der Tat im Röntgen- und extremen Ultraviolett-Bereich mit Satelliten besser und für längere Zeit zu beobachten, und diese Messungen liefern unentbehrliche Daten, wenn es um die Lösung von Problemen wie z.B. die Aufheizung der Korona geht. Auch für die äusseren Gebiete ab etwa 2.5 Sonnenradien liefern Weisslicht-Satellitenkoronographen Messdaten, die weniger von Streulicht beeinträchtigt sind als irdische Beobachtungen, wenn auch die räumliche Auflösung dieser Aufnahmen zur Zeit noch zu wünschen übrig lässt. Für die mittlere Korona sind aber Finsternisbeobachtungen im sichtbaren Spektralbereich noch immer die beste Möglichkeit, um Aufschluss über die Struktur und damit über das koronale Magnetfeld zu erhalten. Einzigartig sind solche Aufnahmen auch darin, dass sie die Koronastrahlen vom Sonnenrand bis etwa 8 Sonnenradien Abstand

vom Zentrum auf einer Aufnahme erfassen. Der Zweck unserer neuen Kamera ist also die Registrierung der Koronaintensität vom Sonnenrand bis $r = 8$, wobei die Auflösung entsprechend sehr guten atmosphärischen Bedingungen $1''$ bis $2''$ betragen soll und die photometrische Genauigkeit 1 bis 2 Prozent. Zur Messung von Farbeffekten soll die Intensität in drei Spektralbereichen gemessen werden.

Strahlungsempfänger

Ein Feld von 4° Durchmesser (bis 8 Sonnenradien vom Zentrum) enthält etwa 50 Millionen Bildelemente von $2''$ Durchmesser. Der photographische Film ist imstande, die Strahlung in diesen 50 Mio. Bildelementen *gleichzeitig* zu registrieren und die Information auch zu speichern, eine Leistung, die zur Zeit von photoelektrischen Empfängern noch nicht erreicht wird. Photographischer Film ist deshalb der geeignete Detektor für die angegebene Aufgabe, besonders

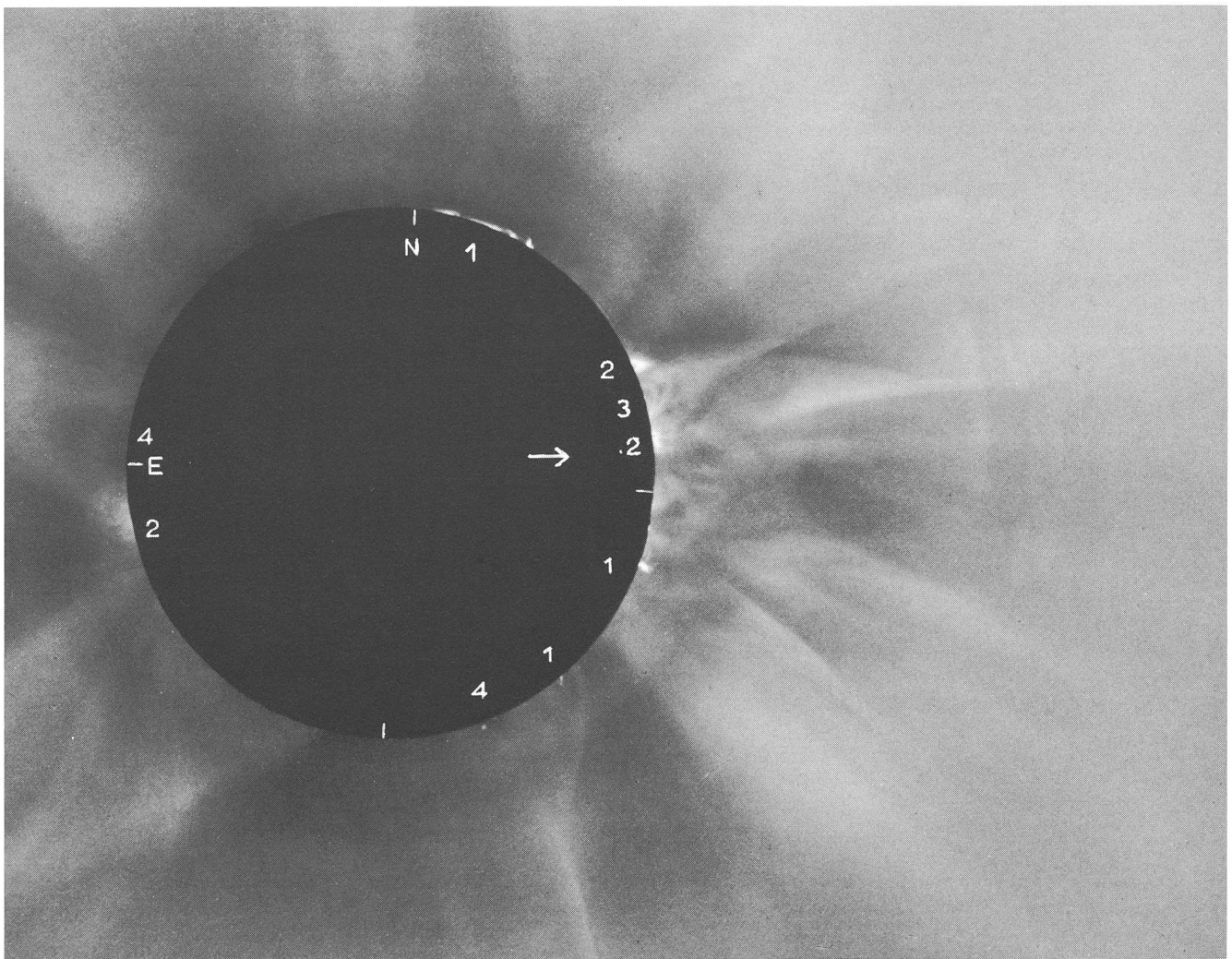


Fig. 2. Die innere Korona, aufgenommen im blauen Licht ($\lambda_{\text{eff}} = 440 \text{ nm}$) 30^s vor 3. Kontakt. Belichtungszeit 16^s . 1 = Protuberanz, 2 = Kondensation, 3 = koronale Bögen, 4 = Kavität. Kondensationen sind heisse, dichte Gebiete über aktiven Regionen. In der dreieckigen Kondensation auf der Westseite liegt ein sehr heller Bogen, die hellste Struktur dieser Korona. Die hellen und dunklen Bögen repräsentieren geschlossene Magnetfelder. Die Kavitäten sind Zonen geringer Dichte am Fuss der langen Koronastrahlen, die über den Trennlinien von Magnetfeldregionen verschiedener Polarität liegen. In der mit Pfeil bezeichneten Region sind gegenüber Aufnahmen aus Ostafrika, die zwei Stunden früher gemacht wurden, in der inneren und äusseren Korona bedeutende Änderungen festzustellen. (Vergl. dazu *Sky and Telescope*, Mai 1980.)

auch weil genügend Licht vorhanden ist, so dass die Belichtungszeit wenige Sekunden nicht übersteigt.

Kameraoptik

Setzt man die Auflösung des Films (ca. 0,02 mm) in Beziehung zur Unschärfe verursacht durch die Luftunruhe ($2''$), so ergibt sich eine minimale Brennweite von 2 m. Einem Felddurchmesser von 4° entsprechen bei dieser Brennweite 14 cm auf dem Film. Da auch Platz für Kalibrierungsmarken vorhanden sein muss, ergibt sich ein Filmformat von 18 x 24 cm.

Farbfilm ist empfindlich für Licht der Wellenlängen 400 nm bis 700 nm. Die Fokustoleranz für ein Objektiv $f=2\text{ m}/1:15$ beträgt etwa $\pm 0,25\text{ mm}$. Ein zweilinsiges Refraktorobjektiv ist also wegen der Farbfehler nicht geeignet, und es muss Spiegeloptik oder ein apochromatisches Refraktorobjektiv verwendet werden. Da Spiegeloptik im allgemeinen ein kleineres Feld oder andere Nachteile hat, wählten wir ein dreilinsiges, apochromatisches Refraktorobjektiv mit Brennweite $f=1,9\text{ m}$, Öffnungsverhältnis 1:15. Um das instrumentelle Streulicht möglichst gering zu halten, wurden alle 6 Linsenflächen mit Mehrfachschicht vergütet.

$w (^\circ)$	$a (")$	$b (")$	$2q (")$
0	0	0	0
0.5	2	1	0.5
1	8	4	2
1.5	16	8	4
2	32	16	8

Ungefähre Durchmesser in Bogensekunden der Zerstreuungs-Ellipsen eines «dünnen» Refraktorobjektives (Öffnungsverhältnis 1:15) als Funktion des Winkelabstandes w (in Grad) von der Achse. a = radialer Durchmesser, b = tangentialer Durchmesser, $2q$ = Durchmesser des kleinsten Zerstreuungskreises der astigmatischen Büschel.

Ein Objektiv dieses Typs lässt sich leicht für sphärische Aberration und Koma korrigieren, es bleibt aber wie bei allen im Vergleich zur Brennweite dünnen Refraktorobjektiven, Astigmatismus und Bildfeldwölbung. Diese Fehler bewirken, dass die Bildpunkte ausserhalb der Achse zu Ellipsen vergrößert werden, deren grosse Achsen radial liegen. Wie die Tabelle zeigt, ist die erforderliche Auflösung nur in einem Feld von etwa 1° Durchmesser gewährleistet. Durch eine einfache konkav-plane Linse unmittelbar vor dem Film lässt sich nun aber das Bildfeld ebnen, indem der kleinste Querschnitt der astigmatischen Strahlenbüschel in die Filmebene verlegt wird. Dadurch verkleinern sich die Fehler um einen Faktor 4 in radialer Richtung und um einen Faktor 2 in tangentialer Richtung, was einer Verdoppelung des scharfen Bildfeldes gleichkommt.

Kompensationsfilter

Ein Nachteil des photographischen Films ist sein kleiner dynamischer Bereich (Helligkeitsumfang, der gemessen werden kann). Wird gar eine Genauigkeit von 1 bis 2% gefordert, so beträgt der brauchbare Helligkeitsumfang noch etwa eine Dekade. Da die innere Korona etwa 1000 mal heller ist als der Himmelshintergrund, müssen also die helleren Gebiete abgeschwächt werden. Dies geschieht am besten durch eine auf Glas aufgedampfte Aluminiumschicht, deren Dichte radial von aussen nach innen von 0 auf 3 zunimmt und die so den steilen radialen Helligkeitsgradienten

der Korona kompensiert. Dieses Filter muss ebenfalls unmittelbar vor dem Film liegen, so dass es praktisch ist, das Filter mit der Ebnungslinse zu verkitten. Die Kombination Ebnungslinse-Filter wurde axial beweglich montiert (Planfläche gegen Film), damit die grossen Planfilme während der Belichtung in die Fokalebene gepresst werden können. Die Ebnungslinse verursacht eine leichte Verzeichnung im äusseren Teil des Bildfeldes, ein zusätzlicher Vorteil ist hingegen, dass sie das von der Aluminiumschicht reflektierte Licht gegen die Tubuswand ablenkt. Dieses Licht kann somit nicht mehr vom Objektiv auf den Film zurückgeworfen werden und dort das Streulicht vergrössern.

Ebnungslinsen sind schon lange bekannt (z.B. als Plankonvexlinse bei Schmidt-Kameras). Kompensationsfilter werden seit etwa 15 Jahren in der Koronaphotographie verwendet, während die Kombination Ebnungslinse-Filter hier erstmals eingesetzt wurde.

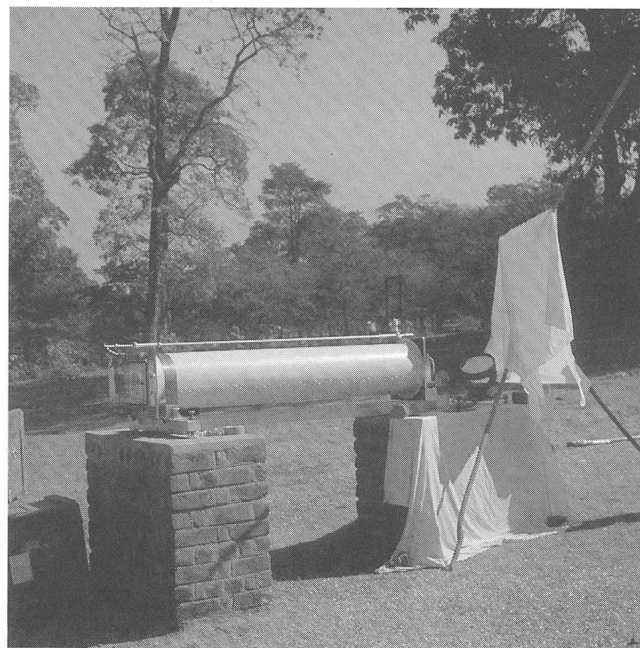


Fig. 3. Die im Text beschriebene Kamera von 1,9 m Brennweite. Die Kamera ist fest auf gemauerten Pfeilern gelagert und das Sonnenbild wird durch einen Heliostaten nachgeführt. Der Spiegel besteht aus Zerodur (Genauigkeit $\lambda/10$), damit die Bildebene stabil bleibt bei wechselnder Temperatur. Für den Nachführmotor wird quarzstabilisierte Wechselspannung verwendet. Links ist durch die Mattscheibe das Kompensationsfilter zu sehen. Die Schrauben am hinteren Kameraende dienen zur genauen Zentrierung des Sonnenbildes auf das Filter.

Farbfilm für die Photometrie

Bis jetzt wurde Farbfilm wenig für photometrische Zwecke verwendet, da die drei Farbschichten nicht unabhängig sind (Zwischenbildefekte) und deshalb die Photometrie kompliziert wird. Der Einsatz von Farbfilm bei Sonnenfinsternissen ist aber deshalb interessant, weil die Farbe und Intensität der Hintergrundstrahlung während der Totalität ändert und deshalb die Aufnahmen in den drei Spektralbereichen gleichzeitig erfolgen müssen. Dies könnte natürlich mit einer Dreifachkamera oder durch optische Strahlenteilung erreicht werden. Bei der Grösse der Kamera und des Bildfeldes ist dies aber sehr aufwendig, während Farbfilm ein sehr billiger Strahlungsempfänger ist. Bedingung für eine exakte Photometrie ist aber die Kalibrierung des Films

mit einem Spektrum, das für jede Wellenlänge eine Schwärzungskurve ergibt. Zweitens dürfen die photographischen Dichten nur in einem kleinen Bereich variieren, was durch das Kompensationsfilter erreicht wird. Erst die praktische Durchführung der Photometrie wird aber zeigen, ob die angestrebte photometrische Genauigkeit von 1 bis 2% auch mit Farbfilm erreicht werden kann.

Aufnahmen

Während der Totalität von 2^m 52^s Dauer wurden mit der Kamera von 1,9 m Brennweite 8 Aufnahmen gemacht mit Belichtungszeiten zwischen 2^s und 20^s, drei davon auf Agfachrome 50 S Farb-Diafilm und fünf auf Ilford FP4 Schwarzweissfilm. Die Fig. 1 zeigt eine Aufnahme von Anfang der Totalität, die Fig. 2 eine Aufnahme, die gegen Ende der Totalität gemacht wurde. Wie üblich bei Finsternissen in der Nähe eines Sonnenfleckenmaximums sind ausgeprägte Strahlen rund um die Sonne zu sehen. Bestimmend für diese Struktur der Korona ist das Magnetfeld. Bei der hohen Temperatur der Korona von etwa 2 Millionen Grad sind die Atome ionisiert. Die elektrisch geladenen Teilchen bewegen sich also (grossräumig gesehen) längs der Magnetfeldlinien. Die räumliche Lage der Strahlen und deren Elektronendichte lässt sich mit Hilfe der Polarisationsmessungen bestimmen. Ebenfalls lässt sich der Anteil der F-Korona (interplanetarer Staub) aus Polarisationsmessungen ableiten. Die Farbaufnahmen dienen zur Unterscheidung von chromosphärischen und koronalen Feinstrukturen in der Nähe des Sonnenrandes sowie zu Farbmessungen in der äusseren Korona, wo bei früheren Finsternissen in der Äquatorregion diffuse Aufhellungen festgestellt wurden, deren Natur noch ungeklärt ist.

Der Bau der Kamera sowie die Expedition nach Indien wurden durch den Schweizerischen Nationalfonds finanziert.

Adresse des Autors:

Dr. J. Dürst, Astron. Institut ETH, ETH-Zentrum, 8092 Zürich

Entdeckung eines periodischen Kometen durch Paul Wild: Wild 3 (1980 d)

Wie wir soeben erfahren, hat vor kurzem Professor Paul Wild vom Astronomischen Institut der Universität Bern seinen sechsten Kometen entdeckt. Da nur periodische Kometen eine spezielle Bezeichnung zugeordnet bekommen, heisst dieser Komet nun «Wild 3».

P. Wild fand den Kometen erstmals auf drei Aufnahmen vom 11. und 12. April als ziemlich kompaktes Objekt, das er provisorisch als Kleinplanet identifizierte. In der nachfolgenden Schlechtwetterperiode versuchte er auf Grund der drei Beobachtungen eine Bahnbestimmung vorzunehmen. Da diese Beobachtungen weniger als drei Tage auseinanderliegen, konnte die Bahnbestimmung nur unsichere Elemente liefern. Trotzdem fand Wild es bemerkenswert, dass Aphel und Knoten der Bahn des Objektes ziemlich genau auf die Jupiterbahn fielen und dass dieses bei seinem Apheldurchlauf nahe an Jupiter herange-

kommen sein musste. Dies machte die Identifizierung als Kleinplanet unsicher. Immerhin konnte Wild anhand seiner unsicheren Ephemeride in der Nacht vom 7. auf den 8. Mai, als erstmals wieder besseres Wetter herrschte, das Objekt wieder fotografieren. Es befand sich ziemlich genau am vorausberechneten Ort und war jetzt wesentlich diffuser geworden. Damit wurde die vorläufige Einordnung als Kleinplanet unhaltbar; ein neuer Komet war entdeckt worden.

Seither wurde dieser Komet auch durch andere Astronomen beobachtet, eine genaue Bahnbestimmung auf Grund von mehreren Beobachtungen lieferte folgende Elemente: ¹⁾ Periheldurchgang 1980 Okt. 5.215, Abstand des Perihels vom aufsteigenden Knoten 179:322, Knotenlänge 72:018, Bahnneigung 15:471, Grosse Halbachse 3.62141 AE, Exzentrizität 0.36795, Umlaufszeit 6.89 Jahre. Zur Zeit seiner Entdeckung betrug die Helligkeit des Kometen nur 15.5^m, sie nimmt zur Zeit ab, da die Erde vom Kometen wegläuft. Dieser dürfte daher während seines ersten Periheldurchgangs nicht mehr heller werden und höchstens fotografisch zu verfolgen sein.

Somit sind seit 1973 zehn schwache Mitglieder der Jupiter-Kometenfamilie beim ersten oder zweiten Umlauf nach ihrem Einfang entdeckt worden, darunter auch «Wild 2» (1978b), der ebenfalls in Zimmerwald entdeckt worden ist.

P. BOCHSLER, Bern

Literatur:

¹⁾ IAU Zirkular Nr. 3473 und 3477.

Die Entstehung von schwarzen Löchern im frühen Universum

G.V. Bicknell und R.N. Henriksen (Astrophysical Journal, 232, 670, 1979) haben eine Arbeit veröffentlicht, die die Möglichkeit der Entstehung massiver schwarzer Löcher kurz nach dem «Big Bang» aufzeigt. Die Voraussetzungen ihrer numerischen Rechnungen können so zusammengefasst werden. Wir betrachten ein Friedmann-Universum mit homogener Hintergrunddichte ϵ (Energie- und Materiedichte). In diesem Universum existieren Dichtefluktuationsen, die wir mit $\delta\epsilon$ bezeichnen. $\delta\epsilon/\epsilon = 1$ bedeutet, dass 100% mehr Materie und Energie als im Mittel in den Fluktuationen vorhanden sind. Es wird angenommen, dass das Universum noch von Strahlung dominiert wird (und nicht schon von Materie), d.h. Strahlung trägt den grössten Teil zur Dichte ϵ des Universums bei. Die Fluktuationen in diesem Strahlungssee werden als sphärisch angenommen, und auch ihr Gravitationskollaps verläuft sphärisch symmetrisch. Dies macht die ohnedies schon komplizierten Rechnungen (man löst Einsteins hydrodynamische Gleichungen in charakteristischer Form) einfacher. Dabei nimmt man aber möglicherweise starke Abweichungen vom physikalischen Sachverhalt in Kauf; z.B. treten bei sphärischem Kollaps keine Gravitationswellen auf. Nicht-sphärische Geometrie kann manchmal das Bild entscheidend verändern.

Trotzdem sind die Resultate interessant und geben wohl ein angenähertes Bild. Die physikalischen Verhältnisse, die den Berechnungen zugrunde liegen, gelten für ein Alter des Universums zwischen 10^{-3} sec und etwa 1 sec. Nicht nur für $\delta\epsilon/\epsilon \approx 1$, sondern auch für viel kleinere Werte, stürzen die Fluktuationen in sich zusammen und formen schwarze Lö-

cher. Die Massen dieser Objekte liegen zwischen 100 und $6 \cdot 10^6$ Sonnenmassen. Kleinere Löcher sind nicht ausgeschlossen, grössere aber sind unwahrscheinlich. Die obere Grenze ist durch die Häufigkeit von Deuterium im Universum (eine beobachtbare Grösse) gegeben.

Wir können also mit einiger Wahrscheinlichkeit annehmen, dass ziemlich massive schwarze Löcher im frühen Universum entstanden sind. Dies ist, astronomisch gesehen, ein interessantes Resultat. Es gibt Theorien, die massive schwarze Löcher im Zentrum aktiver Galaxien und Quasare postulieren. Auf die schwarzen Löcher einfallende Materie wäre für die hohe Energieerzeugung verantwortlich (E.E. Salpeter, *ApJ* 140, 796, 1964; D. Lynden-Bell, *Nature*, 223, 690, 1969). Auch gibt es Hinweise, dass im Zentrum von M 87 ein supermassives schwarzes Loch existiert (2 bis $5 \cdot 10^9$ Sonnenmassen; P.J. Young et al., *ApJ* 221, 721, 1978). Ein ursprünglich kleineres schwarzes Loch kann durch Aufnahme weiterer Materie stark anwachsen. Die oben beschriebene Arbeit besagt nur, dass *ursprüngliche* schwarze Löcher nicht grösser als $6 \cdot 10^6$ Sonnenmassen sein können.

H.U. FUCHS, Den Haag

Massive O-Sterne und die Entwicklung naher Doppelsterne

Genaue Eigenbewegungen von 47 O-Sternen, 6 Wolf-Rayet Sternen und 9 B9-K3 Überriesen wurden kürzlich bestimmt (R.C. Stone, *Astrophysical Journal*, 232, 520, 1979). Zusammen mit bekannten Radialgeschwindigkeiten konnten auf diese Weise die wirklichen Raumgeschwindigkeiten dieser Sterne ermittelt werden. Folgende interessante Beobachtungen wurden dabei gemacht. Die Sterne zerfallen in zwei gut unterscheidbare Gruppen: (1) Sterne mit niedrigen Raumgeschwindigkeiten, $v < 25$ km/s; (2) Sterne mit hohen Raumgeschwindigkeiten, unter ihnen einige «Ausreissersterne». Die Sterne der Gruppe (1) sind äusserst häufig Doppelsterne, und sie haben Eigenschaften der Population I Sterne (sie gehören zu Assoziationen und jungen Sternhaufen). Die zweite Gruppe enthält beinahe keine (erkennbaren) Doppelsterne, und ihre Geschwindigkeiten sind isotropisch im Raum verteilt. Je etwa 50% der beobachteten Sterne gehören zu den beiden Gruppen.

Stone findet, dass die folgende Erklärung am besten auf den Sachverhalt zutrifft. Die Sterne der Gruppe (2) wurden wie die der Gruppe (1) meist als Doppelsterne geboren. Einer der Sterne aber explodierte bald als Supernova. Dieser Ausbruch erteilte dem System eine hohe Raumgeschwindigkeit.

Wie verläuft die Entwicklung enger, schwerer Doppelsterne? Der schwerere der beiden Mitglieder eines Systems (nennen wir ihn Stern A) entwickelt sich schneller als B. A wird ein Riese und «überläuft» dabei, d.h. die äusseren Schichten des Sternes fliessen hinüber zur Komponente B. Dies hinterlässt A als einen kleinen, massiven Heliumstern, der bald danach als Supernova explodiert, wobei etwa 15% der Restmasse von A einen dichten Stern (Neutronenstern, schwarzes Loch) formen. Viele Untersuchungen neueren Datums deuten darauf hin, dass das Doppelsternsystem dabei *nicht* auseinanderbricht. Nur der Schwerpunkt des Systems erfährt eine Beschleunigung. Der zweite Stern B ist nun sehr schwer und wird bald einmal expandieren (wobei

das System aktiv wird als Röntgenquelle) und später explodieren. Dabei wird das System auseinanderbrechen (siehe E.P.J. van den Heuvel, *Structure and Evolution of Close Binary Systems*, IAU Symposium No. 73, ed. P.P. Eggleton et al., Dordrecht, 1976). Stone kommt zu folgenden Schlüssen:

(a) die Sterne der Gruppe (1) sind noch im «Vor-Supernova-Stadium»; (b) Sterne mit mehr als 12 Sonnenmassen werden als Supernovas explodieren; (c) die Sterne der Gruppe (2) mit mehr als 45 Sonnenmassen haben wahrscheinlich schwarze Löcher als Begleiter.

Der Autor gibt eine Liste von 21 Sternen, die wahrscheinlich bisher unentdeckte superdichte Begleiter haben. Er vermerkt auch, dass seine Arbeit einen Schönheitsfehler hat (der aber wahrscheinlich nicht schwerwiegend ist): der Einfluss von Masseverlusten durch den Sternwind vor einer möglichen Supernovaexplosion wurde vernachlässigt. Das heisst vermutlich, dass die Massen, bei denen ein bestimmter Vorgang ablaufen soll, etwas erhöht werden müssen.

H.U. FUCHS, Den Haag

Kartographierung der Venus-Oberfläche

Die Venussonde Pioneer hat bisher insgesamt 83% der Venusoberfläche zwischen 75° nördlicher und 63° südlicher Breite durch die Wolkendecke hindurch aufgenommen und vermessen.

Es zeigte sich dabei, dass rund 60% der Oberfläche relativ flaches Hügelgebiet ist. Die Höhenunterschiede in diesen Gebieten liegen bei 1 000 m. Der grösste Teil dieser riesigen Ebenen liegt im wesentlichen auf einer Referenz-Kugel mit einem Radius von 6 050 km. Unter diesem Niveau liegen lediglich ca. 16%. Nur 8% der Oberfläche ist wirkliches Hochland mit Erhebungen ähnlich den Gebirgen auf der Erde. Die grösste Erhebung erreicht eine Höhe von 10,8 km. Die Terra Aphrodite ist das grösste dieser Gebiete und ist halb so gross wie Afrika. Terra Ishtar, ein weiteres Hochland, ist etwa halb so gross wie die USA. In der Beta-Region sind zwei riesige Vulkane ausgemacht worden, während in der Alpha-Region das älteste Gestein des Planeten erwartet wird.

Es wird vermutet, dass die Kruste wesentlich dicker als diejenige der Erde ist. Die untere Schicht der Kruste besteht aus basaltähnlichem, schwerem Gestein. Darüber liegt eine Schicht von leichterem, granitähnlichem Felsen.

Es ist nun die Aufgabe einer Arbeitsgruppe der «International Astronomical Union» für die Kontinente, Gebirge und Ebenen auf der Venus Namen zu suchen.

Korrigenda

Im Artikel «Die Justierung parallaktischer Montierungen mit Hilfe von Taschenrechnern» von A. H. KLEY (ORION Nr. 178, S. 100) hat sich ein Fehler eingeschlichen. Die Gleichung (4) muss mit $1/\cos\varphi$ (φ = geogr. Breite) multipliziert werden:

$$Az = \frac{\dots\dots\dots}{\dots\dots\dots} \cdot \frac{1}{\cos\varphi}$$

H. U. FUCHS, Den Haag