Mitteilungsblätter der Astronomischen Arbeitsgruppe Laufen e.V.

Sonderausgabe für den Tag der offenen Tür 1993

Vorwort

Mittlerweile laden die Astronomische Arbeitsgruppe Laufen e.V. und das Rottmayr-Gymnasium zum vierten Mal zum Tag der offenen Tür auf die Sternwarte ein. Man kann dies als Zeichen einer guten Partnerschaft oder als einer Art Symbiose werten. Die AAG kann neben ihren eigenen Geräten die der Schulsternwarte benutzen, dafür beteiligen sich ihre Mitglieder an (Wartungs)Arbeiten und machen die Schulsternwarte über Führungen der Öffentlichkeit zugänglich. Eine solche Zusammenarbeit kann es nur geben, wenn auch die Vertreter der Schule und des Landratsamtes als zuständiger Behörde mitspielen. Und das tun sie dankenswerter Weise. Unser besonderer Dank geht daher an Herrn Inhester, der immer für und mit uns Zeit hat, und an den Direktor des Rottmayr-Gymnasiums Laufen, Herrn Kästner, der – wie auch sein Vorgänger Herr Faltner – stets ein offenes Ohr für unsere Anliegen hatte. Natürlich darf an dieser Stelle auch der Hausmeister Herr Balzar nicht vergessen werden.

Die Astronomische Arbeitsgruppe wurde im Herbst 1986 von sieben ehemaligen Schülern des Laufener Gymnasium gegründet und als eingetragener Verein in das Vereinsregister aufgenommen. Der Eintrag war nötig, um mit dem Landratsamt einen Nutzungsvertrag für die Sternwarte abschließen zu können. Unser Anliegen war es gerade, auch nach dem Verlassen der Schule noch weiter die Sternwarte nutzen zu können, ohne dabei jedesmal einen Vertreter der Schule dafür gewinnen zu müssen. Mittlerweile ist die Zahl der Mitglieder auf über zwanzig angewachsen, und die Aktivitäten haben zugenommen. Einige der Mitglieder haben sich der Astrofotografie verschrieben, für die allerdings das Schulteleskop vor allem wegen der mangelhaften Montierung und des Farbfehlers des Objektives nicht geeignet ist. Andere beobachten schlicht und einfach die Objekte am Himmel; das sind auch diejenigen, die meistens die Führungen auf der Sternwarte durchführen. Dann gibt es noch die Fraktion der an der Physik interessierten, welche zum Beispiel Spektren von Sternen aufnehmen oder Meteoritenstatistiken erstellen. Natürlich gibt es bei einem so kleinen Verein keine strikten Trennungen zwischen den Gruppen.

Seit einiger Zeit schaffen wir es auch, unsere eigene kleine Zeitschrift, die *Mitteilungsblätter*, herauszugeben, seit einem Jahr sogar regelmäßig. Hierin finden sich neben Vereinsinterna auch Bauanleitungen, Beschreibungen von Beobachtungsprojekten und theoretischere Artikel zu verschiedenen Themen aus der Astronomie und Astrophysik. Eine kleine Auswahl von Beiträgen – teils unveröffentlicht, teils aus älteren Ausgaben –, von Andreas Härpfer zusammengestellt, findet sich auf den folgenden Seiten. Uns bleibt nur noch, Ihnen viel Spaß bei der Lektüre zu wünschen.

Andi Kronawitter
(2. Vorsitzender und Herausgeber der Mitteilungsblätter)

Abenteuer Mondfinsternis oder Salzburg liegt bei Hallwang

R. Reiser

bisher unveröffentlicht

Der Nebel der Ungewißheit lag am Montag, den 28. Oktober 1985 über der Ebene des Salzachstroms.

Die Beobachtung der Mondfinsternis schien den Mitgliedern der Astrogruppe schier unmöglich, da er sich auch in der letzten Phase vor der Verfinsterung nicht lichtete.

Also sprach der weise Hohepriester der Sternwarte, Josephus Suhrer: „Geht hinauf auf der Berge einsame Gipfel, um zu sehen der Natur wundersam Schauspiel! Viel Glück!“

Man nahm diesen Rat dankbar an und suchte als ersten den zuständigen Fotomaschinisten heim, den man in rüdester Weise an einer intensiven Reinigung in seiner Bad-Fotolaborkombination hinderte.

Nun hieß es, den Wettergott milde zu stimmen, und man rief das Orakel an, besser, den Flughafen Salzburg, um zu erfahren des Wetters Bericht. Die Opfergabe (ca. DM 5 Telefonkosten) reichten aus, den Schleier auf 800 m ü.d.M. zu senken und um den Blick freizugeben auf des Alls Unendlichkeit. Auch das Anflehen des göttlichen Sohnes des mächtigen Melzerus, des Hohepriesters der anderen Konfession, blieb nicht ungehört. Die göttliche Gabe bestand aus einem 410 mm Teleobjektiv, welches dem Fotografen sichtliche Zufriedenheit bereitete.

Wie auf einem roten Blitz schossen wir auf das mächtige Massiv des Gaisberges zu. Rot deshalb, weil es sich um einen roten Opel Commodore handelte, Blitz, weil wir aufgrund einer schlechten Landkarte und unfähiger Kartenleser den Gipfel nur im Zickzackkurs erreichten, und schossen, weil wir uns trotz dichtesten Nebels und Sichtweiten unter Motorhaubenentfernung konstant mit 80 km/h konfrontiert sahen.

Wir, das sind:

Klaus Eder Gewinner des John Deere-Schaltknüppels aufgrund haarsträubender Fahrweise

Andreas Härpfer Kartenleser mit Fehlerquote von über 40 km

Ulrich Höfer Kartenbeleuchter, teils mit Taschenlampe, teils mit Feuerzeug aufgrund Ausfalls der Stromquelle

Otto Pilzer Fotoassistent, degradiert aufgrund des Versuchs, die bereits abgenommene Objektivkappe nochmals zu entfernen

Rudi Reiser Fototechniker, derzeit ungewaschen

Nun waren wir angekommen, den Mond in seiner totalen Verfinsterung, kupferrot leuchtend, zu schauen und auf Zelluloid zu bannen, frierend, rauchend und fluchend, weil die göttliche Gabe Teleobjektiv satanische Macken aufwies.

Das silberne Antlitz Lunas trat langsam und majestätisch wieder aus dem Schatten Terras. Den Triumph des Lichtes über die Dunkelheit zu feiern war unser Begehr, und wir ließen uns nieder, an köstlicher Ambrosia uns zu laben. Alsbald kam der Cappucino, und wir ließen den Abend als geglückt ausklingen.

Doch drohende Wolken des Unheils zogen auf, als wir die Heimreise antraten. Anstatt die starke Feste Hohensalzburg zu finden, sahen wir uns mit der Tatsache konfrontiert, daß viele Wege nach Hallwang führten, aber nur einer wieder hinaus. Doch dem Spürsinn des Kutschers war es zu verdanken, die von bösen Mächten verhexte Karte zu überlisten und frei Schnauze den richtigen Highway in Richtung Heimat zu finden.

Wir möchten uns besonders herzlich bei Herrn Pfarrer H.J. Melzer für die freundliche Zurverfügungstellung des Teleobjektivs bedanken.

Der Halley'sche Komet

O. Pilzer

Der Artikel ist eine Kurzzusammenfassung der Beobachtungen und Ergebnisse im Zusammenhang mit dem Wiedererscheinen des Halley'schen Kometen 1985/86.

bisher unveröffentlicht; verfaßt: 04. Juni 1987

Der Halley'sche Komet (Komet: aus der Terminologie griechischer Astronomen; "aster kometis" = Haarsterne – vgl. Schweif-Haare), der bei seinem letzten Erscheinen 1910 die Menschen in Furcht und Schrecken versetzte, war bei seinem Besuch 1985/86 eine Herausforderung für fast alle Astronomen und damit auch für unsere Arbeitsgruppe.

Allgemeine Informationen zu Halley

Die **erste** gesicherte Beobachtung stammt aus dem Jahre 240 v. Chr. In den Archiven des Britischen Museums wurden außerdem vor einigen Jahren babylonische Aufzeichnungen auf Tontafeln gefunden, die auf das Jahr 164 v. Chr. datiert wurden und eine Lücke in der Wissenschaftsgeschichte schließen, da von diesem Erscheinen bisher keine Berichte vorlagen. Zum ersten Mal wiederentdeckt wurde er am 16. Oktober 1982 von den amerikanischen Astronomen **David C. Jewitt** und **G. Edward Danielson** mit dem 200-Inch-Teleskop des Mount Palomar Observatoriums als unscheinbares Objekt 24. Größenklasse im Sternbild Kleiner Hund. Die Entfernung betrug damals 1.635 Milliarden Kilometer (d.h. der Komet kreuzte die Bahn des Planeten Saturn).

Halley dürfte einer der rund 100 Milliarden Kometen der Oortschen Wolke gewesen sein, der bei einem seiner Umläufe um die Sonne, welcher bei diesen Kometen über 100 000 Jahre dauern kann, durch die Anziehungskraft eines großen Planeten auf eine sonnennähere Bahn mit einer **Umlaufzeit zwischen 74.42 und 79.25 Jahren** gezwungen wurde, und dessen Bahn relativ genau berechnet werden kann. Aufgrund dieser Berechnungen war es möglich, ihm etliche Sonden entgegenzuschicken:

- Im Dezember 1984 starteten die UdSSR zwei **Vega**-Raumschiffe, die zur Venus flogen, dort je ein Landefahrzeug absetzten und durch die Gravitation des Planeten auf eine Bahn zu Halley abgelenkt wurden (kürzeste Entfernung Sonde-Komet ca. 10 000 bzw. 30 000 km);
- am 05. Januar 1985 schossen die Japaner Halley die Kometensonde **MS-T5** ("Sakigake") von Kagoshima aus entgegen (kürzeste Entfernung ca. 4 000 000 km);
- sechs Monate später wurde auf Französisch-Guayana eine Ariane-Rakete mit der bekannten Raumsonde **Giotto** gestartet (kürzeste Entfernung ca. 500 km);
- am 14. August 1985 schließlich schickten die Japaner noch eine **Planet-A** ("Suisei") auf die Reise (kürzeste Entfernung ca. 200 000 km).

Diese Sonden begegneten Halley zwischen dem 06. und 13. März 1986 und lieferten den Wissenschaftlern neue Daten und Erkenntnisse.

Aktivitäten der Astronomischen Arbeitsgruppe Laufen

Im November versuchten wir Halley noch vor dem Passieren der Pleiaden auf der Sternwarte des Gymnasiums Laufen aufzufinden. Nach einigen Schwierigkeiten mit den nicht eingestellten Teilkreisen gelang uns dies, und Rudi schoß zwei Fotos mit einem 135 mm Teleobjektiv.

Da die Nachführung jedoch stark zu wünschen übrig ließ, mißlang die eine Aufnahme völlig (d.h. wir bekamen keinen zu diesem Zeitpunkt noch punkt-, sondern einen strichförmigen Kometen), die andere Aufnahme (7 min. Belichtung eines Ilford FP 4-Filmes) gelang jedoch einigermaßen.

Im Dezember 1985 trafen sich abends des öfteren einige Mitglieder unserer Arbeitsgruppe, um den Kometen mit Ferngläsern zu beobachten, was bei den z.T. sehr guten Sichtverhältnissen zu ausgesprochen schönen Beobachtungen führte.

Im März 1986 schließlich versuchten wir frühmorgens auf dem Gaisberg eine Aufnahme des Kometen, da Halley zu diesem Zeitpunkt einen deutlich sichtbaren Schweif gehabt hätte; der Dunst in Horizontnähe vereitelte dieses Vorhaben jedoch vollkommen.

Auswertungsergebnisse der Daten von der Raumsonde Giotto

Bei seiner Annäherung an Halley stellte Giotto in einer Entfernung von 8 Millionen km erste Wasserstoff Ionen vom Kometen fest und geriet in einem Abstand von 4 Mio. km in eine magnetische Turbulenz. Bei weiterer Annäherung stellte der mitgeführte Plasma-Analysator bereits Gas-Ionen mit ca. 2 keV Energie (etwa die doppelte Energie des Sonnenwindes) fest. In einer Entfernung von 1.1 Mio. km traf Giotto auf die Bugstoßwelle des Kometen, die nicht scharf begrenzt ist, sondern eher einer breiten Welle ähnelt. Ihre Tiefe beträgt um 250 000 km, und in ihr wird der Sonnenwind von 320 auf 260 km/s abgebremst. In diesem Bereich konnte Giotto viele Atome, Moleküle und Radikale (z.B. Sauerstoff-Ionen, Hydroxyl-Radikale, Kohlendioxid, Wasser-Moleküle) und auch einige Metallionen (wie Natrium oder Eisen) nachweisen.

Was gibt die Sonne für Astronomen her?

K. Eder

Erschienen in den Mitteilungsblättern vom April 1990

Die Spezies Astronom, eng verwandt mit der Gattung der Nachteulen und Nachtschwärmer, treibt sich gelegentlich auch tagsüber mit Beobachtungen herum. Diese gelten dann unserem nächstgelegenen Stern, der Sonne. Dieser Himmelskörper ist zwar im Vergleich mit anderen Sternen der am besten untersuchte, aber noch immer sind viele Fragen ungeklärt. Diese Fragen betreffen zum einen den Einfluß der Sonnenflecken auf das Magnetfeld der Sonne und somit die Strahlung, die von ihr ausgeht. Zum anderen sind Intensitätsschwankungen des Sonnenlichts das Ziel verschiedener Untersuchungen. Diese Schwankungen können sowohl kurzfristig, im Bereich einiger Wochen, als auch langfristig, mehrere Jahre, stattfinden.

Erste Beobachtungen der Sonne wurden seit der Erfindung des Fernrohres im Jahre 1610 vorgenommen. Die ersten systematischen Untersuchungen der Sonne unternahm der Hobbyastronom Heinrich S. Schwabe in den Jahren 1826 bis 1843. Dabei fand er den bekannten elfjährigen Sonnenfleckenzyklus. Rudolf Wolf führte 1848 die Sonnenfleckenrelativzahl ein, um die verschiedenen Messungen aus den vergangenen 150 Jahren vergleichen zu können. Damit konnte er die Dauer des Sonnenfleckenzyklus mit 11.07 Jahren berechnen. Walter Maunder untersuchte 1890 das Phänomen, daß zwischen 1645 und 1715 die zu erwartenden Sonnenfleckenmaxima ausgefallen waren. Zuerst wurde angenommen, daß die Messungen wegen der damals schlechten Fernrohrqualität und mangelhafter Beobachtungen unbrauchbar wären. Neuere Erkenntnisse der Atmosphärenforschung ergaben aber, daß gleichzeitig mit dem Ausfall der Sonnenfleckenaktivität auf der Erde eine strenge Kälteperiode auftrat. 1908 entdeckte George Ellery Hale, daß Sonnenflecken Zentren starker Magnetfelder sind. Diese Magnetfelder sind ca. 10 000 mal so stark wie das Erdmagnetfeld. Er stellte auch fest, daß Sonnenflecken meist paarweise auftreten und dabei ein Fleck der magnetische Nordpol, der andere der magnetische Südpol ist. Er sah auch, daß zwei zusammengehörige Flecken immer auf dem gleichen Breitengrad liegen. Auf der Sonnennordhalbkugel wanderte stets der magnetische Südpol des Paares und auf der Südhalbkugel der Nordpol voraus. Bei der Beobachtung der folgenden Sonnenfleckenzyklen stellte sich aber heraus, daß sich dieses Verhältnis bei jedem Zyklus umkehrt. Zur Zeit übrigens hat die Sonne auch eine sehr hohe Aktivität und die Südpole der Fleckenpaare auf der Nordhalbkugel wandern den Nordpolen voraus.

Noch etwas Geschichte: Schon 1860 fand Richard G. Carrington, daß die Sonne nicht wie die Erde, also wie ein starrer Körper rotiert, sondern daß die Zonen am Äquator der Sonne mit ca. 25 Tagen um 3 Tage schneller rotieren als die Pole. Dadurch kann man das ungewöhliche Magnetfeld der Sonne erklären, das zusätzlich zu den Feldern der Sonnenflecken existiert. Die Magnetfeldlinien verlaufen an den Polen ähnlich wie auf der Erde. Durch die höhere Geschwindigkeit der Äquatorzone werden sie parallel zum Äquator verbogen. Die Sonnenfleckenpaare treten genau in den Gebieten dieser parallelen Feldlinien auf. Das Sonnenmagnetfeld kehrt sich bei jedem Sonnenfleckenminimum um, so daß man eigentlich von einem 22-jährigen Sonnenfleckenzyklus mit zwei Maxima sprechen könnte. Die Ursache dieser regelmäßigen Magnetfeldumkehrung ist bis heute ungeklärt.

Neueste Erkenntnisse ergaben, daß die Solarkonstante keine Konstante ist. Kurzfristig, innerhalb einiger Wochen kann sie um mehr als 0.2% schwanken. Dieser Effekt ergibt sich aus der Sonnenrotation. Da besonders helle Stellen, Fackeln genannt, und dunkle, die Sonnenflecken, nicht gleichmäßig über die Sonne verteilt sind, kann im Laufe einer Sonnenumdrehung die Lichtintensität durchaus schwanken. Außerdem wurde festgestellt, daß die Solarkonstante langfristig umgekehrt wie die Anzahl der Sonnenflecken schwankt. Das liegt daran, daß zu Zeiten mit vielen Sonnenflecken auch viele Fackeln auftreten und die Helligkeitszunahme durch die Fackeln die Abnahme durch die Flecken überwiegt. Im Bereich der Röntgenstrahlung und der extremen UV-Strahlung, die von der Erde aus ohne Ozonloch nicht gemessen werden können, hängt die Strahlungsintensität stark vom Sonnenmagnetfeld ab. Hier gibt es Schwankungen um bis zu 200% im Röntgenbereich und bis zu 20% im UV-Bereich.

Für Hobbyastronomen sind solche Messungen natürlich nicht möglich, aber die Beobachtung von Sonnenflecken lohnt sich allemal. Die einfachste Methode ist, die Sonne mit einem Fernglas auf eine Zeichenfläche zu projezieren. Technisch besser Ausgerüstete haben zur Sonnenbeobachtung spezielle Filter zum einen, um die Intensität des Sonnenlichts zu dämpfen, zum anderen, um spezielle Spektrallinien herauszufiltern.

Wie in jedem Artikel über Sonnenbeobachtung muß hier die Warnung abgegeben werden, die Sonne nicht ohne die entsprechenden Schutzmaßnahmen zu beobachten. Eine Lupe reicht schon, um mit Sonnenlicht ein Blatt Papier in Brand zu setzen. Die Wirkung der Sonne durch ein Fernglas auf die Augen ist eine erheblich schlimmere.

Literatur

[1] Peter V. Foukal; *Die veränderliche Sonne*: Spektrum 4/90

[2] Herbert Friedmann; *Die Sonne. Aus der Perspektive der Erde*: Spektrum Verlagsgesellschaft 1987

[3] Peter V. Foukal; *Solar Astrophysics*: Wiley 1990

[4] Michael Stix; *The Sun. An Introduction*: Springer 1989

[5] Harold Zirin; *Astrophysics of the Sun*: Cambridge 1988

[6] Helmut Scheffler, Hans Elsässer; em Physik der Sterne und der Sonne: BI 1990, 2. überarb. Auflage

Merkurdurchgang vor der Sonne

A. Härpfer

Ein kurzer Abriß über den Verlauf des Durchgangs, sowie eine Beschreibung der Beobachtungen der Astronomischen Arbeitsgruppe Laufen.

bisher unveröffentlicht; verfaßt: 27. Juni 1987

Allgemeines

Am 13. November 1986 war bei uns einer der sehr seltenen Merkurdurchgänge, also das Vorbeiwandern des Planeten Merkur vor der Sonnenscheibe zu beobachten. Dieses Ereignis ist sehr viel seltener als zum Beispiel Sonnen- oder Mondfinsternisse; im Mittel finden pro Jahrhundert nur etwa 14 Merkurdurchgänge statt.

Merkur wandert alle 116 Tage zwischen Erde und Sonne hindurch (der Astronom sagt dazu er tritt in “untere Konjunktion”), und man sollte nun meinen, daß dieser dann als dunkles Pünktchen vor der Sonnenscheibe vorbeiziehen müßte. Dies ist jedoch nur sehr selten der Fall; da die Bahn des Merkur gegenüber der Ekliptik (der Erdbahnebene) um 7° geneigt ist, wandert Merkur normalerweise oberhalb oder unterhalb der Sonne vorbei und bleibt daher unbeobachtbar. Nur wenn die Bahn Merkurs während der unteren Konjunktion gleichzeitig die Erdbahnebene schneidet – diese Bahnpunkte werden aufsteigender bzw. absteigender Knoten genannt – tritt ein beobachtbarer Merkurdurchgang ein (Abb. 1).

Bei Betrachtung der Tabelle der Merkurdurchgänge fällt auf, daß diese nur in den Monaten Mai (zwischen dem 6. und 11.) und November (vom 6. bis 15.) auftreten, und dies außerdem im November weitaus häufiger. Dies liegt daran, daß sich am 9. Mai der absteigende, am 11. November dagegen der aufsteigende Knoten der Merkurbahn, also der Punkt, an dem die Merkurbahn die Erdbahnebene von oben nach unten bzw. umgekehrt durchdringt, von der Erde aus betrachtet vor der Sonne befindet. Sofern also Merkur um diese Zeit in untere Konjunktion tritt, kann sein Vorüberwandern vor der Sonne beobachtet werden.

Die Häufung der Durchgänge im November ist dadurch zu erklären, daß sich sowohl Merkur, als auch die Erde zu diesem Zeitpunkt etwas näher bei der Sonne befinden, wodurch der scheinbare Sonnendurchmesser zunimmt, und damit auch die Wahrscheinlichkeit eines Transits.

Datum	Eintritt	Austritt
14. Nov. 1953	16.38	19.11
6. Mai 1957	1.00	3.30
7. Nov. 1960	15.35	20.13
9. Mai 1970	5.20	13.13
10. Nov. 1973	8.48	14.18
13. Nov. 1986	2.43	7.31
6. Nov. 1993	4.07	5.48
15. Nov. 1999	22.16	23.08
7. Mai 2003	6.15	11.33
8./9. Nov. 2006	20.13	1.11
9. Mai 2016	12.14	19.44
11. Nov. 2019	13.37	19.06
13. Nov. 2032	7.42	12.09
7. Nov. 2039	8.20	11.17
7. Mai 2049	12.06	18.46

Tab. 1: Merkurdurchgänge 1950–2050; alle Zeiten in MEZ

Verlauf des Durchgangs

Den zeitlichen Verlauf des Durchgangs vom 13. November zeigt Tabelle 2. In der Mitte des Transits ist Merkur dabei $7'50''$ vom Sonnenmittelpunkt entfernt; da in unseren Gegenden die Sonne an diesem Tag aber erst um 7.17 Uhr MEZ aufging, war hier gerade noch das Ende des Durchgangs zu beobachten. Dafür spielte an diesem Morgen das Wetter ideal mit, bei Sonnenaufgang war am ganzen Himmel kein einziges Wölkchen zu sehen, und auch der sonst um diese Jahreszeit allgegenwärtige Morgennebel und Dunst hielt sich erfreulicherweise in Grenzen. So brach dann auch frühzeitig an diesem Morgen wegen der optimalen Sichtbedingungen ein vier Mann starkes Team, ausgerstattet mit einer kompletten Fotoausrüstung, sowie einem massiven Betonsockel als Montierung, in Richtung Gaisberg (Österreich) auf, um von dessen Gipfel (1400 m) das Ereignis zu fotografieren.

Beobachtungen

Auch einige andere Astronomen, besonders aus Salzburg, hatten sich hier eingefunden, um dieses seltene Ereignis

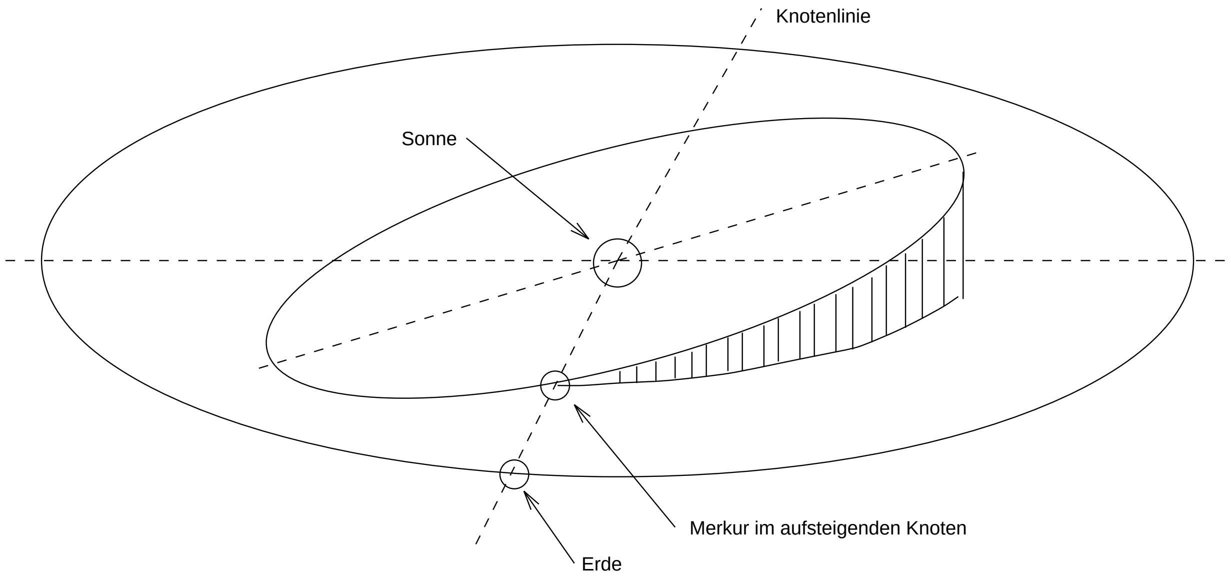

Abb. 1: Konstellation bei einem Merkurdurchgang. Bahnneigung und -exzentrizitäten sind stark übertrieben dargestellt.

Merkur berührt die Sonnenscheibe	2.43
Merkur löst sich vom Sonnenrand	2.45
Mitte des Transits	5.07
Merkur berührt den Sonnenrand von innen	7.29
Merkur trennt sich von der Sonnenscheibe	7.31

Tab. 2: Der zeitliche Verlauf des Transits

zu beobachten. Da der Merkurdurchmesser im Vergleich zu dem der Sonne nur etwa 1/140 beträgt, das entspricht ungefähr 13″ (Bogensekunden), ist es nicht möglich, den Planeten mit freiem Auge auszumachen. Allerdings war es schon mit einem einfachen 10×50 Feldstecher, dessen Bild auf einen dahintergehaltenen, weißen Karton projiziert wurde, relativ leicht, Merkur als kleines dunkles Pünktchen zu erkennen. (Die direkte Beobachtung mit dem Fernglas ist wegen der Gefahr irreparabler Verbrennungen der Netzhaut nicht zu empfehlen!) Es gelang außerdem, den ganzen Vorgang auf Film festzuhalten. Bei diesen Aufnahmen wurde eine normale Spiegelreflexkamera mit einem 500 mm Teleobjektiv verwendet, wobei die Brennweite allerdings durch Einsatz von drei hintereinandergeschalteten 2fach-Konvertern auf den effektiven Wert von 4000 mm (!) erhöht wurde. Diese gewagte Konstruktion hatte gleichzeitig einen positiven Nebeneffekt. Durch die Konverter steigt nämlich die Blendenzahl des Systems auf 256, was den Einsatz von Filtern, z.B. einer metallbedampften Folie vor dem Objektiv, die außerdem die optische Qualität des Bildes ungünstig beeinflussen würde (Verzerrungen), überflüssig macht. Somit war Merkur durch die Kamera hindurch auch gefahrlos direkt zu beobachten. Die aufgenommenen Fotos wurden alle mit einem Agfa Ortho 25 bei einer Belichtungszeit von 1/1000 s gemacht.

Große Halbachse der Bahn	57.7 Mio. km
Umlaufzeit	88 Tage
Bahnexzentrizität	0.206
Bahnneigung gegen Ekliptik	$7^\circ 0\overset{\prime}{.}3$
mittlere Bahngeschwindigkeit	47.9 km/s
Durchmesser	4892 km

Tab. 3: Physikalische Daten zu Merkur

Literatur

[1] Das Himmelsjahr 1986

[2] dtv-Atlas zur Astronomie

Entwicklung der Sterne

Andi Kronawitter

Erschienen in den Mitteilungsblättern vom Januar 1993

1 Einführung

Die Sterne erschienen den Forschern der alten Kulturen fest und unvergänglich zu sein. Deshalb gaben sie ihnen den Beinamen „Fix“. Gebilde wie diese mußten die Götter gemacht haben, wenn sie nicht sogar selbst Götter oder Dämonen waren. Nach der Übernahme des ptolemäisch-aristotelischen Weltbildes tat sich dann erst mal nichts mehr. Die Interpretationen in der Neuzeit bis zur Mitte des 19. Jahrhunderts entbehrten noch einer soliden Grundlage. Erst mit der Entwicklung der modernen physikalischen Theorien konnten merkliche Fortschritte, die sich auch durch Beobachtungen bestätigen ließen, gemacht werden.

Diese Überprüfung der theoretischen Modelle ist beileibe keine einfache Geschichte. Die Messungen an Sternen stellen die Atronomen ja vor mehrere Probleme. Beispielsweise sind bodengebundene Beobachtungen nur in den engen Fenstern des sichtbaren und des Radiobereiches möglich, weltraumgestützte Beobachtungen sind teuer und überhaupt erst seit einigen Jahren mit der nötige Genauigkeit ausführbar.

Die Sternentwicklungsmodelle andererseits sind in ihren Grundlagen zwar schon einigermaßen gut verstanden, ihre detaillierte Berechnung aber erfordert schnelle Rechner und gute Programme. Beides Zutaten, die erst in den letzten Jahren zur Verfügung gestellt werden konnten. Die Universitätssternwarte München beispielsweise verbraucht etwa 30% der Rechenzeit des Leibniz-Rechenzentrums der bayerischen Akademie der Wissenschaften. Dazu kommen noch der hauseigene VAX-Cluster und diverse andere Rechner an den Münchner Max-Planck-Instituten. (Da werden zwar beileibe nicht nur Sternentwicklungsrechnungen durchgeführt, aber man kann schon erahnen, daß die moderne Astrophysik stark von Rechenanlagen profitiert.)

2 Grundlagen

Eine sehr gutes Hilfsmittel für unsere Zwecke, nämlich die Entwicklung von Sternen zu verfolgen, ist das Hertzsprung-Russell-Diagramm, kurz HRD (Abb. 1). In diesem Diagramm wird die **absolute Helligkeit** gegen den **Spektraltyp** aufgetragen.

Abb. 1: Ein Hertzsprung-Russell-Diagramm der Sterne in der Sonnenumgebung bis zu einer Entfernung von 10.5 pc.

Wie jeder sicher schon einmal bemerkt hat, gibt es verschieden helle Sterne. Diese Helligkeit nennt man **scheinbare Helligkeit**. Unterschiede in der Helligkeit können verschiedene Ursachen haben: die Entfernung, lichtabschwächende Schichten in der Sichtlinie oder einfach verschieden helle Typen von Sternen. Um die Einflüsse der ersten beiden Punkte „herauszukürzen“, führt man die **absolute Helligkeit** ein. Dies ist die scheinbare Helligkeit, die der interessierende Stern hätte, wenn er in einer Entfernung von 10 pc (das entspricht etwa 32,6 Lichtjahren) stünde und seine Intensität nicht durch Gas- und Staubschichten abgeschwächt wird. Diese Abschwächung wird **interstellare Extinktion** genannt. Die Bestimmung der absoluten Helligkeit ist also gar nicht so einfach, weil man Sterne nicht in die gewünschte Position rücken oder sich ihnen bis auf die jeweilige Entfernung nähern und Gas und Staub wegblasen kann. Allerdings gibt es einige andere Methoden, mit denen man die Entfernung indirekt bestimmt. Die wichtigsten sind die spektroskopischen Messungen. Die absolute Helligkeit ist ein Maß für die Energieproduktion eines Sternes.

Abb. 2: Schematische Bereiche verschiedener Sterntypen im HRD.

Bleibt der Begriff des Spektraltyps zu klären. Die eingefleischten Spechtler wissen sicherlich, daß es Sterne verschiedener Farben gibt. Ebenso dürfte bekannt sein, daß die röteren Sterne kühler sind und die blauen heißer. Die Sonne ist ein grün-gelber Stern und liegt zwischen den Extremen. Gibt es nun eine Reihenfolge, nach der man alle Sterne eindeutig klassifizieren kann? Es gibt eine solche Reihenfolge (allerdings ist diese noch nicht eindeutig – dazu muß noch die Leuchtkraftklasse eingeführt werden). Wie bereits angedeutet, ist es eine Anordnung nach der Temperatur der Sterne. Die heißesten werden mit Typ O bezeichnet, die nächstkühleren mit Typ B und so über A, F, G und K zu den kühlen M-Sternen. Zusammen ergeben sie das Sprüchlein: O, Be A Fine Girl, Kiss Me (vor langer Zeit von Studenten in Harvard geprägt) oder, von Hamburgern für Bayern geschaffen: Ohne Bier Ausm Faß Gibts Koa Maß. Die willkürlich anmutende Reihenfolge ist wirklich willkürlich, beziehungsweise historisch gewachsen. In der Frühzeit der Spektroskopie teilte man die Sterne nach der Stärke der Balmerlinien des Wasserstoffes ein, und diese sind eben gerade bei Sternen vom Typ A am stärksten, weil dort besonders viele Wasserstoffatome in der Lage sind, Licht von Photonen im Bereich des sichtbaren Lichts zu absorbieren, also zu vernichten. Bei heißeren Sternen liegt der Wasserstoff in höheren **Anregungszuständen** vor oder ist **ionisiert**, bei kühleren Sternen ist er vor allem im Grundzustand und absorbiert nur Photonen mit größerer Energie, die schon zum UV-Bereich des Lichtes gehören.

Nachdem diese Erkenntnisse aus der Atomphysik verfügbar geworden waren, wurde die ursprüngliche Reihenfolge A, B, C,... umgestellt und einige Gruppen zusammengefaßt. So entstand die obige Sequenz, die noch in Zehnerschritten unterteilt wurde. So bezeichnet man etwa α Lyrae, die Wega, als A0-Stern und die Sonne als G2-Stern.

Kurz zusammengefaßt: Das HRD gibt die absolute Helligkeit eines Sternes in Abhängigkeit von seinem Spektraltyp, bzw. von seiner Temperatur an. Die Angabe der absoluten Helligkeit ist gleichbedeutend mit der Angabe der Leuchtkraft. Die Leuchtkraft hat anschaulich die Bedeutung einer Leistung, also einer Energieabgabe pro Sekunde. Die Sonne beispielsweise gibt pro Sekunde eine Leistung von $\simeq 3,85 \times 10^{26}$J/s ab. Nun aber weiter im HRD.

Man könnte erwarten, daß die Sterne im HRD einigermaßen gleichverteilt sind. Tatsächlich aber zeigen sich, wenn man genügend viele Sterne vermißt, bestimmte Anordnungen (Abb. 2). Wieso diese Anordnungen auftreten und wie sie entstehen, ist sehr eng mit der Frage verknüpft, wie Sterne entstehen, wie sie Energie umsetzen und wie sich diese Energieumsetzung auf sie auswirkt, d.h. wie sie sich entwickeln. Beginnen wir mit der Sterngeburt.

3 Sternentstehung

Am Anfang sind die Gas- und Staubwolken. Das Gas besteht vor allem aus molekularem Wasserstoff bei einer Temperatur von meist nur 10 bis 100 K. Der Staub stammt aus „verbrauchten", sozusagen recycleten Sternen. Derartige Wolken enthalten in der Regel tausend bis zehntausend Sonnenmassen. (Die Sonnenmasse ist $\simeq 2 \times 10^{30}$ kg) Kleinere Wolken haben wenig Chancen, Sterne auszubilden, größere werden fast nie gebildet, da sie irgendwann instabil werden. Diese Wolke lebt meistens lange Zeit friedlich vor sich hin. Da die Dichte sehr gering ist, hat sie eine enorme Größe von mehreren hundert bis tausend Parsec. Beobachten kann man solche Wolken nur von Satelliten aus im fernen Infrarot (IR) oder von der Erde aus mit Radioteleskopen.

Irgendwann kann diese Wolke gestört werden, zum Beispiel durch die Schockwelle eines explodierenden Sternes. Es genügt dabei schon eine kleine Störung, um eine Wolke von den obengenannten Ausmaßen aus dem Gleichgewicht zu bringen. Bisher hielten sich die Eigenanziehungskraft, man nennt sie die Eigengravitation, und der Gasdruck die Waage. Durch die Störung gewinnt die Eigengravitation die Oberhand: Die Wolke beginnt, sich zusammenzuziehen. Dabei gibt sie potentielle Energie ab, in diesem Stadium nur in Form von Strahlung. Eine solche Wolke erscheint heller, aber im visuellen Wellenlängenbereich ist sie noch lange unsichtbar. Da die Masse in der Wolke nicht gleichmäßig verteilt war (Inhomogenitäten), zerfällt sie jetzt in Teilbereiche von höchstens 100 Sonnenmassen. Dieses Zerfallen nennt man Fragmentation. Nehmen wir uns einmal ein solches Teilstück der Wolke vor. Im Zentrum der Teilwolke steigen Druck und Dichte an. Bei einem bestimmten Wert wird die Materie um

Abb. 3: Entwicklungswege vom Protostern zum Hauptreihenstern ab dem Stadium des vollkonvektiven Zustandes auf der Hayashi-Linie bis zum Einschwenken auf die **Alter-Null-Hauptreihe**, *die auch ZAMS (Zero Age Main Sequence) genannt wird. Der Entwicklungsweg eines Sterns hängt nur von seiner Masse ab.*

den Kern undurchsichtig, man sagt opak. Die Strahlung kann nun nicht mehr ungehindert entkommen, sondern muß mit der Materie wechselwirken, d.h. Gasmoleküle absorbieren die Strahlung und heizen sich dabei auf. Bei ungefähr 1800 K zerfallen die Wasserstoffmoleküle, bei 10000 K wird der Wasserstoff ionisiert, bei noch höheren Temperaturen wird sogar das Helium ionisiert (Ionisation bedeutet Abgabe von Elektronen, im Gegensatz zur Anregung, bei der die Hüllenelektronen nur ein höheres Energieniveau erreichen können – anschaulich: sich weiter von Atomkern entfernen –, aber nicht in der Lage sind, das Atom zu verlassen). Währenddessen zieht sich die Wolke immer noch zusammen, allerdings in den inneren Bereichen nicht mehr so schnell wie außen, da hier ein thermischer Gegendruck die Anlagerung von Teilchen bremst. Ein solches Gebilde heißt Protostern. Die Energie im Kernbereich der Protosterne wird nun nicht mehr durch Strahlung transportiert, sondern durch Konvektion, das heißt durch turbulente Verwirbelung heißer innerer Schichten mit den kälteren äußeren Schichten.

Nach einer gewissen Zeit, die von der Masse unsere Teilwolke abhängt, wird sich eine Art Gleichgewicht einstellen: der Protostern ist im Inneren so heiß, daß durch den thermischen Druck (nach Außen) der weitere Teilchenstrom (nach Innen) verhindert wird. Nur noch am „Rand“ rieselt weitere Materie auf den Stern hernieder. Mittlerweile kann man dieses Gebilde schon als schwaches rotes Objekt mit einem „normalen“ Teleskop beobachten. Wenn der Stern im sogenannten **hydrostatischen Gleichgewicht** ist und der Energietransport im Inneren fast vollständig konvektiv abläuft, liegt er auf der **Hayashi-Linie**, die uns später noch einmal begegnen wird (Abb. 3).

Von dieser Linie bewegt er sich zuerst noch nach unten, solange er noch kontrahiert. In diesem Stadium wird die Opazität kleiner, das heißt der Stern wird für Licht bestimmter Wellenlängen durchsichtig, so daß ein Teil der Energie von innen nach außen wieder über Strahlung transportiert werden kann. Dabei kann aber nur etwa die Hälfte der durch die Kontraktion freiwerdenden Energie in Form von Strahlung abgegeben werden, die andere Hälfte trägt zur Aufheizung des Kerns bei. Überschreitet die Kerntemperatur 10^6 K, wird die Kernfusion, das Wasserstoffbrennen, gezündet. Dabei werden über verschiedene Prozesse (pp- und Bethe-Weizsäcker-Zyklus, je nach Temperatur) vier Wasserstoffatome zu

Abb. 4: Sternaufbau der Hauptreihensterne; links: vollkonvektiver, massearmer Stern; mitte: ein Stern mittlerer Masse wie die Sonne mit radiativem Kern und äußerer Konvektionszone; rechts: ein massereicher Stern mit konvektivem Kern und radiativer Hülle. Die „gekringelten" Flächen stellen die Konvektionszonen dar, die glatten die Bereiche mit Strahlungstransport der Energie (radiative Zonen).

einem Heliumkern verschmolzen. Dadurch wird der Protostern wieder heller und wandert im HRD nach links oben, allerdings nur, wenn seine Ausgangsmasse größer als 0.1 Sonnenmassen war. Kleinere Gebilde können nicht die für das Zünden der Fusion nötige Temperatur erreichen. Mit dem Zünden des Wasserstoffbrennens wird aus dem Protostern ein Stern, der nach anfänglichen Schwankungen einen stabilen Zustand erreicht: Er schwenkt auf die Hauptreihe ein.

4 Das Hauptreihenstadium

Ist der Stern erst einmal auf der Hauptreihe angelangt, ändert sich für verhältnismäßig lange Zeit nichts mehr. Der Stern hat seine effektivste Energiequelle, die Wasserstoffusion im Kern, angezapft und die läuft solange ohne Störungen weiter, bis etwa 90% des Wasserstoffs im Kern verbraucht ist. Wenn alle Sterne aber die gleiche Energiequelle haben, wieso sind manche dann heller? Nun, die Antwort darauf ist, sie haben verschiedene Massen. Um zu verstehen, wieso gerade die Masse solch einen Einfluß auf die Energieabgabe eines Sternes haben kann, müssen wir uns den Sternaufbau (Abb. 4) und die Fusionsprozesse genauer ansehen.

Massereiche Sterne (mehr als 1.5 Sonnenmassen haben einen konvektiven Kern. Das bedeutet, daß die Materie im Inneren gut durchmischt wird und in den Fusionsbereich frischer „Wasserstoffbrennstoff" nachgefüllt wird. Sterne mit Massen zwischen 0.25 und 1.5 Sonnenmassen haben einen radiativen Kern, das heißt im Sterninneren wird die Energie über Strahlung transportiert, und eine konvektive Hülle. Massearme Sterne mit weniger als 0.25, aber mehr als 0.1 Sonnenmassen sind vom Kern bis zum Rand konvektiv. Bei den letzteren wird zwar auch frischer Wasserstoff in den Zentralbereich gebracht, aber hier macht sich bemerkbar, daß das Wasserstoffbrennen über zwei verschiedene Mechanismen und mit unterschiedlicher Geschwindigkeit vonstatten geht. Kleine Sterne bis 1,5 Sonnenmassen verbrennen den Wasserstoff nach dem **pp-Mechanismus**, das ist eine Abkürzung für Proton-Proton-Stöße. Dieser Mechanismus dauert sehr lange, da direkte Stöße der Protonen sehr kleine Wahrscheinlichkeiten haben. Mit steigender Temperatur und Dichte im Kern, die mit der Masse anwachsen, kommt ein zweiter Energieerzeugungsmechanismus dazu: der **CNO- oder Bethe-Weizsäcker-Prozeß**.

Dieser läuft wesentlich schneller ab, ergibt aber Netto weniger „abstrahlungsfähige" Energie, da bei diesem Prozeß sogenannte Neutrinos entstehen, die einen Teil der Energie abführen. Die Effektivität des CNO-Prozesses ist sehr stark temperaturabhängig (Für die Energieerzeugungsrate gilt im Extremfall die Beziehung $\varepsilon \sim \varrho \cdot T^{18}$!). Daraus folgt, daß massereiche Sterne mit hoher Kerntemperatur und großer Dichte im Kern den Wasserstoff viel schneller zu Helium verbrennen als massearme Stern. Damit können wir auch die Verweildauer der Sterne auf der Hauptreihe abschätzen. Massereiche O-Sterne haben innerhalb weniger Millionen Jahre ihren Wasserstoffvorrat im Zentralgebiet verbraucht und müssen sich andere Energiequellen ausdenken, wenn sie nicht kollabieren, das heißt in sich zusammenstürzen wollen. Sterne wie die Sonne oder noch kleinere Sterne bleiben mehrere Milliarden Jahre auf der Hauptreihe im HRD, und damit in der Phase des zentralen Wasserstoffbrennens. Man kann die Hauptreihe also als eine Art Staustelle in der Sternentwicklung sehen: Weil die Sterne in diesem Zustand sehr lange verweilen, ist die Wahrscheinlichkeit dafür, daß unter vielen Sternen ein beliebig herausgegriffener Stern ein Hauptreihenstern ist, sehr groß.

Betrachtet man die Hauptreihe in einem HRD (zum Beispiel dem der Sonnenumgebung in einer Kugel mit einem Durchmesser von 100 pc), so fällt auf, daß das linke obere Ende und das rechte untere Ende nur sehr dünn besetzt sind. Für das linke Ende haben wir die Erklärung

Abb. 5: Die Entwicklung der Sterne nach dem Hauptreihenstadium in Abhängigkeit von ihrer Masse.

bereits gegeben: Die heißen Sterne verbrennen schnell und werden nicht so häufig gebildet, weshalb die Wahrscheinlichkeit, einen solchen Stern zu finden, eben klein ist. Kleine Sterne jedoch sind einfach deshalb scheinbar seltener, weil sie nur sehr schwach leuchten. So kann man eine M-Hauptreihenstern in Entfernungen von mehr als 20 pc praktisch nicht mehr sehen (zumindest im Bereich sichtbaren Lichts; mit IR-Satelliten kommt man noch ein Stückchen weiter).

5 Nach-Hauptreihen-Entwicklung

Wenn der größte Teil des Wasserstoffs im Kern verbraucht ist, muß sich der Stern neue Energiequellen erschließen, um im Gleichgewicht zu bleiben. Die weitere Entwicklung ist nun sehr stark von der Ausgangsmasse des Sterns abhängig (Abb. 5).

Beginnen wir bei kleinen Sternen. Sterne mit weniger als einem Viertel der Masse der Sonne können keine andere Energiequelle außer der Gravitationsenergie nutzen. Sie fallen nach dem Erlöschen der Fusion im Inneren in sich zusammen, wobei sie sich aufheizen und ihre restliche Energie abstrahlen. Diese Sterne nennt man **weiße Zwerge**. Sie wandern im HRD nach links unten (weiß entspricht hoher Sterntemperatur; kleiner Stern ⇒ kleine Oberfläche ⇒ geringe Helligkeit). Nach mehreren Millionen Jahren ist ihr Vorrat an Wärmeenergie erschöpft. Die Sterne erlöschen und werden zu **braunen Zwergen**, dunklen Klumpen von etwa der Größe der Erde. Im HRD wiederum entspricht dies einer Wanderung nach rechts unten.

Sterne mit ungefähr der gleichen Masse wie die Sonne ($0.25\ M_\odot < M < 1.4\ M_\odot$) verlängern das Endstadium, indem sie im Kernbereich kontrahieren und so sicherstellen, daß die Rahmenbedingungen für die Wasserstofffusion in einer weiter außen liegenden Schicht aufrechterhalten werden, wo noch unverbrauchter Wasserstoff vorhanden ist. Die Brennzoen breitet sich wie eine Zwiebelschale nach außen hin aus. Dadurch wird das Innere weiter zusammengedrückt, die äußeren Schichten aber „aufgeblasen“, wodurch der Stern größer wird, aber auch kühler und damit „röter“. Er wird zum **roten Riesen** und wandert im HRD nach rechts oben. Die rechte Grenzlinie für die Sternwanderung im HRD ist die schon erwähnte Hayashi-Linie. Würde der Stern nach rechts über diese Linie hinauswandern, würde er kollabieren, bis er wieder in einen stabilen Zustand kommt. Nach einigen zehn Millionen Jahren erlischt das Schalenbrennen und der Stern kollabiert wie die kleinen Verwandten zum weißen Zwerg, wobei er eventuell einen Teil seiner Hülle abwirft.

Hatte der Stern mehr als 1.4 Sonnenmassen, aber weniger als 2 Sonnenmassen, zündet im Kern, wenn die Dichte und die Temperatur groß genug sind, eine andere Art der Fusion: das **Heliumbrennen**. Bei der Zündung des **Helium-Flash** läuft eine Schockwelle nach außen, wobei die äußersten Schichten der Sternatmosphäre abgeblasen werden. So entstehen die **planetarischen Nebel**. Für eine gewisse Zeit gibt es im Stern also zwei Fusionsprozesse: Das Heliumbrennen im Kern und das Wasserstoffschalenbrennen. Der Stern durchläuft im HRD eine Schleife: Durch den Abstoß der äußeren Schichten verringert sich die Oberfläche, wodurch die Helligkeit abnimmt und der Stern nach unten wandert. Sein Spektraltyp (Farbe) ändert sich dabei kaum. Steigt dann die Energie aus dem neugezündeten Fusionsprozeß nach außen (die Schockwelle ist viel schneller als der Wärmetransport), steht für die Abstrahlung mehr Energie zur Verfügung und der Stern wandert nach links und leicht nach oben. Das bedeutet nichts anderes, als daß die Temperatur der Sternatmosphäre, aus der ja die Strahlung, die bei uns ankommt, stammt, zunimmt und die ausgesandten Photonen eine größere Energie E_{ph} und nach $E_{ph} = \hbar \cdot \nu$ eine größere Frequenz beziehungsweise kürzere Wellenlänge haben. Nimmt dann die Energieerzeugungsrate im Inneren wieder ab, wird der Stern kühler, wobei sich die äußeren Schichten wiederum etwas aufblähen. Der Stern wandert nach rechts und leicht nach oben, bis er in etwa an dem Punkt angekommen ist, an dem das Heliumbrennen gezündet wurde.

Nach kurzer Zeit erlöschen beide Quellen und der Stern kontrahiert zu einem weißen Zwerg, dem Zentralstern des planetarischen Nebels, der die abgestoßene Gashülle von innen „beleuchtet“. Häufig ist der Zentralstern selbst gar nicht mehr sichtbar.

Noch größere Sterne mit 2 bis 4 Sonnenmassen können nach dem Heliumbrennen noch das Kohlenstoffbrennen zünden. Der Kohlenstoff entsteht als Endprodukt der Heliumfusion. Die Heliumbrennzone wandert dann ebenso wie die Wasserstoffbrennzone nach außen. Von innen nach außen kann es dann drei Schichten geben, die Energie in Form von Kernfusionen produzieren: Kohlenstoffbrennen, Heliumbrennen und das Wasserstoffbrennen. Die nach außen wandernden Brennzonen blasen die Hülle immer weiter auf, der Stern wird zum **Überriesen**. Überriesen können Durchmesser haben, die bis über die Uranusbahn hinausreichen würden. Im HRD liegen die Überriesen ganz oben von rechts bis hin zur Mitte. Dieses Gebiet nennt man den asymptotischen Riesenast. Allerdings bringen die neuen Fusionsprozesse immer weniger Energie und zudem laufen sie immer uneffektiver ab. Die Zeitdauer der Fusionen schwerer Elemente ist daher schon weit geringer als die Dauer des Wasserstoffbrennens. Erlischt schließlich die Fusion, kollabiert der Stern. Wegen seiner größeren Masse stoppt der Kollaps nicht im Stadium des weißen Zwerges, sondern erst, wenn die Materie eine bestimmte Umwandlung durchgeführt hat. Stark vereinfacht kann man sich vorstellen, daß die Kerne der Atome aneinander gepreßt werden und dabei ein bestimmter Teil der Protonen der Kerne in Neutronen umgewandelt wird. Die Kernumwandlung ermöglicht die dichte Packung der Teilchen, da die Neutronen elektrisch neutral sind und sich nicht – wie positiv geladene Protonen – gegenseitig abstoßen. Es entsteht ein **Neutronenstern**. Die meisten bekannten Neutronensterne rotieren sehr schnell und strahlen dabei eine charakteristische **Synchrotronstrahlung** ab. Diese Objekte nennt man Pulsare.

Abb. 6: Das Zwiebelschalenmodell eines massereichen Sterns. Der Eisenkern im Zentrum kann nicht mehr weiter verbrennen und damit Energie liefern. Nach außen schließen die verschiedenen Fusionszonen an, die jeweils die Endprodukte ihrer „Vorgänger“ verheizen. Perfekter geht es wohl nicht.

Zu guter Letzt bleiben uns noch die riesigen Sterne mit mehr als 4 Sonnenmassen. Im Prinzip verläuft deren Entwicklung analog zur vorausgehenden Gruppe, nur können in diesen Sternen noch weitere Fusionsprozesse gestartet werden. Die letzte Stufe ist das Siliziumbrennen, bei dem Eisenkerne entstehen. Der Eisenkern ist der stabilste Kern, weshalb für eine weitere Fusion von Eisen Energie zugeführt werden müßte. Im letzten Stadium eines derartigen Sterns entsteht im Zentrum ein Eisenkern, um den herum die anderen Fusionsprozesse schalenförmig ablaufen (Abb. 6). Man spricht vom **Zwiebelschalenmodell**.

Das Ende: Solche Sterne neigen zu spektakulären Abgängen. Meistens explodieren sie als Supernovae und stoßen dabei den größten Teil ihrer Masse ab. Übrig bleibt, je nach Masse, ein Neutronenstern oder ein sogenanntes **schwarzes Loch**. Das ist kein heimtückisches Objekt, das gut versteckt aus dem Hinterhalt ahnungslose Science Ficton Helden samt ihren Raumschiffen frißt, sondern im Prinzip ein Stern, der in einem etwas – für uns – ungewöhnlichen Zustand vorliegt. Wie solche Dinger im Detail aussehen, wird die Astrophysiker wohl noch einige Zeit beschäftigen.

Abbildung 1 ist dem Buch *Astronomie und Astrophysik* von Weigert und Wendker entnommen, alle übrigen Abbildungen stammen aus Karttunen, *Astronomie: eine Einführung.*

Endstadien von Sternen

Joachim Draeger

Der Artikel gibt einen kurzen Abriß der Physik von Weißen Zwergen und Neutronensternen. Der gegenwärtige Stand der Forschung hinsichtlich des Quarksternmodells wird besprochen. Auf baryonische Sterne wird nur am Rande eingegangen.

Erschienen in den Mitteilungsblättern vom Juli 1993.

1 Einleitung

In [4] gab uns A. Kronawitter einen anschaulichen Bericht über die Sternentwicklung. Weil dabei nur kurz auf mögliche Endstadien eingegangen wurde und gerade hier durch die enormen Fortschritte der Teilchenphysik neue Gebiete erschlossen worden sind, kann ich mich nicht enthalten, einige ergänzende Zeilen zu schreiben. Wir besprechen die Modelle in der Reihenfolge steigender Massendichte.

2 Weiße Zwerge

Nur bei der Verschmelzung von Kernen mit einer Nukleonenzahl kleiner oder gleich 56 wird Energie frei. Daher befinden sich Sterne mit einem Kern bestehend aus Elementen der Eisengruppe am Ende ihrer thermonuklearen Entwicklung. Durch zunehmende Reduzierung der thermischen Energie infolge Strahlungskühlung – hauptsächlich Neutrinoemission – gewinnt allmählich die Gravitationsenergie die Oberhand: Der Stern beginnt zu kontrahieren. Dieser Kontraktionsprozeß endet erst, wenn das stellare Elektronengas vollständig entartet ist. Einen derartigen Materiezustand erreicht man bei einer Dichte von ca. $10^7\,\mathrm{g/cm^3}$. Das Verhältnis Sternmasse/Sternradius gehorcht dann der Beziehung $R \propto M^{-1/3}$.

Die Entartung eines Gases wird durch das Pauli-Prinzip verursacht: Der quantentheoretische Phasenraum (x, y, z, p_x, p_y, p_z), bestehend aus Orts- und Impulskoordinaten, ist in Elementarzellen des Volumens $\hbar^3$ aufgeteilt. Da jede Elementarzelle gemäß dem Pauli-Prinzip nur von zwei Elektronen mit gegensätzlich orientiertem Spin besetzt werden kann, ist die maximale Teilchendichte durch den Wert $2/\hbar^3$ nach oben begrenzt. Den bei Erreichen dieses Grenzwertes vorliegenden Zustand bezeichnet man als vollständig entartetes Gas.

3 Neutronensterne

Nicht alle Sterne stabilisieren im gewöhnlichen Zwergstadium. Solche mit einer Masse von mehr als 1.4 Sonnenmassen erfahren durch die Gravitationsenergie eine weitere Entartung.

Normalerweise zerfallen freie Neutronen in Protonen und Elektronen. Das bedeutet, daß die Bildung von Elektronen und Protonen aus Neutronen energetisch begünstigt ist. Bei $M > 1.4 M_\odot$ wird die Gravitationsenergie so groß, daß sie die Bindung von Elektronen an Protonen unterstützt, also quasi den betrachteten Prozeß umkehrt. Ab $10^9\,\mathrm{g/cm^3}$ beginnen die Elektronen immer häufiger in die Atomkerne einzudringen und sich mit den dort vorhandenen Protonen zu Neutronen zu vereinigen (inverser Beta-Zerfall). Dadurch entstehen Kerne mit hohem Neutronenüberschuß. Deren Instabilität führt zum Erreichen des sogenannten Neutronentropfpunktes: Kerne beginnen unter Freisetzung von Neutronen zu zerfallen. Die zunehmende Reduzierung der Elektronenzahl und weitere Abkühlung des Sternkörpers durch Neutrinostrahlung senken den Druck und beschleunigen den Kollaps. Für Dichten oberhalb $10^{11}\,\mathrm{g/cm^3}$ überwiegen Neutronen. Schließlich sind die meisten Kerne zu einem Neutronengas zerfallen, das vollständig entartet ist. (Auch Neutronen haben einen Spin; zur Erläuterung des Begrifs „Entartung“ siehe oben) Kalkulationen ergeben auch hier ein Verhältnis von Sternmasse/Sternradius zu $R \propto M^{-1/3}$. Der Proportionalitätsfaktor ist aber im Verhältnis der Massen von Elektronen und Neutronen (also etwa 0.0005) kleiner als bei einem weißen Zwerg. Damit ergeben sich für Neutronensterne Dichten zwischen $10^{14}\,\mathrm{g/cm^3}$ und $10^{15}\,\mathrm{g/cm^3}$. Überdichte Konfigurationen besitzen statt einem Neutronengas flüssige oder feste Neutronenphasen. Freie Protonen in äußeren Schichten kristallisieren und bilden eine feste Kruste, über der eine plasmatische, wenige Zentimeter dicke Atmosphärenhülle liegt. Nur Sterne mit weniger als drei Sonnenmassen können stabil als Neutronenstern existieren. Die Existenz von Pulsaren beweist die Existenz von Neutronensternen.

4 Neutronensterne mit baryonischem Kern

Bei schweren Neutronensternen kommt es im Kernbereich zu Teilchenreaktionen. Diese werden durch die Energie des starken Gravitationsfeldes begünstigt, weshalb nun auch unter normalen Umständen ziemlich unwahrscheinliche Umwandlungen stattfinden. Dazu gehört insbesondere die Bildung schwerer Hadronen mit mehr als drei Quarks. Die entstehenden Kondensationsprodukte sind um so schwerer, je massiver der Stern ist. Das Endstadium derartiger Prozesse stellen die Quarksterne dar. Im Gegensatz zu diesen läßt sich aber die Möglichkeit der Entstehung von Neutronensternen mit baryonischem Kern mit großer Sicherheit vorhersagen.

5 Quarksterne

Die in letzter Zeit erfolgten Entwicklungen auf dem Gebiet der Elementarteilchenphysik haben auch die Astrophysik nicht unbeeinflußt gelassen. Hinsichtlich der Endstadien von Sternen ist dabei insbesondere die Kenntnis von dem Aufbau der Materie von Bedeutung. Hadronen und damit auch Nukleonen wie Protonen und Neutronen sind nicht, wie früher vermutet, elementar, sondern setzen sich aus sogenannten Quarks zusammen. Damit erhebt sich natürlich die Frage, ob entsprechend zu entarteten Elektronen- und Neutronengasen (Weiße Zwerge und Neutronensterne) auch entartete Quarkgase existieren können, die imstande sind, entgegen einer starken Gravitationskraft einen zusammenbrechenden massiven Körper jenseits des Stadiums eines Neutronensterns nochmals zu stabilisieren.

Eine endgültige Klärung dieses Problems steht zwar noch aus, doch ist aus heutiger Sicht eine bejahende Antwort wahrscheinlich. Die besondere Schwierigkeit der Situation besteht in der enormen Kritizität der Wahl der chromodynamischen Zustandsgleichung, welche die Quarkmaterie beschreibt; zudem erschweren die asymptotische Freiheit der Quarks und die Wechselwirkung der Gluonen untereinander Analysen von Vielteilchensystemen außerordentlich. Eine direkte Ableitung quantitativer Ergebnisse aus der QCD ist damit nur im Prinzip möglich; typischerweise auftretende Konvergenzschwierigkeiten verhindern in der Regel eine analytische Lösbarkeit. Einzig gangbarer Ausweg sind derzeit wohl Kalkulationen über Gittereichtheorien mit Hilfe von Monte-Carlo Simulationen. Anhand des so abgeleiteten mathematisch-physikalischen Modells gilt es nun zu entscheiden, ob bei hohen Energien ein Deconfinement[1] der Quarks vorkommt; denn erst ein Deconfinement ermöglicht überhaupt die Bildung eines Quarksterns. Eine Klärung dieses Problems durch Beschleunigerexperimente ultrarelativistischer schwerer Kerne scheint machbar zu sein.

Als nächstes sind Gedanken über die Stabilität von Quarksternen erforderlich. Fragen in dieser Hinsicht sind ausgesprochen nichttrivial. Beispielsweise gibt es begründete Vermutungen, daß „normale" Materie bei Kontakt mit einem Quarkgas sich sofort ebenfalls in ein Quark-Gluonplasma umwandelt. In einem solchen Fall frißt sich sozusagen der quarkonische Materiezustand vom Kern eines Sterns bis zu dessen Randbezirken durch und erhöht dabei dessen Dichte kontinuierlich; sehr bald würde dadurch ein Übergang zu einem schwarzen Loch stattfinden.

Genauere Überlegungen zeigen aber einen Mechanismus auf, um die Transformation des Materiezustands zu stoppen. Die Induktion starker elektrischer Felder in den Sternmantel aus Normalmaterie, der einen Kern aus Quarkmaterie umgibt, könnte nämlich beide Materiezustände durch die Ausbildung einer dünnen Vakuumregion, verursacht durch elektromagnetische Abstoßungseffekte, voneinander trennen. Modellrechnungen zeigen die Erreichbarkeit von Feldstärken der Größenordnung $5 \cdot 10^{17}\,\mathrm{V/cm}$ und mehr. Der mögliche Maximalwert der Feldstärke ergibt sich aus der Begrenzung der Krustendicke durch die in ihr stattfindenden Umwandlungen von Protonen in Neutronen und deren Abtropfen in den Kern und aus der daraus resultierenden Begrenzung der Stromstärke.

Die vorangegangenen Überlegungen machen deutlich, welche tiefgehenden Probleme man bei der Frage nach der Existenz von Quarksternen zu klären hat. Die Astrophysik eröffnet aber auch Verfahren, solche Fragen rein beobachtungstechnisch zu entscheiden: Findet man sehr schnell rotierende Neutronensterne, die rechnerisch eigentlich durch die auftretenden Zentrifugalkräfte zerrissen werden müßten, müssen diese einen Quarkkern beinhalten.

6 Schwarze Löcher

Ab einer gewissen Grenzmasse, die bei etwas über drei Sonnenmassen liegen dürfte, ist keine Sternkonfiguration mehr stabil. Weil die Gravitationsenergie größenordnugsmäßig die Massenenergie erreicht, tritt eine erhebliche Raumkrümmung auf, die sich schließlich tropfenartig

[1] Man beachte, daß unter den hier geschilderten Umständen das Deconfinement lediglich zu quasifreien Teilchen führt. Anschaulich betrachtet werden in den postulierten Quarksternen durch den in ihnen herrschenden Druck die Hadronen so stark aneinandergepreßt, daß sich die Quarkbags zu überlappen beginnen; diese Bedingungen gestatten es den einzelnen Quarks nicht mehr, den Bag zu identifizieren, zu dem sie eigentlich gehören. Daher ist eine quasifreie Wanderung möglich. Dies läßt sich in etwa mit der Situation der Elektronen in einem Metall vergleichen. Das „heiße" Deconfinement, das beispielsweise kurz nach dem Urknall aufgetreten sein muß, entsteht dagegen durch ein regelrechtes Wegschmelzen des QCD-Vakuums. Es können dann überhaupt keine Bags mehr existieren; die Quarks bewegen sich echt frei.

abschnürt. Mehr soll hier zu schwarzen Löchern nicht gesagt werden.

Literatur

[1] ApJ **310** 261

[2] ApJ **362** 251

[3] Phys. Rev. Lett. **58** 2152

[4] A. Kronawitter: Entwicklung der Sterne, Mitteilungsblätter der Astronomischen Arbeitsgruppe Laufen e.V. Vol.5(1993), 2-7

[5] J. A. deFreitas Pacheco et al.: *The effects of QCD parameters on the quark core dimensions in compact stars*, Preprint

[6] H. Scheffler, H. Elsässer: Physik der Sterne und der Sonne, BI 1974

[7] W. Strohmeier: *Veränderliche Sterne*, Treugesell-Verlag 1974

RR-Lyrae-Sterne als Entfernungsindikatoren

Andi Kronawitter

Die Pulsationsveränderlichen Sterne vom Typ RR-Lyrae liegen in einem sehr kleinen Bereich im Hertzsprung-Russell-Diagramm, haben also alle etwa die gleiche Leuchtkraft. Gelingt es nun, die absolute Helligkeit dieser Sterne zu bestimmen, so kann man mit der gemessenen scheinbaren Helligkeit und einer Abschätzung für die interstellare Absorption deren Entfernung relativ präzise bestimmen. Diese Methode findet in der jüngsten Vergangenheit Anwendung bei der Entfernungsbestimmung der Galaxien in der lokalen Gruppe. Vor allem mit den neuen Großteleskopen und dem Hubble Space Teleskop (HST) und längeren Beobachtungsperioden wird eine weitere Präzisierung erwartet. Die Bedeutung der Entfernungsbestimmung in unserer „näheren Nachbarschaft“ liegt vor allem in der Kalibrierung der Entfernungsindikatoren für größere Entfernungen und ist deshalb auch von entscheidender Bedeutung für kosmologische Fragestellungen.

Erschienen in den Mitteilungsblättern vom April 1993.

1 Einführung

Die RR-Lyrae Sterne sind veränderliche Sterne, wie man bereits am Namen erkennen kann. Veränderliche werden gewöhnlich mit einem Großbuchstaben von R bis Z und dem Genetiv des Sternbildes, zu dem sie gehören, bezeichnet. Meistens gibt es allerdings mehr Veränderliche in einem Sternbild, weswegen man zunächst die Bezeichnungen RR, RS, ..., ZZ, und dann AA, AB, ... bis QZ verwendet. Das sind insgesamt 334 verschiedene Kombinationen. Alle weiteren Veränderlichen eines Sternbildes benennt man einfacher mit V335 (Name des Sternbildes), z.B. V394 Canis Venaticorum.

Die veränderlichen Sterne werden in zwei Hauptgruppen unterteilt. Zum einen gibt es die bedekkungsveränderlichen Sterne, also Doppelsternsysteme, die sich gegenseitig bedecken und so eine Veränderlichkeit vortäuschen. Die zweite Gruppe sind die physischen Veränderlichen. Diese Gruppe ist wiederum in drei Unterklassen unterteilt:

1. Pulsationsveränderliche,
2. eruptive Veränderliche und
3. Flecken- und Flaresterne.

Zu den eruptiven Veränderlichen gehören die Zwergnovae und Novae, beides enge, sogenannte kataklysmische Doppelsterne, bei welchen Material von einer Komponente auf die andere überströmt und dort mehr oder weniger explosiv reagiert. Auch die Supernovae gehören zu dieser Klasse. Fleckensterne zeigen den Sonnenflecken ähnliche Erscheinungen, allerdings in weitaus dramatischeren Ausmaßen. Beide Unterklassen interessieren uns im Folgenden überhaupt nicht.

RR-Lyr Sterne sind Pulsationsveränderliche. Es sind schon sehr weit entwickelte Sterne, die den Wasserstoffvorrat im Kernbereich bereits verbraucht haben. Im Kern des Sterns läuft in dieser Phase die Fusion von Helium zu Kohlenstoff (und Sauerstoff), während es in einer weiter außen liegenden Schicht noch Wasserstoff-zu-Helium Fusion gibt. Der Pulsationsmechanismus ist der auch bei den Cepheiden wirkende κ-Mechanismus. Mit κ bezeichnet man in der Astrophysik den Absorptionskoeffizienten. Das ist eine Größe, die angibt, wieviel Strahlung in einem bestimmten Material steckenbleibt. Jeder Stoff hat seinen spezifischen Absorptionskoeffizienten.

Abb. 1: Schnitt durch einen Pulsationsveränderlichen; die zweite Schicht von außen gesehen ist für die Pulsation verantwortlich.

Bei den RR-Lyr funktioniert das folgendermaßen: Kleine Temperaturschwankungen verursachen kleine Änderungen der Auftriebsbewegung. Normalerweise dehnt sich heißes Gas aus, kühlt dabei ab, zieht sich wieder zusammen und gibt Ruhe. Nicht so bei den RR-Lyr. Diese haben außen die sogenannte Heliumionisationsschicht. Innerhalb dieser Schicht ist das Helium ionisiert (es hat ein Elektron aus seiner Hülle abgegeben), außerhalb ist es neutral (es hat alles beisammen). Um Helium zu ionisieren, muß man Energie aufwenden, die wieder frei wird, wenn das Helium rekombiniert, also das Elektron wieder zurückbekommt.

Eine kleine Störung unterhalb der Heliumionisationsschicht bewirkt nun eine Ausdehnung (Abb. 1). Dadurch wird ein Teil des ionisierten Heliums in eine kühlere, weiter außen liegende Schicht angehoben und kühlt dabei etwas ab (vor allem, weil es Arbeit gegen die Anziehungskraft verrichtet). Damit kommt das Material aber in die Rekombinationszone, also in die Schicht, in der die Temperatur nicht mehr so hoch ist und das Helium rekombiniert, das heißt ein Elektron einfängt. Dabei gewinnt es Energie, die es nicht anders loswerden kann als dadurch, daß es weiter aufsteigt. Gleichzeitig wird das Material opak (das bedeutet undurchsichtig), denn der Absorptionskoeffizient von neutralem Helium ist größer als der des ionisierten.

Anschaulich kann man sich die Strahlung aus dem Sterninneren in Form von kleinen Geschossen (Photonen) vorstellen, die durch einen mit Kugeln gefüllten Raum fliegen. Die Durchmesser der Kugeln sind jedoch auf der Innenseite des Raumes kleiner als auf der Außenseite. Die Geschosse werden daher vor allem auf die großen Kugeln treffen und diese weiter nach außen schieben. Für unser Helium bedeutet das, daß es über das Ziel hinausschießt, es wird weiter nach außen transportiert, als es eigentlich sollte (Abb. 2).

Rückwärts funktioniert es auf die gleich Weise: Das Helium strahlt seinen Überschuß an Energie ab, fällt zurück (in Richtung Stern), kommt in die Heliumionisationszone, streift ein Elektron ab, verkleinert damit seinen Wechselwirkungsquerschnitt (die Kugel verringert ihren Durchmesser) und plumst weiter hinein als es gestartet ist.

Wegen des Wechsels der Ionisationsstufe schaukelt sich also eine anfänglich kleine Störung auf. Aufgrund verschiedener Dämpfungsmechanismen steigert sich die Oszillation nicht bis ins „Unendliche“ (unendlich würde bedeuten, daß die äußere Schicht abgeblasen wird), sondern schwingt sich ein. Die Perioden der RR-Lyr sind über lange Zeiten äußerst genau; man könnte sie etwa mit der Genauigkeit einer Quarzuhr vergleichen.

1.1 Allgemeine Eigenschaften

Man findet die RR-Lyr Sterne im HRD (Hertzsprung-Russell-Diagramm) etwas oberhalb der Hauptreihe (Abb. 3). Sie sind zumeist vom Spektraltyp A, in seltenen Fällen auch vom Typ F. Das heißt, ihre Außentemperatur beträgt ungefähr 10000 K. Während der Pulsation verändern sich sowohl der Spektraltyp als auch die Temperatur und – natürlich – der Radius.

Der Spektraltyp ist davon abhängig, welche Fraunhoferlinien man zur Klassifikation heranzieht: Verwendet man die Linien des Wasserstoffs, so erhält man in der Regel einen späteren Spektraltyp als bei der Verwendung von Calcium-Linien (späterer Spektraltyp bedeutet grob niedrigere Atmosphärentemperatur). Das hat seinen Grund offensichtlich darin, daß die Ca-Linien aus tieferen und damit heißeren Schichten stammen, was auch durch Messungen der Radialgeschwindigkeitskurve bestätigt wird.

Nimmt man zum Beispiel gerade dann ein Spektrum des Sterns auf, wenn dieser sich ausdehnt, so sind die Absorptionslinien blauverschoben; wenn sich der Stern zusammenzieht, beobachtet man dagegen eine Rotverschiebung. Dabei fällt wiederum auf, daß die Wasserstofflinien eine stärkere Verschiebung erleiden als die Ca-Linien. Da wahrscheinlich die äußersten Atmosphärenschichten die größte Schwingungsamplitude haben, müssen die Ca-Linien eben weiter im Inneren entstehen.

Die Perioden der RR-Lyr Sterne liegen im Bereich von $0.05 \cdots 1.2$ Tagen, und sie werden, wie bereits erwähnt, über lange Zeite sehr exakt eingehalten. Im allgemeinen mißt man die Intensität der Strahlung photoelektrisch und trägt die so gewonnenen Meßwerte über der Zeit an. Diese *Lichtkurven* sind in Form und Phase konstant. Es ist kein Fall bekannt, in dem plötzliche Änderungen der Lichtkurve aufgetreten wären. Wenn man allerdings sehr genau mißt, findet man bei manchen Exemplaren noch eine weitere Modulation, die häufig ein Vielfaches der

Abb. 3: Wieder einmal ein HRD; eingetragen sind die wichtigsten Typen von Veränderlichen. Die Pulsationsveränderlichen RR-Lyr befinden sich im unteren Bereich des Instabiliätsstreifens. Oberhalb liegen die massereicheren und helleren Cepheiden.

Abb. 2: Photonen stoßen wegen des größeren Wirkungsquerschnitts häufiger mit neutralen Heliumatomen als mit ionisierten zusammen.

Grundschwingung ist und nur eine sehr kleine Amplitude hat. Dieses Phänomen nennt man den *Blazko-Effekt*.

Die RR-Lyr Sterne sind sehr alte Sterne und gehören der Population II an. Die Pop II Sterne findet man vor allem im galaktischen Zentrum und im Halo um die Milchstraße herum. Im Gegensatz dazu bezeichnet man die Sterne in der Scheibe, vor allem die in den Spiralarmen als Pop I. Dies ist allerdings nur eine sehr grobe Einteilung, die im Laufe der Zeit noch stark unterteilt wurde, dabei jedoch leider sehr unübersichtlich geworden ist.

Früher unterteilte man die RR-Lyr Sterne in drei Untergruppen mit den Bezeichnungen RRa, RRb und RRc. Heute faßt man die Gruppen a und b zu ab zusammen, da sich die Unterscheidung als rein willkürlich erwiesen hat. Abbildung 4 zeigt die verschiedenen *Bailey-Typen* in einem Amplituden-Perioden-Diagramm. In Abbildung 5 werden die unterschiedlichen Lichtkurven gezeigt. In der Tabelle 1 sind die wichtigsten Unterschiede der verschiedenen Typen zusammengestellt.

2 Bestimmung der absoluten Helligkeit

Es wurde bereits erwähnt, daß die absolute Helligkeit aller RR-Lyr Sterne fast gleich ist. Diesen Umstand wollen wir uns für die Entfernungsbestimmung zunutze machen. Dazu verwenden wir den *Entfernungsmodul*

$$m_V - M_V = -5 + 5 \cdot \log r + A_V \, .$$

Dabei bezeichnen m_V die scheinbare visuelle Helligkeit (so hell erscheint ein Stern durch ein Filter, dessen Durchlässigkeit der des Auges gleicht), M_V die entsprechende absolute Helligkeit (so hell wäre der Stern, wenn er in einer Entfernung von 10pc = 32.6 Lichtjahren (ly) stünde), r die Entfernung in Parsec und A_V die interstellare Extinktion. Durch Gas- und Staubwolken wird ein Teil des Sternlichtes auf dem Weg zum Beobachter vernichtet; dieser Effekt wird als Extinktion bezeichnet. Einen guten Wert für die Extinktion zu finden ist eines der größten Probleme bei allen Methoden der Entfernungsbestimmung, die sich auf die Messung von Helligkeiten stützen.

Unser Problem ist es nun zuallererst, die absolute Helligkeit zu bestimmen. Dummerweise gibt es in unserer näheren Umgebung keinen Vertreter dieser Gruppe. Nähere Umgebung bedeutet hier eine Entfernung bis zu maximal 100pc = 326ly, denn so weit kann man Entfernungen mit großen Teleskopen mit Hilfe der trigonometrischen (jährlichen) Parallaxen bestimmen. Kurz und gut, wir müssen uns eben einen anderen Weg suchen. Bei den klassischen Cepheiden sucht man sich Vertreter in offenen Sternhaufen, deren Entfernung man mit Hilfe der sogenannten Haufenparallxen sehr gut bestimmen kann, und bestimmt so deren absolute Helligkeit. RR-Lyr Sterne aber sind alte Sterne, und alte Sterne findet man nicht in offenen Haufen. So geht es also auch nicht.

Eine andere Möglichkeit findet sich in der Methode der statistischen Parallaxen. Diese ist aber nicht ganz einfach, weshalb sie hier nur ganz kurz umrissen werden soll (dieser Absatz kann ohne Schaden übersprungen werden). Man mißt von einer möglichst großen Menge von RR-Lyrae Sternen unserer Galaxis i) die scheinbaren Helligkeiten m, ii) die Radialgeschwindigkeiten v_r über den Dopplereffekt und iii) die Eigenbewegung μ (dazu benötigt man sehr viel Zeit, mehrere Jahr(zehnt)e). Nun nimmt man an, daß die Pekuliargeschwindigkeiten der Sterne des Samples gaußverteilt sind um den Erwartungswert $\bar{v}$ mit einer Streuung σ_v, nachdem man die Pekuliar-

Typ	**a**	**b**	**c**
Form der Lichtkurve	stark asymmetrisch steiler Anstieg flacher Abfall lange im Minimum	asymmetrisch	symmetrisch; oft fast sinusförmig
Amplitude	bis zu $1,^m 6$	etwa $0,^m 5$	$< 0,^m 5$
Perioden	$\simeq 0,5d$	$\simeq 0,7d$	$\simeq 0,3d$

Tab. 1: Übersicht über die verschiedenen Typen von RR-Lyr Sternen und ihre Charakteristika.

Abb. 4: Lichtkurven der Bailey-Typen a, b, c

Abb. 5: Photografischen Amplituden von RR-Lyr als Funktion der Periode.

bewegung des Sonnensystems abgezogen hat. Jetzt fehlen nur noch die vollständigen Raumgeschwindigkeiten der Sterne: Bislang kennen wir zwar die Radialgeschwindigkeiten, nicht aber die Tangentialgeschwindigkeiten, denn direkt meßbar sind nur die Eigenbewegungen, die über $v_t = \mu \cdot r$ mit der Entfernung r verknüpft sind, die uns aber gerade unbekannt ist. Man sucht sich einen Schätzwert für die (mittlere) Helligkeit $\bar{M}_{RR-Lyr}$, errechnet mit diesem Wert die Entfernung jedes Sterns des Samples (mit einer Abschätzung für die Extinktion) und erhält damit die Geschwindigkeit jedes Sterns. Diesen Vorgang wiederholt man solange, bis die Geschwindigkeitsdispersion σ_v minimal wird.

Ergebnis: die mittlere absolute Helligkeit der Sterne unserer ausgewählten Menge und die Entfernungen dieser Sterne. Damit können wir jetzt „weitersehen“ und uns an die Bestimmung der Entfernungen von Objekten außerhalb der Milchstraße machen. Die Werte jüngerer Studien:

- Hawley et al. (1986): $\langle M_V \rangle = (0,76 \pm 0,14)^m$
- Strugnell et al. (1986): $\langle M_V \rangle = (0,75 \pm 0,2)^m$
- Barnes und Hawley (1986): $\langle M_V \rangle = (0,68 \pm 0,14)^m$

Diese Untersuchungen verwendeten im Wesentlichen die gleichen Sternmengen; die hauptsächlichen Unterschiede liegen in den statistischen Verfahren zur Bestimmung der Helligkeiten (Abb. 6) und in der Abschätzung für die interstellare Extinktion.

Nebenher sei noch erwähnt, daß zur Bestimmung der absoluten Helligkeiten auch noch die im folgenden benannten Methoden angewendet werden: Baade-Wesselink, Hauptreihenfit von Kugelhaufen und Sternstromparallaxen.

3 Anwendungen in der Lokalen Gruppe

Im Prinzip verwenden alle Gruppen die gleiche Vorgehensweise. Man beginnt damit, immer dasselbe Sternfeld möglichst oft ohne Unterbrechung aufzunehmen,

Abb. 6: Mit verschiedenen Mittelungsmethoden gelangt man leider zu signifikant verschiedenen Werten für $\langle m \rangle$.

natürlich so weit als möglich unter gleichbleibenden Bedingungen (dummerweise geht jeden Tag die Sonne auf; die stört meistens schon ein bißchen). Die Aufnahmen werden mit einem breitbandigen Filter gemacht, wobei als Empfänger heute nur noch CCD-Kameras verwendet werden. Daraufhin werden die Daten mit Hilfe von Computern reduziert, das heißt schlechte Aufnahmen (CCD-Bilder nennt man zumeist „frames") werden aussortiert, Bildfehler gekennzeichnet, frames aufintegriert (um längere Belichtungszeiten zu erhalten und Fehler zu minimieren) usw.

Jetzt kann man sich auf die Suche nach Veränderlichen machen, was heute meistens softwaremäßig geht (auch ein Grund, warum Astronomen nie geügend Rechenzeit haben). In der Regel gibt der Rechner eine Liste mit Veränderlichen heraus. Aus dieser Liste müssen nun noch die RR-Lyr-Kandidaten herausgesucht werden. Leider gibt es einige Veränderliche, die den RR-Lyr ähneln, zum Beispiel die Zwergcepheiden und die δ-Scuti-Sterne.

Als nächstes muß für jeden RR-Lyr-Stern eine Lichtkurve erstellt werden. Das ist aufgrund der wenigen Meßpunkte für gewöhnlich schwieriger als man sich das vorstellt, aber Beobachtungszeit ist teuer (eine Nacht $\simeq$ 100 000 Mark) und andere Leute wollen die Großteleskope ja auch einmal benutzen. Mit den Lichtkurven in der Tasche kann man darangehen, die mittleren scheinbaren Helligkeiten zu bestimmen und gegebenenfalls die Sterne nach den Baileys-Gruppen zu klassifizieren. Untersucht man sehr weit entfernte Galaxien (weiter als M31 = Andromeda), ist die Wahrscheinlichkeit, andere Typen außer a zu finden sehr klein, da hier die Modulationen des Sterns kaum noch über dem elektrischen Rauschen der CCD's liegen.

Zu guter Letzt braucht man noch eine vernünftige Abschätzung für die interstellare Extinktion, um die Entfernung mittels des Entfernungsmoduls ausrechnen zu können. Die Ergebnisse der letzten Untersuchungen an Galaxien der Lokale Gruppe finden sich in Tabelle 2.

Bemerkungen: Pritchet und van den Bergh verwandten ein B-Filter (also $x = B$) für ihre Aufnahmen, Saha und Hoessel ein sogenanntes g-Filter ($x = g$). Letzteres hat den Vorteil, daß in diesem Wellenlängenbereich gerade das Intensitätsmaximum der RR-Lyr liegt. „n"gibt die Zahl der RR-Lyr Sterne in dem untersuchten Feld an. Die Angaben der Helligkeiten, der Extinktion A_x und des Entfernungsmoduls verstehen sich in Größenklassen (magnitudines), die Entfernungen r in *kpc*. Die Fehlerangaben bei den Helligkeiten wurden weggelassen, da sie nicht in allen Quellen angegeben sind und zudem nicht vergleichbar sind.

4 Probleme und Vorteile

Schon bei der Bestimmung der absoluten Helligkeit tauchen die ersten Probleme auf: die Bildung eines Mittelwertes für die scheinbaren Helligkeit ist nicht unumstritten. Desweiteren tritt auch hier die Extinktion (Verfärbung) auf und kann nicht vollständig eliminiert werden. Eine weitere Schwierigkeit ist das Fehlen einer Beziehung zwischen Metallizität und Periode, die nach der Theorie eigentlich zu erwarten wäre.

Bei der Anwendung hat man wiederum das Problem der mittleren scheinbaren Helligkeit, hier aufgrund der unvollständigen Lichtkurven. Ein zusätzliches Problem ist die „Verseuchung" mit anderen Veränderlichen. Zuletzt ist noch zu erwähnen, daß diese Untersuchungen hart an der Meßgrenze angesiedelt sind. Aus diesem Grund sind Fehlerangaben von weniger als 10% schon mit etwas Vorsicht zu geniessen. In der Regel liegen die

Autoren	**Objekt**	**n**	$\langle \mathbf{m}_x \rangle$	A_x	$m_x - M_x$	**r**
Pritchet, van den Bergh (1987)	Halo von M31	29	25,68	0,31	$24,34 \pm 0,15$	738 ± 51
Saha, Hoessel (1990-92)	NGC 185	151	25.20	0.68	23.79 ± 0.25	573 ± 70
	NGC 147	32	25.25	0.60	23.92 ± 0.25	608 ± 74
	NGC205	30	25.60	0.12	24.65 ± 0.25	850 ± 104
	IC 1613	15	24.90	0.07	24.10 ± 0.27	660 ± 87

Tab. 2: Ergebnisse jüngster Untersuchungen an Galaxien der Lokalen Gruppe.

Fehler bei 10% und darüber, je nachdem, wie schwach die untersuchten Objekte sind.

Was kann man besser machen? Mit größeren Teleskopen und dem (in diesem oder im nächsten Jahr reparierten) Hubble Space Telescope längere Beobachtungsreihen durchführen, um bessere Lichtkurven zu gewinnen. CCD's mit höherer Auflösung und besserer Quantenausbeute verwenden und sich bei der Bestimmung der Verfärbung mehr Mühe geben. Denn an sich hat diese Methode ihre Vorzüge: man kann ohne Zwischenstufen (wie die nicht sehr genauen Haufenparallaxen bei den Cepheiden) Entfernungen innerhalb der Lokalen Gruppe mit verhältnismäßig kleinem Fehler bestimmen. Und – nicht zu vergessen – die Perioden von RR-Lyr Sternen sind sehr kurz (Cepheiden haben Perioden von etwa 5 bis 50 Tagen; hier stört häufig der Mond genaue Studien), weswegen man nur verhältnismäßig kurze Beobachtungszeiten beantragen muß.

Literatur

Lehrbücher:

[1] J.S. Glasby; *Variable Stars*

[2] Strohmeier; *Variable Stars*

Statistische Parallaxen:

[3] P. Strugnell, N. Reid, C.A. Murray; *The luminosity and kinematics of RR-Lyr in the solar neighbourhood*

[4] S. Hawley, W. Jeffreys, T. Barnes III; *Absolute magnitudes and kinematic properties of RR-Lyr stars*, ApJ **302** 626-631 (3/86)

[5] T. Barnes, S. Hawley; *On the absolute magnitudes of RR-Lyr stars*, ApJ **307** L9-L13 (8/86)

Entfernungsbestimmungen:

[6] C. Pritchet, S. van den Bergh; *Observations of RR-Lyr stars in the Halo of M31*, ApJ **316** 517-529 (3/86)

[7] A. Saha, J. Hoessel; *RR-Lyr stars in local group galaxies* (Serie), AJ **99** 1 (1/90), **100** 1 (7/90), **103** 1 (1/92), **104** 3 (9/92)