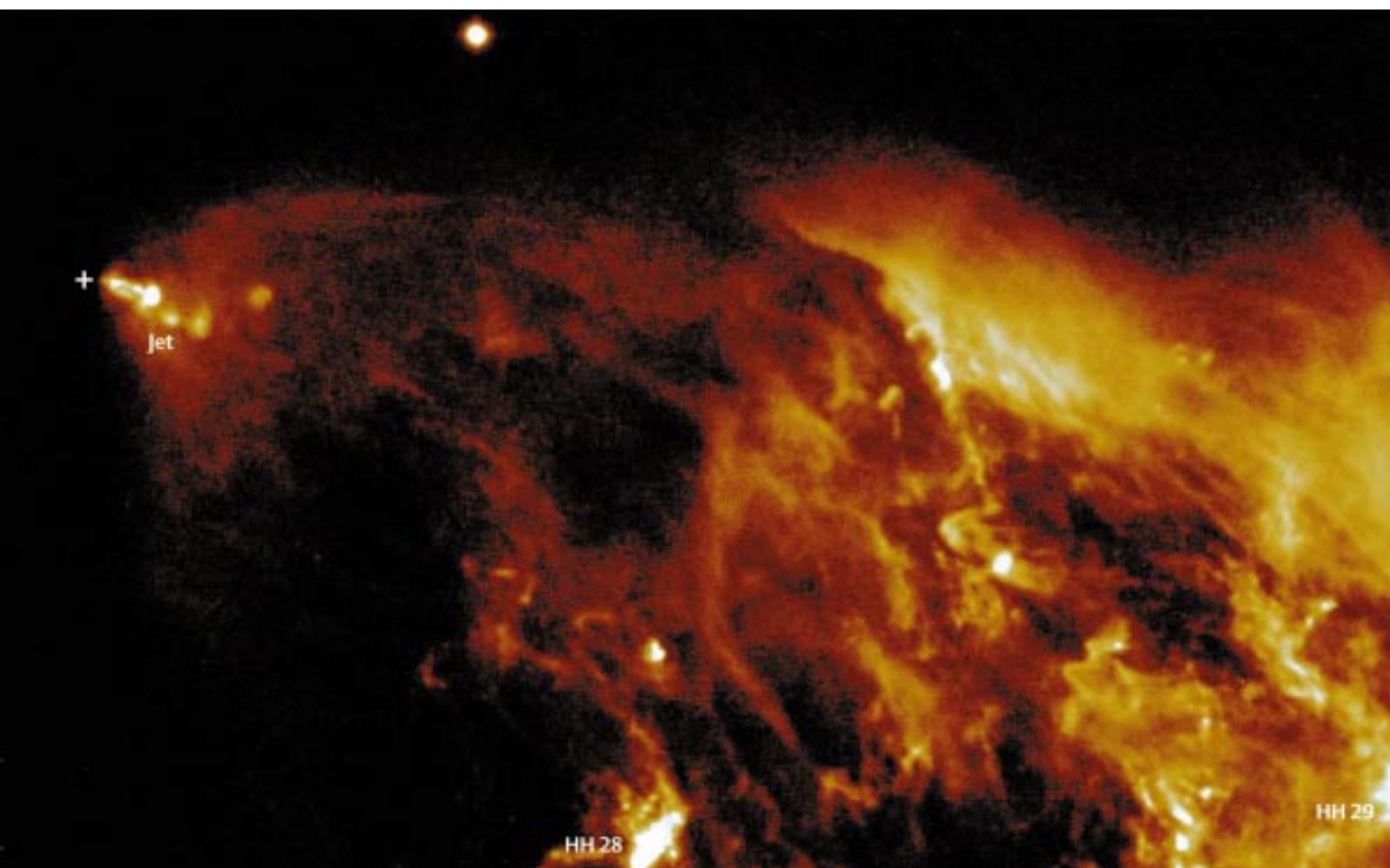


Max-Planck-Institut für Astronomie

Heidelberg-Königstuhl

Jahresbericht 1997



Zum Titelbild:

Ein neugeborener Stern (Kreuz), tief in den Staub der Molekülwolke L1551 eingebettet, aus der er entstand. Er ist nicht im Optischen, sondern nur als Infrarotquelle zu erkennen. Er emittiert in Polrichtung einen hellen Jet aus ionisiertem Gas, beleuchtet einen ausgedehnten Reflexionsnebel, und regt die Herbig-Haro-Objekte HH 28 und HH 29 zum eigenen Leuchten an. Mehr dazu auf Seite 23–29.

Max-Planck-Institut für Astronomie

Heidelberg-Königstuhl

Jahresbericht

1997



Das Max-Planck-Institut für Astronomie

Geschäftsführende Direktoren:

Prof. Dr. Steven Beckwith (bis 31. 8.), Prof. Dr. Immo Appenzeller (ab 1.8.1998)

Wissenschaftliche Mitglieder, Kollegium, Direktoren:

Prof. Dr. Immo Appenzeller (ab 1.8.1998, kommissarisch),

Prof. Dr. Steven Beckwith, (ab 1. 9. 1998 beurlaubt),

Prof. Dr. Hans Elsässer (bis 31. 3. 1997),

Prof. Dr. Hans-Walter Rix (ab 1. 1. 1999).

Fachbeirat:

Prof. R. Bender, München; Prof. R.-J. Dettmar, Bochum; Prof. G. Hasinger, Potsdam; Prof. P. Léna, Meudon; Prof. M. Moles Villamate, Madrid; Prof. F. Pacini, Firenze; Prof. K.-H. Schmidt, Potsdam; Prof. P.A. Strittmatter, Tuscon; Prof. S.D.M. White, Garching; Prof. L. Woltjer, St. Michel Obs.

Derzeit hat das MPIA rund 160 Mitarbeiter, davon 43 Wissenschaftler, 37 Nachwuchs- und Gastwissenschaftler sowie 80 Techniker und Verwaltungsangestellte. Studenten der Fakultät für Physik und Astronomie der Universität Heidelberg führen am Institut Diplom- und Doktorarbeiten aus. In den Werkstätten des Instituts werden ständig Lehrlinge ausgebildet.

Anschrift: MPI für Astronomie, Königstuhl 17, D-69117 Heidelberg.

Telefon: 0049-6221-5280, Fax: 0049-6221-528246.

E-mail: Name@mpia-hd.mpg.de, Anonymous ftp: ftp.mpia-hd.mpg.de

Homepage: <http://www.mpia-hd.mpg.de>

Isophot Datacenter : phthelp@mpia-hd.mpg.de.

Calar-Alto-Observatorium

Anschrift: Centro Astronomico Hispano Aleman,

Calle Jesus Durbán Remón 2/2, E-04004 Almería, Spanien

Telefon: 0034-50-230988, -632500, Fax: 0034-50-632504,

E-mail: Name@caha.es

Impressum

© 1999 Max-Planck-Institut für Astronomie, Heidelberg

Alle Rechte vorbehalten

Printed in Germany

Herausgeber: Dr. Jakob Staude, Prof. Dr. Immo Appenzeller, Heidelberg

Text: Dr. Thomas Bürke, Leimen

Graphik und Layout: Bärbel Wehner, Dossenheim

Druck und Weiterverarbeitung: Neumann Druck, Heidelberg

ISSN 1437-2924

Inhalt

I Allgemeines	5	IV Wissenschaftliche Arbeiten	43
Forschungsziele des MPIA – gestern, heute, morgen	5	IV.1 Galaktische Astronomie	43
Wissenschaftliche Fragestellungen	7	Die bipolare Phase – Jets von jungen Sternen	43
Galaktische Forschung	8	Der Einfluß von Magnetfeldern	48
Extragalaktische Forschung	9	Doppel- und Mehrfachsysteme bei jungen Sternen	49
Das Sonnensystem	10	T-Tauri-Sterne	49
		Herbig-Ae/Be-Sterne	51
II Highlights	11	Leuchtkräftige Blaue Veränderliche – Vorläufer von Supernovae Typ II?	52
II.1 ALFA – Die Atmosphäre wird überlistet	11	Theoretische Arbeiten	54
Das Prinzip der adaptiven Optik	11	Sternentstehung	54
ALFA am Calar-Alto-Observatorium	14	Kollaps von Molekülwolken	55
Der Laserleitstern	15	Fragmentation einer Molekülwolke	56
ALFA im Einsatz	16	Entstehung und Entwicklung von Protosternen und Mehrfachsystemen	59
II.2 CADIS – Auf der Suche nach den Ur-Galaxien	18	IV.2 Extragalaktische Astronomie	64
Die Strategie	18	Jets von Galaxien und Quasaren	64
Urgalaxien	20	Die Jets	65
Quasare, Galaxien und Sterne	21	Die Hot Spots	66
II.3 ISOPHOT – Der Himmelsspäher im Infrarot	23	Röntgenaufnahmen des Jets	67
Infrarotastronomie	23	Galaxien in der Umgebung von Quasaren und der Gravitationslinseneffekt	68
ISO, das Infrared Space Observatory	23	Optische Identifikation eines Gamma Ray Bursters	70
ISOPHOT	24	Theoretische Arbeiten	71
Das ISOPHOT-Datenzentrum	25	Die leuchtenden Arme der Spiralgalaxien	71
Highlights 1997	25	Dunkle Materie in Spiralgalaxien	73
Staub im Coma-Galaxienhaufen	26	IV.3 Sonnensystem	75
Die Starbust-Galaxienhaufen NGC 6090	27	Striae im Schweif von Komet Hale-Bopp	75
Die Zufallsdurchmusterung im Ferninfrarot	29		
III Instrumentelle Entwicklung	33	Personal	77
CAFOS2.2 – Calar Alto Fokalreduktors System für das 2.2-Meter-Teleskop	33	In Heidelberg	77
MOSCA, Multi-Objekt-Spektrograph für den Calar Alto	34	Calar Alto/Almeria	77
OMEGA-Prime – Kamera für das nahe Infrarot	35	Gäste	77
OMEGA-Cass – Spektrometer und Kamera für das nahe Infrarot	37	Arbeitsgruppen und wissenschaftliche Zusammenarbeit	78
CONICA – Coudé Near-Infrared Camera für das VLT	38	Zusammenarbeit mit Firmen	81
MIDI – Mid-infrared Interferometry Instrument für das VLT	39	Lehrveranstaltungen	83
PACS – IR-Kamera für FIRST, das Far Infrared Space Telescope	40	Tagungen	84
		Mitarbeit in Gremien	84
		Eingeladene Vorträge auf Tagungen	84
		Veröffentlichungen	85

I Allgemeines

Forschungsziele des MPIA – gestern, heute, morgen

Der Senat der Max-Planck-Gesellschaft beschloß im Jahre 1967 die Gründung des Max-Planck-Instituts für Astronomie in Heidelberg mit dem Ziel, die durch zwei Weltkriege weit zurückgeworfene astronomische Forschung in Deutschland wieder an die Weltspitze heranzuführen. Zwei Jahre später nahm das Institut auf dem Königstuhl unter der Leitung von Hans Elsässer in provisorischen Räumen die Arbeit auf. Das neue Institutsgebäude wurde 1975 bezogen (Abbildung I.1). Als langfristiges Ziel wurde dem neu gegründeten MPIA der Aufbau und Betrieb zweier leistungsfähiger Observatorien jeweils auf der Nord- und Südhalbkugel übertragen. Nach intensiver Standortsuche fiel 1970 für die Nordhalbkugel die Wahl auf den 2168 Meter hohen Berg

Calar Alto in der Provinz Almeria, Südspanien. Er bietet in Europa gute klimatische und meteorologische Bedingungen für astronomische Beobachtungen. 1972 kam es zur Gründung des »Deutsch-Spanischen Astronomischen Zentrums« (DSAZ), kurz Calar-Alto-Observatorium.

Die mit der Planung und dem Bau der Teleskope verbundenen komplexen technologischen Probleme wurden in Zusammenarbeit mit der Firma Carl Zeiss, Oberkochen und anderen Firmen gelöst. Auf diese Weise haben sich zahlreiche Unternehmen ein Know-how

Abb.I.1: Das Max-Planck-Institut für Astronomie, Heidelberg-Königstuhl. Vorne rechts das Astrolabor mit seinen zwei Kuppeln, im Hintergrund die Landessternwarte. (Lossen-Luftbild, RPKA 10/4209a)





angeeignet, das ihnen zu einer Führungsposition auf dem Weltmarkt verholfen hat.

Von 1975 bis 1984 gingen auf dem Calar Alto der von der Deutschen Forschungsgemeinschaft finanzierte 1.2-Meter-Reflektor sowie das 2.2-Meter- und das 3.5-Meter-Teleskop in Betrieb (Abbildung I.2). Von der Hamburger Sternwarte wurde der 80-Zentimeter-Schmidt-Spiegel übernommen. Zusätzlich steht ein spanisches 1.5-Meter-Teleskop auf dem Gelände, es untersteht dem Observatorio Nacional de Madrid und gehört nicht zum DSAZ. Der ursprünglich geplante Bau einer Südsternwarte auf dem Gamsberg in Namibia ließ sich aus politischen Gründen nicht realisieren. Das hierfür vorgesehene 2.2-Meter-Teleskop wurde der Europäischen Südsternwarte (ESO) für 25 Jahre als Leihgabe überlassen. Es arbeitet seit 1984 auf dem Berg La Silla in Chile und steht dort zu 25 Prozent der Beobachtungszeit den Astronomen des MPIA zur Verfügung.

Mit dem Calar-Alto-Observatorium verfügt das MPIA über eines der beiden leistungsstärksten Observatorien in Europa. Die heutige Aufgabe des Instituts besteht zum einen im Betrieb des Observatoriums. Dazu gehört die ständige Optimierung der Leistungsfähigkeit der Teleskope: Mit der Inbetriebnahme der adaptiven Optik ALFA steht das 3.5-m-Teleskop heute wieder an der vordersten Front der technologischen Entwicklung (Kapitel II.1). Zum anderen werden in Heidelberg neue

Abb.I.2: Das Calar-Alto-Observatorium, Blick von Norden auf die Teleskopkuppeln.

V.l.n.r.: das 2.2-Meter-Teleskop, das spanische 1.5-Meter-Teleskop, das 1.2-Meter-Teleskop, der Schmidt-Spiegel und die 43 Meter hohe Kuppel des 3.5-Meter-Teleskops. Im Hintergrund die Küste bei Almeria.

Meßgeräte entwickelt, Beobachtungsprogramme vorbereitet und die an den Teleskopen gewonnenen Daten ausgewertet. Ein wesentlicher Teil der Institutsarbeit ist dem Bau neuer Instrumente für die Teleskope gewidmet. (Kapitel III). Dazu ist das MPIA mit modernsten Feinwerk- und Elektronikwerkstätten ausgestattet. Die Forschung am Institut konzentriert sich auf den »klassischen« sichtbaren und auf den infraroten Spektralbereich.

Überdies engagiert sich das MPIA seit seiner Gründung in der extraterrestrischen Forschung. Insbesondere der damit verbundene frühzeitige Einstieg in die Infrarotastronomie war für gesamte spätere Entwicklung des Instituts von Bedeutung. Heute ist das MPIA wesentlich beteiligt an dem Projekt ISO (Infrared Space Observatory, Abbildung I.3) der Europäischen Weltraumbehörde ESA (Kapitel II.3): ISO-PHOT, eines von vier Meßinstrumenten auf ISO, entstand unter der Federführung des Instituts.

Von ganz wesentlicher Bedeutung sind auch Beteiligungen an internationalen Observatorien und Projekten. So arbeitet seit einigen Jahren an einem der größten Teleskope der Nordhalbkugel, dem britischen 3.9-Meter-Teleskop UKIRT (United Kingdom Infrared Telescope) auf Hawaii, die am MPIA gebaute IR-Kamera MAX (Mid-Infrared Array eXpandable) sowie ein zugehöriger Tip-tilt-Sekundärspiegel. Im Gegenzug erhalten die Heidelberger Astronomen einen festen Anteil der Beobachtungszeit an diesem Teleskop.

Für das zukünftig größte Observatorium der Erde, das Very Large Telescope der ESO auf dem Paranal in Chile (VLT, Abbildung I.4), entsteht unter der Federführung des MPIA die hochauflösende Infrarotkamera CONICA. Die Beteiligung an der Entwicklung und am Bau von MIDI, einem interferometrischen Instrument für das VLT, ist bereits beschlossen (Kapitel III). Weiterhin wird das MPIA ab dem Jahre 2002 am Large Binocular Telescope (LBT, Abbildung I.5), einem weiteren Teleskop der neuen Generation, maßgeblich beteiligt sein. Das LBT wird derzeit von einem amerikanisch-italienisch-deutschen Konsortium auf dem Mount Graham in Arizona, USA, gebaut. Es wird das leistungsfähigste Teleskop der Nordhalbkugel sein. Das MPIA wird gemeinsam mit dem MPI für extraterrestrische Physik in Garching, dem MPI für Radioastronomie in Bonn, dem Astrophysikalischen Institut Potsdam und der Landessternwarte Heidelberg zu voraussichtlich 25 Prozent an

den Kosten und der Nutzung des LBT beteiligt sein. Mit diesem breit gefächerten Instrumentarium wird das MPIA auch im 21. Jahrhundert einen wesentlichen Beitrag zur astronomischen Forschung leisten können.

Das MPIA verdankt seinem Standort in Heidelberg die Möglichkeit, in einem astronomisch besonders aktiven Umfeld zu wirken: Eine Zusammenarbeit mit der Landessternwarte, dem Astronomischen Rechen-Institut, dem Institut für Theoretische Astrophysik der Universität oder der Abteilung Kosmophysik des MPI für Kernphysik hat sich immer wieder in vielfältiger Weise ergeben. Besonders augenfällig und zielgerichtet findet sie in den langjährigen Sonderforschungsbereichen Nr. 328 (»Entwicklung von Galaxien«, 1987–1998) und Nr. 1700 (»Galaxien im jungen Universum«, ab 1999) statt, an denen alle genannten Heidelberger Institute mit wesentlichen Teilen ihrer Kräfte beteiligt sind.

Zu den Aufgaben des Instituts gehört auch die Information einer breiten Öffentlichkeit über die Ergebnisse der astronomischen Forschung. So halten Mitglieder des Instituts Vorträge in Schulen, Volkshochschulen und Planetarien und treten, insbesondere anlässlich in der Öffentlichkeit stark beachteter astronomischer Ereignisse, auf Pressekonferenzen oder in Radio- und Fernsehsendungen auf. Zahlreiche Besuchergruppen kommen zum MPIA auf dem Königstuhl und zum Calar-Alto-Observatorium. Regelmäßig im Herbst findet seit 1976 in den Räumen des MPIA eine bei Physik- und Mathematiklehrern in Baden-Württemberg sehr beliebte einwöchige Lehrerfortbildung statt.

Das lebhafteste Interesse, mit dem die Bevölkerung in weitem Umkreis unsere Arbeit verfolgt, zeigte sich in dem überwältigenden Andrang beim »Tag der Offenen Tür« am 12. Oktober 1997: Insgesamt 12 500 Besucher kamen auf den Königstuhl, wobei allein die Enge der Zufahrtswege die Zahl der Besucher begrenzte. Schließlich wird am MPIA die 1962 von Hans Elsässer mitbegründete, monatlich erscheinende Zeitschrift *Sterne und Weltraum* herausgegeben. Die Zeitschrift wendet sich an das allgemeine Publikum und bietet sowohl den Fachastronomen als auch der großen Gemeinde der Amateurastronomen und interessierten Laien ein lebhaftes Forum.



Abb.I.3: Der Satellit ISO war 5.4 Meter hoch und wog 2.4 Tonnen. Teleskop und Blendensystem wurden durch Heliumgas, das aus einem mit 2300 Litern superflüssigem Helium verdampte, auf 1.8 Grad Kelvin gekühlt.

Wissenschaftliche Fragestellungen

Die zentrale Frage aller kosmologischen und astronomischen Forschung gilt der Entstehung und Entwicklung des Universums als Ganzes, sowie der Sterne und Galaxien, der Sonne und ihrer Planeten. An dieser Frage orientiert sich das Forschungsprogramm des MPIA. Im Bereich der galaktischen Forschung konzentriert sich das Institut auf die Entstehung von Sternen in großen interstellaren Wolken aus Gas und Staub. Im Bereich der extragalaktischen Astronomie liegt der Schwerpunkt auf der Frage nach der großräumigen Struktur des Kosmos, der Suche nach den Uralgalaxien und der Erforschung



aktiver Galaxien und Quasare. Dies sind ferne Sternsysteme mit einer enormen Strahlungsleistung. Unterstützt werden die beobachtenden Astronomen von einer Theoriegruppe, die in aufwendigen Computersimulationen Vorgänge nachvollzieht, die sich im Universum über zehntausende oder Millionen von Jahren erstrecken. So kommt es am MPIA zu einer fruchtbaren Synthese von Beobachtung und Theorie.

Galaktische Forschung

Ein wichtiges Thema der galaktischen Forschung am MPIA ist die Sternentstehung. Die allerersten Phasen dieses Vorgangs spielen sich im Inneren der Staubwolken ab und bleiben somit im sichtbaren Licht unsehbar. Infrarotstrahlung vermag jedoch den Staub zu durchdringen, weswegen sich die Frühstadien der Sternentstehung in diesem Wellenlängenbereich bevorzugt studieren lassen.

Der neu geborene Stern ist von einer dichten äquatorialen Staubscheibe umgeben, in der sich die Materie entweder zu weiteren Sternen oder auch zu Planeten verdichten kann. Nach wenigen Millionen Jahren löst sich schließlich die Scheibe auf. So stellen sich die Astronomen auch die Entstehung unseres Sonnensystems vor

Abb.I.4: Das im Aufbau befindliche Very Large Telescope der ESO auf dem Paranal, Ende 1997.

4.5 Milliarden Jahren vor. Empirische Evidenz für das tatsächliche Vorhandensein der protoplanetaren Scheiben begann sich in den achtziger Jahren, insbesondere dank zahlreicher Arbeiten am MPIA, verstärkt anzusammeln. Heute stehen am Institut folgende Fragestellungen im Vordergrund: Wieviele der jungen Sterne bilden um sich herum eine Scheibe und wie lange kann sie bestehen? Welche Faktoren entscheiden darüber, ob sich in einer solchen Staubscheibe entweder einer oder mehrere Sterne, oder aber Planeten bilden? In welchem Zeitraum lösen sich die Scheiben auf?

Ein interessantes Phänomen, das mit den Staubscheiben ursächlich zusammenhängt, sind gebündelte Gasstrahlen, die senkrecht zur Scheibe mit hoher Geschwindigkeit in den Weltraum hinausgeschleust werden. Diese sogenannten Jets, deren Ursache sich bislang nicht gänzlich klären ließ, gehören zu den bipolaren Strömungen, einem kurzlebigen aber grundlegenden Phänomen der Sternentstehung, das am MPIA seit Beginn der 80er Jahre intensiv und mit großem Erfolg studiert wird (Kapitel IV.1). In allen Fällen bildet die erwähnte äquatoriale Staubscheibe die Symmetrieebene zu den Strömungen

und hellen Gasnebeln. Wichtige Fragen, auf welche Astronomen des MPIA eine Antwort suchen, lauten: Wie werden die Teilchen beschleunigt? Wie lange dauert die bipolare Phase? Erzeugt jeder neu entstandene Stern solche Strömungen, und welche Rolle spielt dieses Phänomen bei der Entwicklung junger Sterne?

Auch die Spätstadien von Sternen werden am MPIA untersucht. Sterne, die wesentlich massereicher als die Sonne sind, explodieren am Ende ihres Lebens als Supernovae vom Typ II. Was passiert in den letzten zehntausend Jahren vor der Explosion? Heute kennen wir eine Klasse von Sternen, die sich vermutlich in diesem Prä-Supernovastadium befindet: die Leuchtkräftigen Blauen Veränderlichen. Offenbar stoßen auch sie bereits Teile ihrer äußeren Hülle ab und erzeugen um sich herum einen Gasnebel. Am MPIA wurde einer dieser Nebel untersucht – es fand sich darin eine bipolare Struktur, deren Ursache noch ungeklärt ist.

Extragalaktische Forschung

Ein Traum der Kosmologen ist es, bis in die Ära des Universums zurückblicken zu können, in der sich die ersten Galaxien gebildet haben. Die Uralgalaxien sind jedoch so weit entfernt und infolgedessen so licht-

schwach, daß sie bislang nicht entdeckt werden konnten. Um dieses Ziel zu erreichen, müssen die Astronomen mit empfindlichen Detektoren an die Grenzen der leistungsfähigsten Teleskope gehen und ausgetüftelte Suchstrategien entwickeln. Auf dem Calar Alto läuft am 3.5-Meter-Teleskop seit Mitte der neunziger Jahre das Beobachtungsprogramm CADIS (Calar Alto Deep Imaging Survey), mit dem nach den ersten Galaxien im Universum gesucht wird (Kapitel II.2). Das Programm ist auf mindestens fünf Jahre angelegt und bildet derzeit ein Schlüsselprojekt des MPIA.

Eng verknüpft mit der Frage nach der Entwicklung der Galaxien ist auch jene nach der Natur der Quasare. Dies sind kompakte Regionen in den Zentren einiger Galaxien. Aus einem Gebiet, das wahrscheinlich nicht wesentlich größer als unser Planetensystem ist, können sie einige zehntausendmal mehr Energie abstrahlen als alle Sterne der umgebenden Galaxie zusammen. Nach der heute gängigen Theorie befindet sich im Zentrum eines Quasars ein massereiches Schwarzes Loch, das umgebende Materie aufsaugt, wobei die beobachtete Strahlung frei wird. Die Untersuchung der Quasare und der Galaxien, in deren Zentren sie stehen (Muttergalaxien), zählt schon seit Jahren zu den Arbeitsgebieten des MPIA.

Einen weiteren Schwerpunkt der extragalaktischen Forschung am MPIA bildet die Untersuchung der Jets von Galaxien, eines Phänomens, das bemerkenswerte Ähnlichkeiten mit den bipolaren Strömungen bei Sternen aufweist – allerdings in wesentlich größerem Maßstab. Hier gehen von einer zentralen Quelle, einem Quasar oder einer Radiogalaxie, ein oder zwei gebündelte Teilchenstrahlen aus, die in großen Wolken, sogenannten Lobes, enden und dort verwirbeln. Im Inneren der Jets bewegen sich elektrisch geladene Teilchen, Elektronen und eventuell Positronen, in starken Magnetfeldern nahezu mit Lichtgeschwindigkeit. Das MPIA leistet hier seit den achtziger Jahren wesentliche Beiträge zu der nach wie vor nicht abschließend geklärten Frage, auf welche Weise die Teilchen im Jet beschleunigt werden (Kapitel IV.2).

Auch mit normalen Spiralgalaxien, wie es unser Milchstraßensystem ist, beschäftigen sich Forscher des MPIA. Die Spiralarme spielen für die Entstehung der Sterne und damit für die Entwicklung der Galaxien eine entscheidende Rolle. Viele grundlegende Aspekte dieses Phänomens sind indes noch unverstanden. Wie entstehen die Spiralarme, und wie lange bleiben sie stabil? Einige Spiralgalaxien, wahrscheinlich auch unsere Milchstraße, besitzen überdies eine balkenförmige Struktur, die durch das Zentralgebiet läuft und an deren Enden die Spiralarme ansetzen. Unter welchen Bedingungen entstehen die Balken, und warum bilden sie sich nicht in allen Spiralgalaxien? Am MPIA werden diese Fragen mit Hilfe von Computermodellen untersucht, die zur Interpretation der Beobachtungen dienen (Kapitel IV.2).

Die Spiralstruktur ist zwar das auffälligste Merkmal der Spiralgalaxien, aber seit Mitte der siebziger Jahre

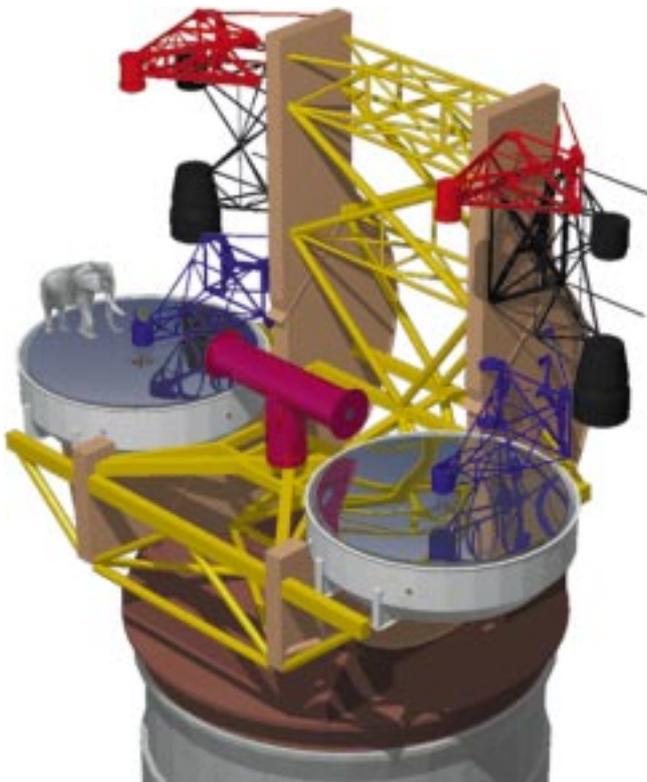


Abb.1.5: Entwicklungszeichnung des Large Binocular Telescope. Es wird zwei Primärspiegel von 8.4 Metern Durchmesser tragen, deren Strahlengänge zur Interferenz gebracht werden können. Der ausgewachsene Elefant dient zum Größenvergleich.

wurde immer deutlicher, daß es neben den leuchtenden Sternen und der interstellaren Materie auch eine dunkle Komponente gibt, die möglicherweise zehnmal soviel zur Gesamtmasse der Spiralgalaxien beiträgt, wie die Sterne und das interstellare Medium. Diese Dunkle Materie macht sich allein durch ihre Schwerkraftwirkung bemerkbar. Heutigen Modellen zufolge soll sie sich in einem ausgedehnten Halo befinden, der die Galaxie kugelförmig umgibt.

Das Rätsel der Dunklen Materie stellt heute ein zentrales Thema der Astrophysik dar. Mit der Infrarotkamera MAGIC läuft am 2.2-Meter-Teleskop auf dem Calar Alto ein Programm zur Suche nach extrem schwach leuchtenden Himmelskörpern in den Halos von Spiralgalaxien. Gleichzeitig führt die Theoriegruppe des MPIA numerische Rechnungen durch, die über die räumliche Verteilung und die Natur der Dunklen Materie Aufschluß geben können (Kapitel IV.2).

Das Sonnensystem

Das Sonnensystem gehört nicht zu den am MPIA vorrangig behandelten Themen. Lediglich das Zodiakallicht war seit Anbeginn Gegenstand detaillierter Studien. Das Zodiakallicht rührt von einer feinen Staubkomponente her, die im gesamten Planetensystem verteilt ist. Mit ISOPHOT ließ sich dieser interplanetare Staub nun erstmals bei Wellenlängen um 200 μm untersuchen. Hieraus lassen sich Aufschlüsse über die Zusammensetzung und Größe dieser Partikel ziehen.

Bei bedeutenden aktuellen Ereignissen innerhalb des Sonnensystems haben die Teleskope auf dem Calar Alto jedoch immer wieder ihre Leistungsfähigkeit unter Beweis stellen können. Im Jahr 1997 war es der Komet Hale-Bopp, der in der Öffentlichkeit für viel Aufsehen sorgte. Mit dem Schmidt-Teleskop auf dem Calar Alto konnten detailreiche Aufnahmen gewonnen werden (Kapitel IV.3), die das seltene Phänomen der Striae zeigten.

II Highlights

II.1 ALFA – Die Atmosphäre wird überlistet

Das Funkeln der Sterne – für Poeten ein Quell der Inspiration, für Astronomen eine gravierende Beeinträchtigung ihrer Beobachtungen. Verursacht wird das Blinken durch Turbulenzen in der Atmosphäre. Sie verhindern, daß erdgebundene große Teleskope so scharfe Bilder liefern wie es theoretisch möglich wäre. Ein Ausweg aus diesem Dilemma ist der Einsatz von Weltraumteleskopen, wie etwa Hubble. Observatorien in der Erdumlaufbahn sind aber teure und sehr schwer handhabbare Systeme.

Seit Beginn der achtziger Jahre wird eine Technik entwickelt, die es ermöglicht, die durch Turbulenzen verursachten Bildverzerrungen, im astronomischen Fachjargon Seeing genannt, bereits während der Beobachtung zu korrigieren. Diese Methode der sogenannten adaptiven Optik wird bei den Großteleskopen der neuen Generation, wie dem Very Large Telescope (VLT), oder dem Large Binocular Telescope (LBT, vgl. Kapitel III.1), von entscheidender Bedeutung sein. Auch die Interferometrie, wie sie mit dem VLT, den Keck-Teleskopen oder dem LBT betrieben werden soll, wird entscheidend von der adaptiven Optik profitieren. Sie bringt mehr Licht zur Interferenz und ermöglicht so die Beobachtung lichtschwächerer Objekte.

Astronomen und Techniker am MPIA haben in Zusammenarbeit mit Kollegen am MPI für extraterrestrische Physik in Garching ein adaptives optisches System für den Einsatz am Calar-Alto-Observatorium entwickelt und gebaut. Darüber hinaus wurde ein Lasersystem eingerichtet, das am Nachthimmel einen »künstlichen Stern« erzeugt. Er dient der adaptiven Optik während der Bildkorrektur als heller Vergleichssterne. Mit diesem ALFA genannten System, das Ende 1997 erstmals erfolgreich getestet wurde, steht das MPIA an vorderster Front der Forschung: Weltweit gibt es derzeit im astronomischen Bereich nur zwei weitere Instrumente dieser Art.

Das Prinzip der adaptiven Optik

Theoretisch hängt die Auflösung eines Teleskops, also seine Fähigkeit, zwei nahe beieinanderstehende Objekte noch getrennt abzubilden, ausschließlich vom Durchmesser des Hauptspiegels und der Wellenlänge des Lichts ab. Im sichtbaren Bereich (Wellenlänge etwa 550 nm) besitzt ein 3.5-Meter-Teleskop ein theoretisches

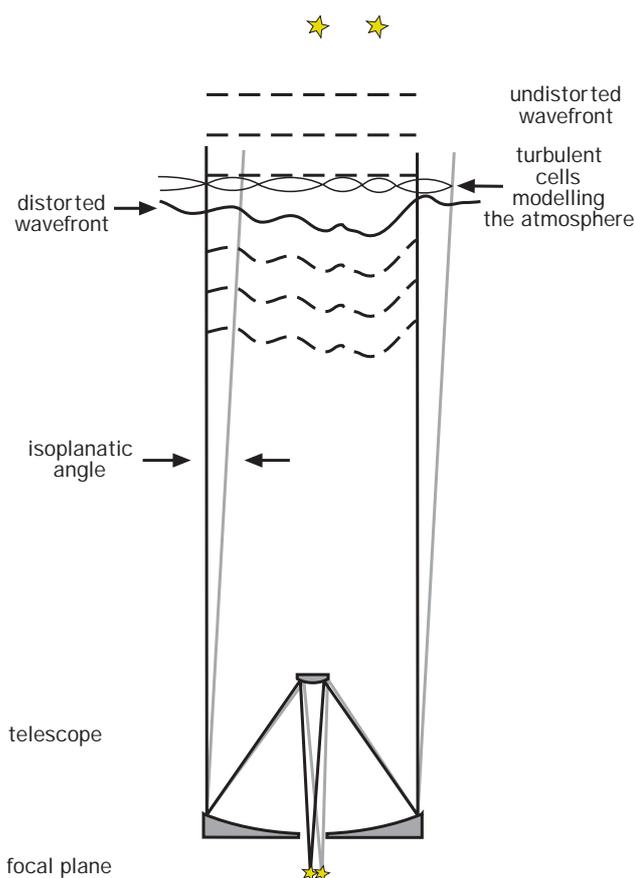


Abb.II.1: Zur Veranschaulichung der Deformation der ebenen Welle des Sternenlichts durch die turbulente Atmosphäre.

Auflösungsvermögen, auch Beugungsgrenze genannt, von 0.04 Bogensekunden, bei $2.2 \mu\text{m}$ ist es mit 0.16 Bogensekunden viermal geringer. In der Praxis verschmiert die Luftunruhe die Aufnahme jedoch so stark, daß die Auflösung typischerweise nur noch eine Bogensekunde beträgt. Das heißt, jedes erdgebundene Großteleskop, auch wenn es noch so groß ist, erreicht lediglich eine Auflösung, die bereits ein 15-Zentimeter-Teleskop aufweist!

Das Licht eines Sterns kann man sich als Kugelwelle vorstellen, die sich mit Lichtgeschwindigkeit im Weltall ausbreitet. Trifft eine solche Welle auf die Erdatmosphäre, so ist sie, wegen der großen Entfernung zur Quelle, nahezu perfekt eben (Abbildung II.1). Beim Durchgang durch die verschiedenen Luftschichten

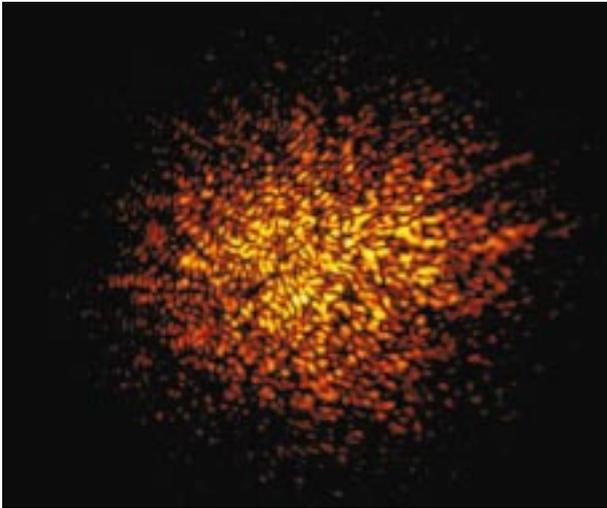


Abb. II.2: Turbulenzen in der Atmosphäre bewirken, daß das Bild eines Sterns in viele zufällig verteilte Einzelbilder (Speckles) aufgespalten wird. Bei längeren Belichtungen werden die Speckles aufsummiert: Das Bild des Sterns wird zu einer Scheibe mit durchschnittlich einer Bogensekunde Durchmesser verschmiert.

erfährt diese Welle jedoch räumlich und zeitlich veränderliche Störungen. Warme Luftschichten steigen auf, kalte sinken ab. Es bilden sich »Luftblasen« oder Zellen mit einer typischen Ausdehnung von 10 bis 20 Zentimetern und unterschiedlichen Temperaturen, die sich konvektiv mischen. Da der Brechungsindex der Luft temperaturabhängig ist, ändert sich die optische Weglänge und die Ausbreitungsrichtung des Lichts beim Durchgang durch die turbulente Atmosphäre ständig. Die Luftzellen wirken wie umherwabernde optische Linsen.

Die ursprünglich ebene Welle wird beim Durchgang durch die turbulente Atmosphäre verformt, ähnlich wie ein Tuch im Wind, so daß sie bei der Ankunft im Teleskop »Berge und Täler« mit einer Höhe von einigen Mikrometern aufweist. Diese Beeinflussung der Wellenfront durch die atmosphärische Turbulenzen hat zwei Folgen. Zum einen wird die Abbildung eines Sterns in viele kleine Bilder, sogenannte Speckles, aufgespalten (Abbildung II.2). Die Zahl der Speckles entspricht etwa der Gesamtzahl der Turbulenzzellen, die das Licht durchquert hat. Die Speckles verteilen sich auf ein kreisförmiges Gebiet mit einem Durchmesser von etwa einer Bogensekunde und tanzen darin, entsprechend der turbulenten Bewegung, in Bruchteilen von Sekunden hin und her. Zum anderen wandert der gesamte Specklehaufen langsam hin und her. Die Überlagerung dieser beiden Effekte führt bei länger belichteten Aufnahmen, statt zu der theoretisch erwarteten Beugungsfigur, zu einem verwischten »Seeing-Scheibchen«.

Im Prinzip läßt sich die Wanderbewegung des Flecks kompensieren und die »verbogene« Welle wieder geradebiegen, indem man das Licht auf einen Spiegel leitet,

der genau das entgegengesetzte Muster der Welle aufweist. Nach der Reflexion sollte die Welle dann wieder eben sein und auf dem Detektor das unverzerrte, beugungsbegrenzte Bild ergeben.

Um dieses Vorhaben in die Realität umzusetzen, ist es also nötig, die aktuelle Verzerrung der Wellenfront zu bestimmen und den Spiegel dementsprechend zu verformen. Den Spiegel bezeichnet man als adaptiv, da er sich ständig der Form der Wellenfront anpaßt.

In der Praxis sieht ein adaptives System etwa wie folgt aus (Abbildung II.3): Die vom Teleskop kommende Lichtwelle wird an einem Strahlteiler in zwei Teilstrahlen aufgespalten. Während die eine Teilwelle auf den adaptiven Spiegel fällt und von dort in die Kamera eintritt, gelangt die andere zu einem sogenannten Wellenfrontsensor. Dieser analysiert die Form der Welle und gibt diese Information an einen Computer weiter. Der Computer rechnet damit aus, wie die Oberfläche des adaptiven Spiegels verbogen werden muß, um die Form der anderen Teilwelle zu korrigieren. (Bei ALFA fällt die Welle zunächst auf den deformierbaren Spiegel und gelangt erst dann in den Strahlteiler.)

Voraussetzung für das Funktionieren dieses Verfahrens ist, daß der Spiegel so schnell adaptiert werden kann, daß die eintreffenden Wellenzüge zum Zeitpunkt der Korrektur nicht bereits anders deformiert sind als der gerade analysierte Wellenzug. Die Theorie zeigt, daß im sichtbaren Bereich etwa 200 Korrekturschritte pro Sekunde nötig sind, im mittleren Infrarotbereich (bei zehn Mikrometern Wellenlänge) hingegen nur etwa zehn.

Die absolute Verformung der Wellenfront hängt zum Glück nicht von der Wellenlänge ab. Bezogen auf die Wellenlänge selbst, bei der beobachtet wird, ergeben sich aber völlig verschiedene relative Verformungen. Im mittleren Infrarotbereich, bei Wellenlängen um zehn Mikrometer, macht die Verformung der Wellenfront lediglich 30 bis 60 Prozent der Wellenlänge aus. Im sichtbaren Bereich aber entspricht die Störung bereits rund der zehnfachen Wellenlänge. Deshalb muß der adaptive Spiegel im sichtbaren Wellenlängenbereich der Wellenfront wesentlich genauer angepaßt werden als im Infrarotbereich.

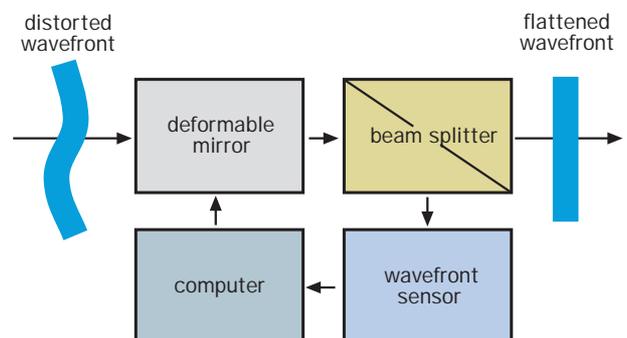


Abb. II.3: Prinzip der adaptiven Optik.

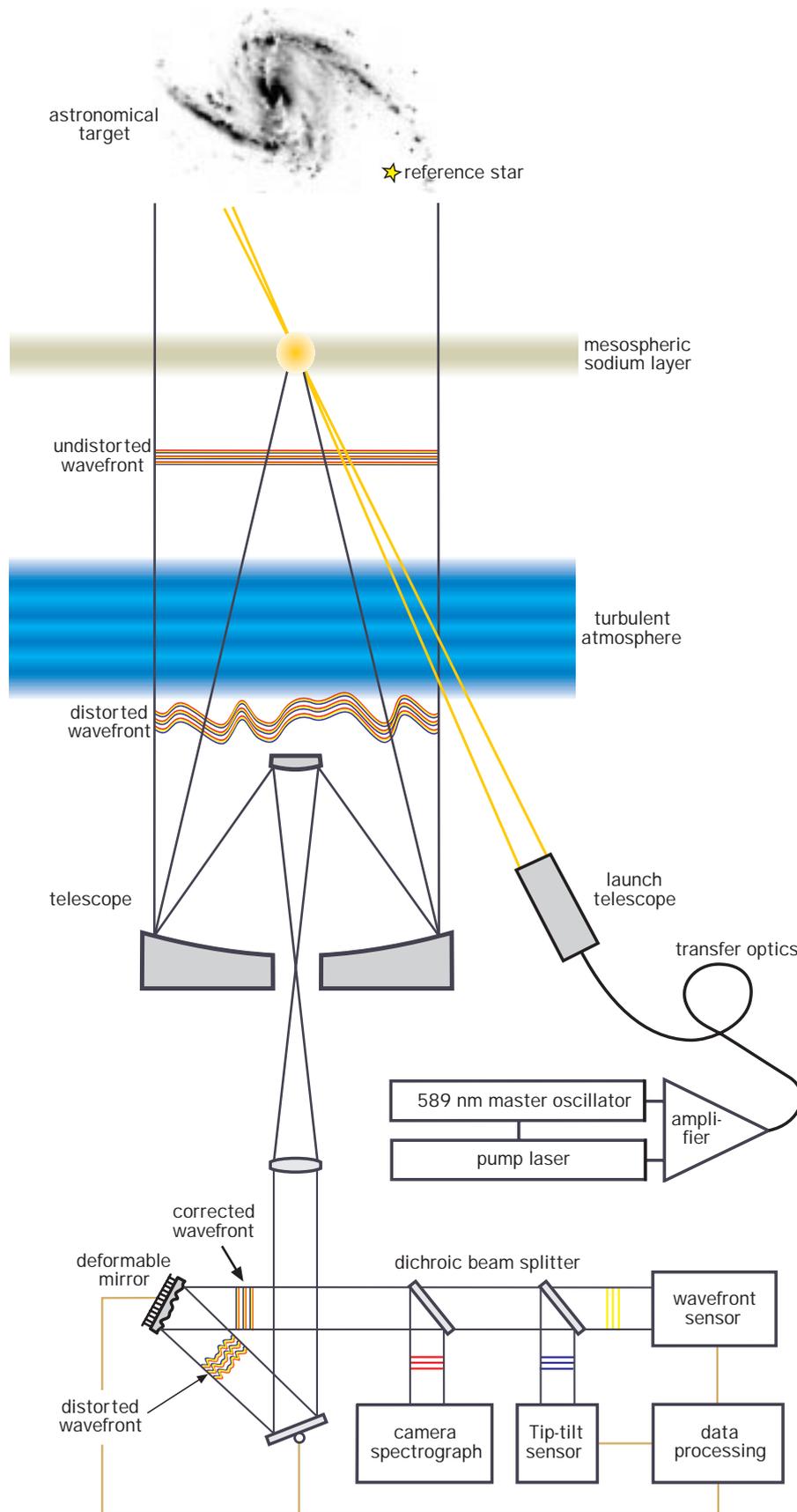


Abb.II.4: Prinzip der adaptiven Optik bei ALFA mit Laserleitstern.

Es ist ersichtlich, daß die Anforderungen an die adaptive Optik generell zu kürzeren Wellenlängen hin enorm ansteigen. Aus diesem Grunde sind solche Systeme derzeit nur im Infrarotbereich bis herunter zu etwa einem Mikrometer Wellenlänge realisierbar.

ALFA am Calar-Alto-Observatorium

Ein adaptives System erfordert also drei Hauptkomponenten: Einen Wellenfrontsensor, einen schnellen Computer und einen adaptiven Spiegel. Grundsätzlich

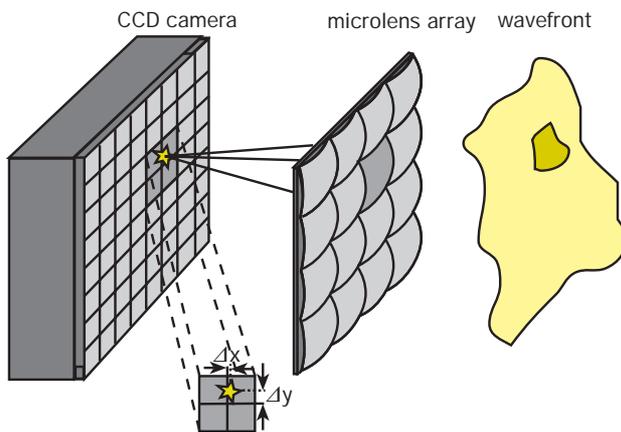


Abb.II.5: Prinzip des Shack-Hartmann-Wellenfrontsensors, in dem ein Linsen-Array das Bild eines Sternbild auf ein CCD abbildet.

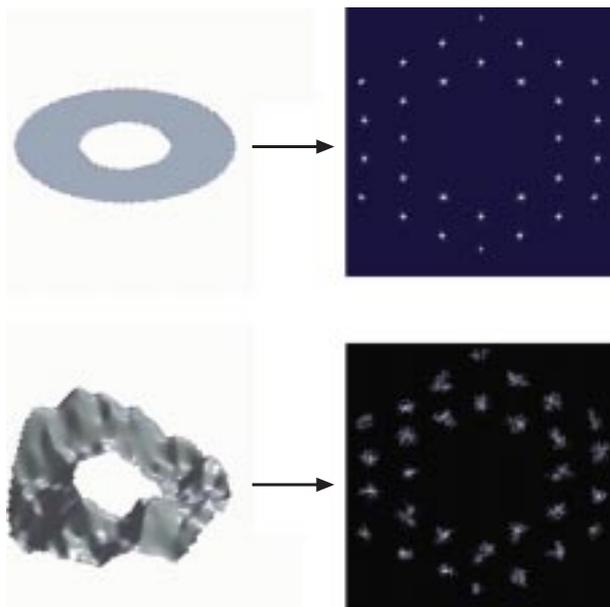


Abb.II.6: Eine Computersimulation zeigt, wie das Linsen-Array im Shack-Hartmann-Wellenfrontsensor unterschiedliche Bildmuster erzeugt. Eine ebene Welle (links) führt zu einem gleichmäßigen Muster, eine gestörte Wellenfront hat ein verzerrtes Muster zur Folge. Aus dem abgebildeten Muster läßt sich die Form der Wellenfrontverbiegung rekonstruieren.

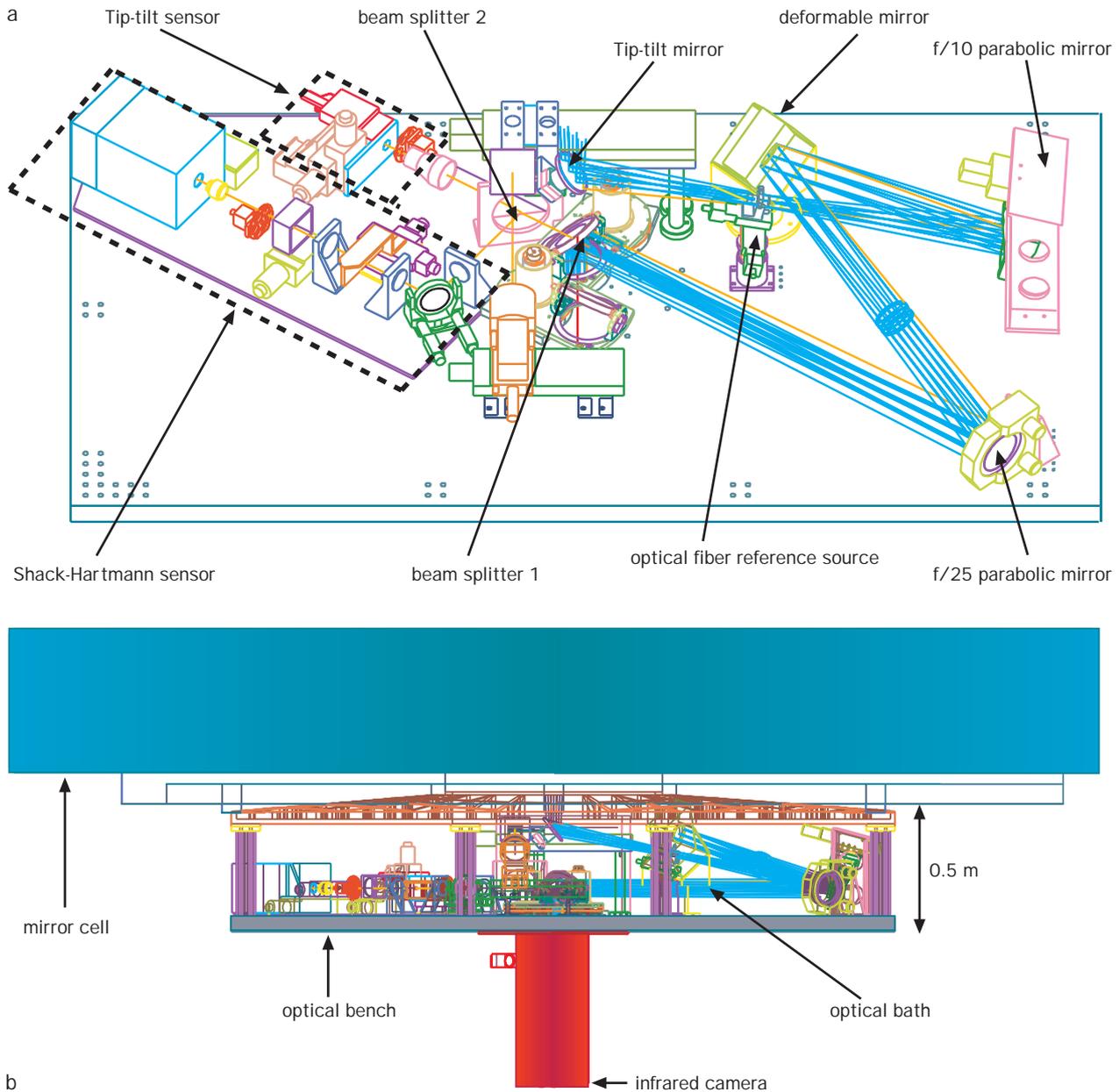
gibt es für die optischen Komponenten verschiedene Realisierungsmöglichkeiten. ALFA wurde für das nahe Infrarot um zwei Mikrometer Wellenlänge konzipiert und arbeitet in zwei Schritten (Abbildung II.4). Zunächst gleicht ein Kippspiegel (Tip-tilt-Spiegel) die Wanderbewegung des Speckle-Flecks aus, anschließend korrigiert der deformierbare Spiegel die Form der Wellenfront. Beide Spiegel benötigen einen Sensor, der in schneller zeitlicher Folge die Sternabbildung analysiert und die Meßdaten an einen Steuercomputer weiterleitet.

Vom Teleskop kommend trifft das Lichtbündel auf einen Strahlteiler, der den sichtbaren Anteil des Lichts in eine Kamera lenkt. Sie registriert 30 bis 100 mal pro Sekunde die Bildposition und leitet die Information an den Computer weiter. Der Infrarotanteil des Lichts gelangt auf den um zwei senkrecht zueinander stehende Achsen (tip und tilt) schwenkbaren Tip-tilt-Spiegel. Der Computer steuert den Spiegel nun genau so, daß das vom Stern entworfene Bild stillsteht. Allein mit diesem Tip-tilt-System läßt sich bei zwei Mikrometern Wellenlänge die Auflösung um 0.3 Bogensekunden verbessern. Es liefert jedoch noch keine beugungsbegrenzten Bilder. Hierfür ist die zweite Korrektur am deformierbaren adaptiven Spiegel nötig.

Als adaptiver Spiegel wurde für ALFA unter verschiedenen Möglichkeiten ein sogenannter Piezospiegel gewählt. Er besteht aus einer zwei Millimeter dünnen reflektierend beschichteten Glasplatte, auf deren Rückseite sogenannte Piezoaktuatoren angebracht sind. Das sind im wesentlichen Piezokristalle, welche sich bei Anlegen einer elektrischen Spannung ausdehnen oder zusammenziehen. Sie eignen sich daher ideal als kleine und schnelle Stellemente. In ALFA hat der adaptive Spiegel 70 Millimeter Durchmesser und ist mit 97 Piezoaktuatoren bestückt, die ihn im Bereich der Berührungspunkte verbiegen. Er wird mit einer Frequenz von maximal 1200 Hertz betrieben.

Die Information darüber, welche Form der adaptive Spiegel jeweils annehmen muß, liefert der Wellenfrontanalysator, dem ein Teil des vom Teleskop gesammelten Lichts zugeführt wird. Für ALFA wurde ein sogenannter Shack-Hartmann-Sensor gewählt. Er besteht im wesentlichen aus einem rechteckig oder hexagonal angeordneten Linsenraster, das einer CCD-Kamera Abbildet des Sterns liefert (Abbildung II.5). Im Falle einer idealen ebenen Welle entspricht das Abbildungsmuster der symmetrischen Anordnung der Linsen. Die reale verbogene Wellenfront aber erzeugt ein entsprechend verzerrtes Raster (Abbildung II.6). Ein Computer, der die CCD-Kamera ausliest, errechnet aus der aktuellen Form des Rasterbildes die Form der Wellenfront und steuert die Piezoaktuatoren des adaptiven Spiegels so an, daß bei der Reflexion an diesem Spiegel die verbogene Welle gebnet wird. Jetzt kann das adaptiv korrigierte Bild in die astronomische Kamera gelangen.

ALFA verlängert aus verschiedenen Gründen die effektive Brennweite des Teleskops. So wird am 3.5-



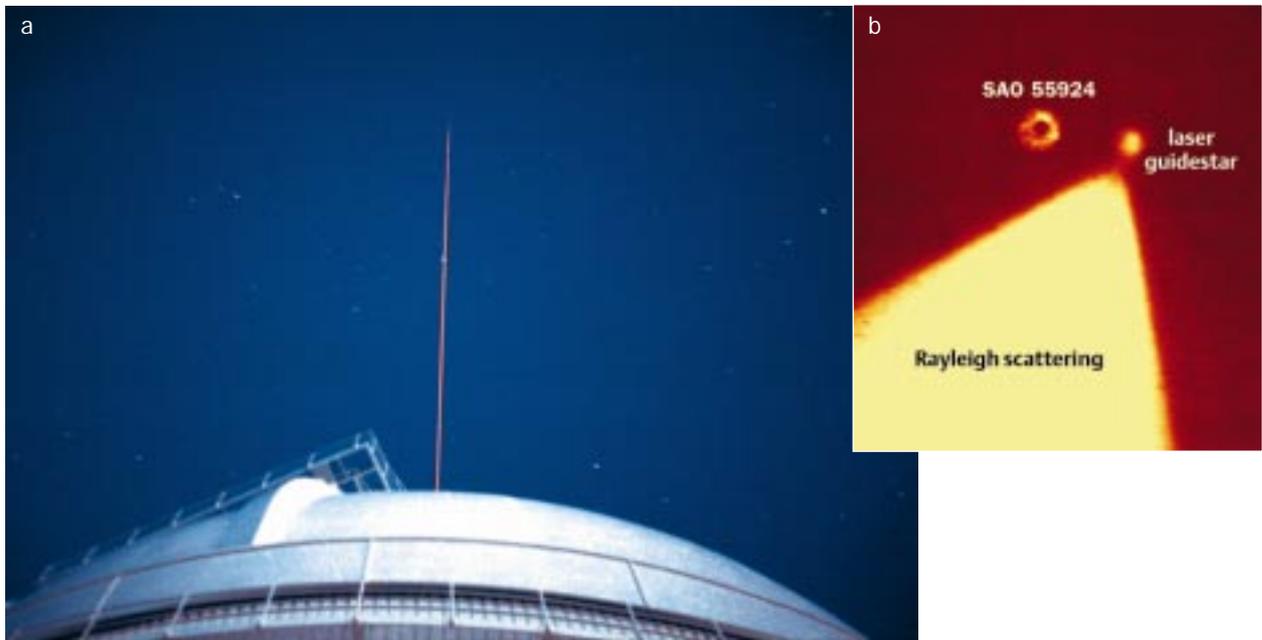
Meter-Teleskop aus dem Öffnungsverhältnis $f/10$ ein Öffnungsverhältnis $f/25$. Das gesamte Gerät wird an der Spiegelzelle des Hauptspiegels im Cassegrain-Fokus montiert und paßt in eine Kiste mit 2.70 Metern Länge, 1.5 Metern Breite und 50 Zentimetern Höhe (Abbildung II.7).

Der Laserleitstern

ALFA verfügt also über zwei Sensoren, welche die Sternabbildung analysieren. Der eine arbeitet in Verbindung mit dem Tip-tilt-Spiegel, der andere mit dem adaptiven Spiegel. Wegen der Lichtverluste im optischen System und der schnellen Auslesezeiten müssen die Leitsterne verhältnismäßig hell sein. Der Tip-tilt-

Abb.II.7: (a) Der optische Aufbau von ALFA, (b) Gesamtansicht von ALFA an der vier Meter durchmessenden Spiegelzelle des 3.5-Meter-Teleskops.

Sensor benötigt einen Stern 16. Größe, der Shack-Hartmann-Sensor aber bereits einen Stern 11. Größe. Ist der zu untersuchende Himmelskörper selbst zu lichtschwach, um als Leitstern zu dienen, so muß man nach einem anderen Stern suchen. Der darf am Himmel allerdings nicht sehr weit entfernt stehen, da sein Licht dieselben Luftturbulenzen durchlaufen haben muß wie das Licht des zu beobachtenden Objekts. Beim Tip-tilt-System und dem Shack-Hartmann-Sensor sind bis zu 30 Bogensekunden Abstand tolerierbar. In diesem Bereich wird sich jedoch ein Stern mindestens 11. Größe in nur



ein bis zwei Prozent aller Fälle finden lassen. Aus diesem Grund erzeugt sich ALFA seinen eigenen Leitstern – mit einem Laser.

Da das Licht des Leitsterns dieselben Luftturbulenzen durchlaufen haben muß wie das zu beobachtende Himmelsobjekt, sollte der Laserleitstern in möglichst großer Höhe erzeugt werden. Hierzu eignet sich eine etwa zehn Kilometer dicke Schicht in ungefähr 90 Kilometern Höhe. Dort befinden sich Natriumatome in relativ hoher Konzentration. Sie werden durch Mikrometeorite in die Atmosphäre deponiert. Fokussiert man einen Laserstrahl auf diese Atmosphärenschicht, so regt er bei richtig gewählter Wellenlänge in einem zylinderförmigen Gebiet die Natriumatome zum Leuchten an. Vom Teleskop aus betrachtet, erscheint dieser Zylinder wie ein leuchtender Stern (Abbildung II.4).

Was im Prinzip einfach klingt, erweist sich in der Praxis doch als kompliziertes Unterfangen. Als optimal für dieses Vorhaben hat sich die sogenannte D2-Linie des Natriums im sichtbaren Bereich bei einer Wellenlänge von 589 nm erwiesen. Allerdings ist der Laserleitstern keineswegs immer gleich hell. Denn die Konzentration der Natriumatome in der Schicht schwankt sowohl kurzfristig als auch im jahreszeitlichen Zyklus. Hierdurch kann die Helligkeit um einen Faktor zwei variieren, in Extremfällen sogar noch stärker. Zusätzlich ist die Intensität vom Zenitabstand der Beobachtungsrichtung abhängig.

Kritisch ist auch die in der Natriumschicht deponierte Strahlungsleistung. Zunächst nimmt die Helligkeit des künstlichen Sterns mit zunehmender Laserleistung zu, dann geht sie jedoch bei einer bestimmten maximalen Leistung in Sättigung – der Stern wird bei einer weiteren Erhöhung der Laserleistung nicht heller. Wesentlich sind auch die Laserbandbreite und die Frage, ob man einen

Abp.11.8: (a) Der Laserstrahl tritt aus der Kuppel des 3.5-Meter-Teleskops aus. (b) Am Himmel leuchtet in 90 Kilometern Höhe ein künstlicher Stern auf. Der neben dem Laserleitstern praktisch unendlich weit entfernt stehende Stern SAO 55924 ist defokussiert. Der Rayleigh-Kegel entsteht durch Streuung des Laserlichts in den niedrigen Schichten der Atmosphäre.

gepulsten oder einen Dauerstrichlaser einsetzt. Selbst die Polarisationsart des Laserlichts spielt eine Rolle.

Nach zahlreichen Versuchen entschied man sich bei ALFA für einen durchstimmbaren Farbstoff-Ringlaser im Dauerstrichbetrieb. Der Laserstrahl hat knapp vier Watt Leistung und erzeugt in 90 Kilometern Höhe einen »Stern« zehnter. Größe (Abbildung II.8). Das Lasersystem befindet sich im Coudé-Labor des 3.5-Meter-Teleskops, von wo aus der Strahl entgegen der normalen »Beobachtungsrichtung« durch den Coudé-Strahlengang nach außen geführt wird. Bevor der Strahl den Hauptspiegel erreicht, wird er über einen Spiegel zu einem seitlich an der Spiegelzelle angebrachten 50-Zentimeter-Projektionsteleskop ausgelenkt. Insgesamt befinden sich zehn Spiegel im Laserstrahlengang, die meisten von ihnen steuerbar. Dies ermöglicht eine aktive Nachführung des Laserstrahls.

ALFA im Einsatz

Im Oktober 1996 wurde ALFA zusammen mit der Infrarotkamera MAGIC am 3.5-Meter-Teleskop auf dem Calar Alto erstmals getestet. Hierbei konnte der Doppelstern 72 Pegasi, dessen Komponenten einen gegenseitigen Abstand von 0.53 Bogensekunden haben,

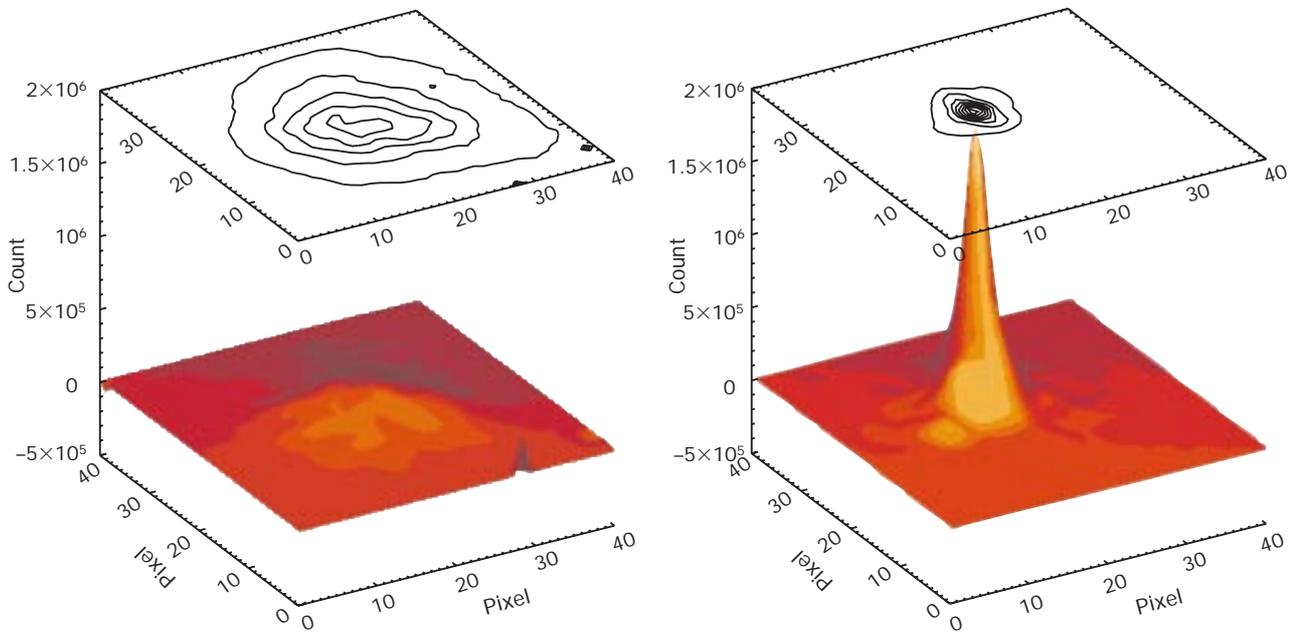


Abb.II.9: Der Stern 14 Peg, aufgenommen im Juli 1997 mit dem 3.5-Meter-Teleskop bei 2.2 mm Wellenlänge. Unkorrigiert (links) besitzt das Sternbild einen Durchmesser (full width half maximum) von 0.85 Bogensekunden, mit ALFA konnte die Auflösung auf 0.2 Bogensekunden gesteigert werden (rechts).

eindeutig getrennt werden. Die Profile der Sternbilder zeigten eine Breite von 0.15 Bogensekunden, was nahezu der Beugungsgrenze von 0.12 Bogensekunden bei 2.2 Mikrometer Wellenlänge entspricht. Der Stern 72 Pegasi ist so hell, daß er selbst für die Wellenfrontanalyse im Shack-Hartmann-Sensor verwendet werden konnte.

Im Laufe des Jahres 1997 ließen sich bei 2.2 μm weitere nahezu beugungsbegrenzte Aufnahmen erzielen

(Abbildung II.9). Der künstliche Stern erreichte am Himmel eine Halbwertsbreite von drei Bogensekunden und entsprach damit fast der Erwartung von zwei Bogensekunden. Er war etwa so hell wie ein Stern 10. Größe, also mit bloßem Auge nicht erkennbar. Die Empfindlichkeit des Wellenfrontsensors wurde im Laufe des Jahres um mehr als zwei Größenklassen auf 12.3 mag gesteigert. Ein neuer, empfindlicherer Tip-tilt-Sensor arbeitet jetzt bis 14.5 mag; es ist geplant, die Empfindlichkeit bis 15.5 mag zu steigern.

Seit September 1997 arbeitet ALFA zusammen mit der neuen leistungsstarken Infrarotkamera OMEGA-Cass (Kapitel III). Ab Mai 1998 steht ALFA mit OMEGA-Cass allen Astronomen auf dem Calar Alto zum Beobachten zur Verfügung.

II.2 CADIS – Auf der Suche nach den Urgalaxien

Die größte Umwälzung in unserem Weltbild seit Kopernikus fand in der ersten Hälfte dieses Jahrhunderts statt. Edwin Hubble entdeckte die Galaxienflucht und verhalf damit der Theorie Georges Lemaîtres zum Durchbruch, wonach das Universum in einem heißen Urknall entstanden ist. Heute bildet die Urknalltheorie das Fundament der modernen Kosmologie. Sie impliziert die Vorstellung, daß die Welt einen zeitlichen Anfang besitzt und sich entwickelt. Im Rahmen dieses Weltmodells stehen Fragen nach der Entstehung und Entwicklung der Galaxien im Zentrum der kosmologischen Forschung.

Moderne Untersuchungen weisen darauf hin, daß sich bereits eine Milliarde Jahre nach dem Urknall riesige Gaswolken unter dem Einfluß der Schwerkraft zusammenzogen und die ersten Galaxien bildeten. Mehrere Beobachtungsprogramme, die Urgalaxien zu entdecken, sind bislang an falschen Strategien und unzureichender Instrumentierung gescheitert. Viele Fragen sind deshalb noch offen. So ist unklar, ob sich die heutigen großen Galaxien als ganzes aus einer Wolke bildeten, oder ob zunächst kleinere Protogalaxien entstanden, die sich später zu großen Galaxien zusammenfanden (Baustein-Szenario). Wie ging die Entwicklung weiter? Bildeten sich erst die Galaxien und fanden sich diese im Laufe von Jahrmilliarden zu den großen Galaxienhaufen zusammen (Bottom-up-Modell)? Oder zogen sich zunächst Gaswolken von der Größenordnung der Galaxienhaufen als Ganzes zusammen und zerfielen später in kleinere Fragmente, aus denen sich dann die Galaxien bildeten (Top-down-Modell)?

Um jene Vorgänge zu beobachten, die mehr als zehn Milliarden Jahre zurückliegen, müssen die Astronomen heute an die Grenzen der leistungsfähigsten Teleskope und empfindlichsten Detektoren gehen und ausgetüftelte Strategien entwickeln. Auf dem Calar Alto läuft am 2.2- und 3.5-Meter-Teleskop seit Mitte der neunziger Jahre das auf mindestens fünf Jahre angelegte, überaus anspruchsvolle Beobachtungsprogramm CADIS (Calar Alto Deep Imaging Survey), mit dem die Astronomen nach den ersten Galaxien im Universum suchen.

Aussicht auf Erfolg verspricht dieses Unternehmen aus mehreren Gründen:

- An beiden Teleskopen werden dem Projekt CADIS jeweils über zehn Prozent der jährlich verfügbaren Beobachtungszeit gewidmet.
- Der Einsatz neuer Fokalreduktoren am 2.2- und am 3.5-Meter-Teleskop vergrößerte das Bildfeld pro Aufnahme auf die ungewöhnliche Größe von 120 Quadratbogenminuten (Abbildung II.10).

- Mit dem Einsatz der neuen empfindlichen Kameras (Kapitel III) ließ sich die Effizienz der beiden größten Teleskope auf dem Calar Alto gewaltig steigern.
- Eine ausgefeilte Mehrfarbenphotometrie ermöglicht es, die große Zahl naher Galaxien einerseits und die wenigen verdächtigen Urgalaxien andererseits mit Hilfe von Computerprogrammen automatisch auszusortieren.

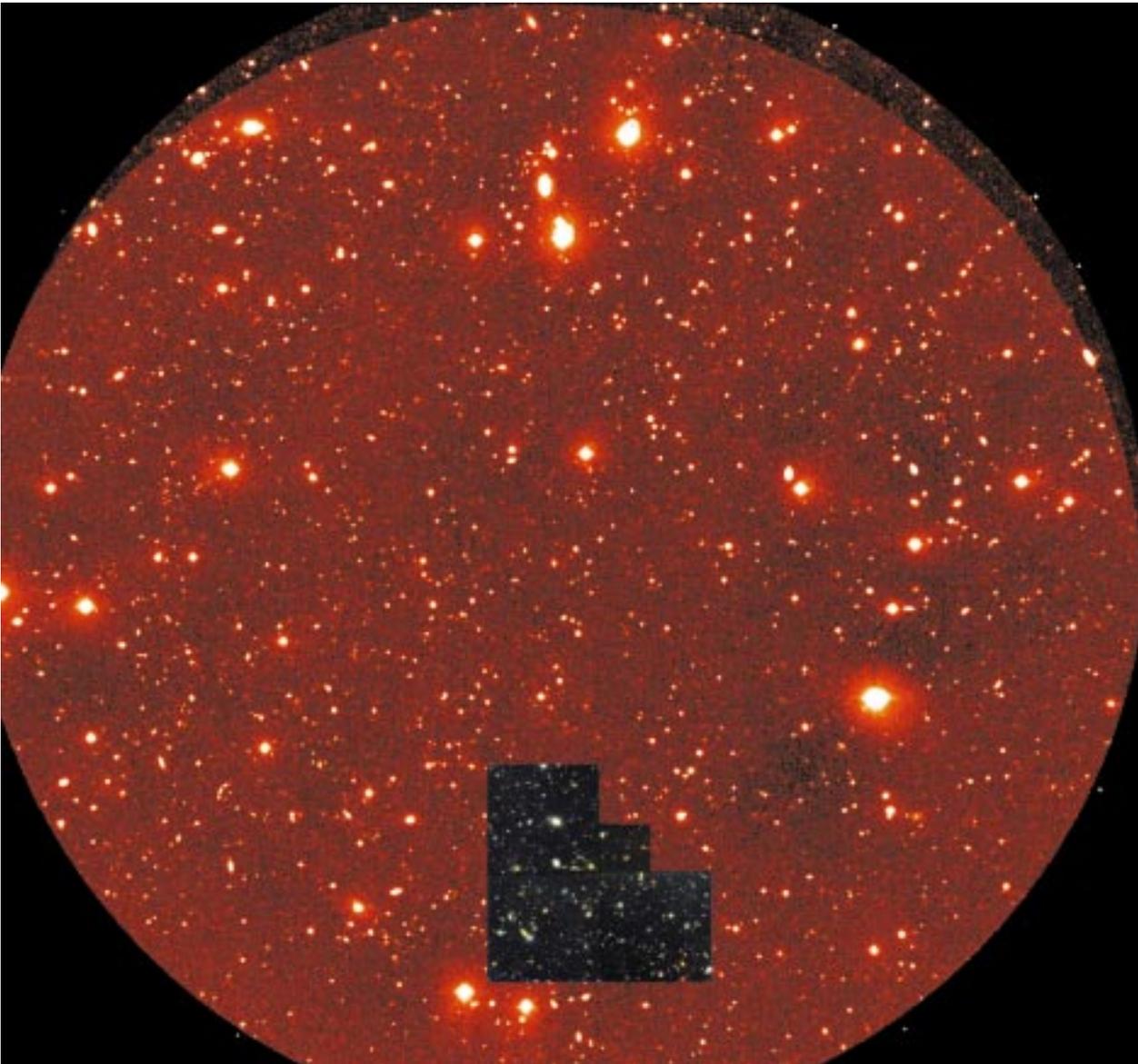
Mit CADIS arbeitet das MPIA an der vordersten Front der internationalen Forschung, wo es sich mit den größten Observatorien der Erde, wie dem Keck-Observatorium auf Hawaii, messen muß. Eine ideale Instrumentierung auf dem Calar Alto und eine zielgerichtete Nutzung der dortigen größten Teleskope ermöglichen jedoch Spitzenforschung auf höchstem Niveau und versprechen Aussicht auf Erfolg.

Hauptziel des Projektes ist der Nachweis von Galaxien in der Entstehungsphase bei Rotverschiebungen von $z = 4.7$, 5.7 und 6.6 . Dieser Rotverschiebungsbereich entspricht einem Zeitraum von 1.2 bis 1.8 Milliarden Jahre nach dem Urknall ($q_0 = 0.1$, $\Omega_0 = 0.2$), in dem sich wahrscheinlich die ersten Galaxien gebildet haben.

Die Strategie

Die Suchstrategie von CADIS beruht auf einfachen Grundannahmen. Nahe Galaxien mit hoher Sternentstehungsrate enthalten interstellares Gas, das teilweise auf einige tausend Grad aufgeheizt ist und charakteristische Emissionslinien abstrahlt. Die stärkste Emissionslinie des Wasserstoffs ist die sogenannte Lyman- α -Linie, die sich im UV-Bereich bei einer Wellenlänge von 122 nm befindet. Es liegt daher nahe, den Himmel durch ein Filter zu beobachten, das ausschließlich Licht der Lyman- α -Linie durchläßt (Abbildung II.11). Damit sollten sich auch sehr weit entfernte Galaxien vom Himmelshintergrund abheben. Zwei Probleme müssen dabei beachtet werden.

1) Das Spektrum der Urgalaxien ist zum langwelligen, roten Ende hin verschoben. Diese Rotverschiebung ist eine Folge der Expansion des Universums: Angenommen, ein Wasserstoffatom in einer Protogalaxie emittierte ein Lyman- α -Photon mit der Wellenlänge von 122 nm, das heute, etwa 13 Milliarden Jahre später, die Erde erreicht. Im Verlaufe dieser Zeit hat sich das Universum, genauer: der Raum selbst, etwa um einen Faktor sechs ausgedehnt. Entsprechend dieser Raumdehnung ist auch die Wellenlänge des Lyman- α -Lichtstrahls gestreckt worden. Wir empfangen ihn deshalb nicht im UV-



Bereich bei der ursprünglichen Wellenlänge $\lambda_0 = 122$ nm, sondern im roten Spektralbereich bei der Wellenlänge $\lambda_e = 732$ nm. Der Rotverschiebungsparameter ist definiert als $z = (\lambda_e - \lambda_0)/\lambda_0$. Die Raumausdehnung beträgt $R_e/R_0 = 1 + z$. Das heißt, die Lyman- α -Linie erscheint, abhängig von der Entfernung der Galaxien, an verschiedenen Stellen im Spektrum.

Für das CADIS-Projekt sind also Filter nötig, die in genau definierten Bereichen durchlässig sind. Die Astronomen am MPIA verwenden hierfür ein Fabry-Perot-Filter. Es besteht im wesentlichen aus zwei verspiegelten Glasplatten, die aufgrund von Vielfachreflexion und destruktiver bzw. konstruktiver Interferenz nur Licht einer speziellen Wellenlänge durchlassen, wobei der Durchlaßbereich vom gegenseitigen Abstand der Glasplatten abhängt. Der Durchlaßbereich läßt sich also durch Verändern des Abstandes einstellen.

Abb.II.10: Der Himmelsausschnitt, den die Weitwinkelkamera am 2.2-Meter-Teleskop erfaßt. Zum Vergleich ist das wesentlich kleinere sogenannte Hubble Deep Field des Hubble-Weltraumteleskops gezeigt. Das Deep Field ist eine extrem tiefe, Ende 1995 gewonnene Aufnahme.

2) Es gibt sehr viele mehr oder weniger nahe Zwerggalaxien, die allein aufgrund ihrer geringen Leuchtkraft wie sehr weit entfernte große Galaxien wirken. Das in ihnen enthaltene Gas kann ebenfalls intensive Linienstrahlung aussenden. Beispielsweise emittiert Wasserstoff neben der Lyman- α -Linie auch bei 656 nm ($H\alpha$) und 486 nm ($H\beta$); oder z.B. Sauerstoff emittiert bei 501 nm und 372 nm. Findet man nun eine Galaxie mit Emission bei 732 nm, so kann es sich entweder um Lyman- α -Emission bei $z = 5$ oder um $H\alpha$ -Emission bei $z = 0.1$ oder um $H\beta$ -Emission bei $z = 0.5$ usw. handeln.

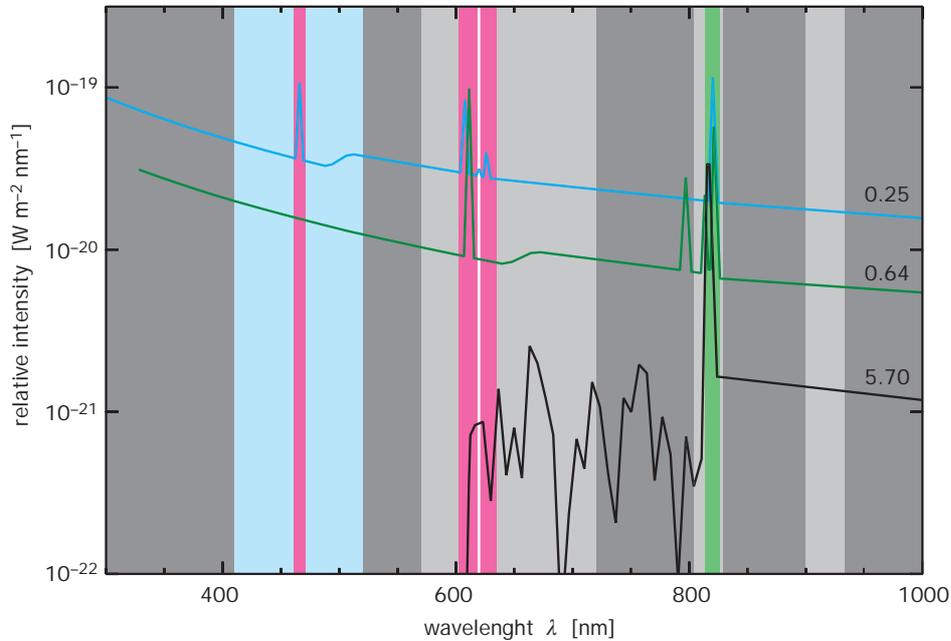


Abb. II.11: Demonstration der Veto-Filter-Strategie bei CADIS. Bei einer Emissionslinie, die im Fabry-Perot-Bereich B (grüner Bereich) nachgewiesen wird, kann es sich z. B. um $H\alpha$ -Emission bei $z = 0.25$ (blaues Spektrum), [OIII] bei $z = 0.64$ (grünes Spektrum) oder um Lyman- α bei $z = 5.7$ (schwarzes Spektrum) handeln. Die richtige Identifikation wird durch die Beobachtung in den Veto-Filtern (roter Bereich) sichergestellt: Die Galaxie bei $z = 0.25$ zeigt zusätzliche Emissionslinien bei 465 nm und 612 nm Wellenlänge. Die Galaxie bei $z = 0.64$ verrät sich durch die Emissionslinie bei 612 nm. Eine Galaxie bei $z = 5.7$ ist weder in einem der Veto- noch in einem der Blaufilter (blauer Bereich) nachweisbar, da ihre Strahlung unterhalb von 600 nm von intergalaktischen Wasserstoffwolken auf der Sichtlinie verschluckt wird.

Um diese Mehrdeutigkeit auszuräumen, wurde folgende Überlegung angestellt: Wenn eine Galaxie intensiv in $H\alpha$ leuchtet, so tut sie es im allgemeinen auch in den Sauerstofflinien [OII] bei 373 nm und [OIII] bei 496 nm. Es sind also zusätzlich Aufnahmen von demselben Himmelsfeld durch sogenannte Veto-Filter nötig (Abbildung II.11), die genau im Bereich dieser Sauerstofflinien durchlässig sind. Erscheint eine Galaxie in beiden Filtern, so handelt es sich um eine Zwerggalaxie geringer Rotverschiebung. Ist sie nur in dem Fabry-Perot-Bild erkennbar, so könnte es sich um eine der gesuchten fernen Galaxien handeln. Von jeder Galaxie wird das Intensitätsverhältnis in den verschiedenen Filterbereichen bestimmt und ihr mit einer Wahrscheinlichkeitsschätzung eine Rotverschiebungsklasse zugeordnet.

Für die Suche nach jungen Galaxien mit Lyman- α -Emission wählten die Astronomen drei Wellenlängenbereiche bei 700 nm, 820 nm und 918 nm aus, was Rotverschiebungswerten um $z = 4.75$, $z = 5.74$ und

$z = 6.53$ entspricht. Für jeden Bereich sind jeweils neun Aufnahmen durch das Fabry-Perot-Filter nötig. Dadurch erzielt man in dem schmalen Wellenlängenbereich eine hohe Auflösung in der Rotverschiebung ($\sigma < 0.0005$), was derjenigen einer Spektralaufnahme entspricht. Hinzu kommen Aufnahmen durch drei Veto-Filter. Außerdem sind acht oder neun Aufnahmen durch breit- und mittelbandige Filter nötig. Insgesamt wird jedes der acht bis zehn ausgewählten Himmelsfelder in etwa 39 Wellenlängen aufgenommen. Pro Wellenlänge werden im Mittel zehn Aufnahmen angefertigt, so daß sich pro Himmelsfeld und pro Rotverschiebungsintervall um die 400 Aufnahmen ergeben. Insgesamt wird CADIS mehr als 3000 Einzelaufnahmen benötigen.

Urgalaxien

Im Mai 1996 stand am Calar Alto die für diese Durchmusterung erforderliche Instrumentierung bereit. Am 2.2-Meter-Teleskop kam CAFOS2.2 zum Einsatz, am 3.5-Meter-Teleskop wurden die Weitfeld-Infrarotkamera OMEGA-Prime und der Multi-Objekt-Spektrograph MOSCA eingesetzt (Kapitel III). 1997 hatte die Gruppe noch mit einigen Anlaufschwierigkeiten zu kämpfen. Insgesamt liegen jetzt aber für vier Felder alle erforderlichen Beobachtungen vor, um eine Vielfarben-Analyse durchzuführen. Zusätzlich wurde ein Feld des sogenannten Canadian-French Redshift Surveys, in dem Spektren für 271 Objekte vorliegen, beobachtet, um die Vielfarbenmethode zu optimieren. Nur für zwei CADIS-Felder gibt es bislang ausreichend viele Beobachtungen mit dem Fabry-Perot-Etalon und mit schmalbandigen Filtern, um nach fernen Galaxien mit Lyman- α -Emission zu suchen.

Die immense Zahl an CCD-Bildern macht klar, daß bei der Auswertung der CADIS-Daten der Software eine besondere Bedeutung zukommt, denn die sprichwörtliche Nadel im Heuhaufen kann nur ein Computer in vertretbarer Zeit suchen (Abbildung II.12). Nach der für CCD-Aufnahmen üblichen Kalibrations- und Reduktionsprozedur stellt das Programm zunächst auf allen Bildern die Positionen der Objekte fest und vergleicht diese untereinander. Hierbei findet der Computer durchschnittlich 25000 vermeintliche Objekte, von denen sich etwa die Hälfte als vorgetäuscht herausstellte. Diese Scheinobjekte werden durch statistische Helligkeitsschwankungen im Himmelshintergrund erzeugt. Mehrere Aufnahmen, die durch dasselbe Filter angefertigt wurden, können dann aufaddiert werden, um die Qualität (Statistik) der Abbildung zu verbessern.

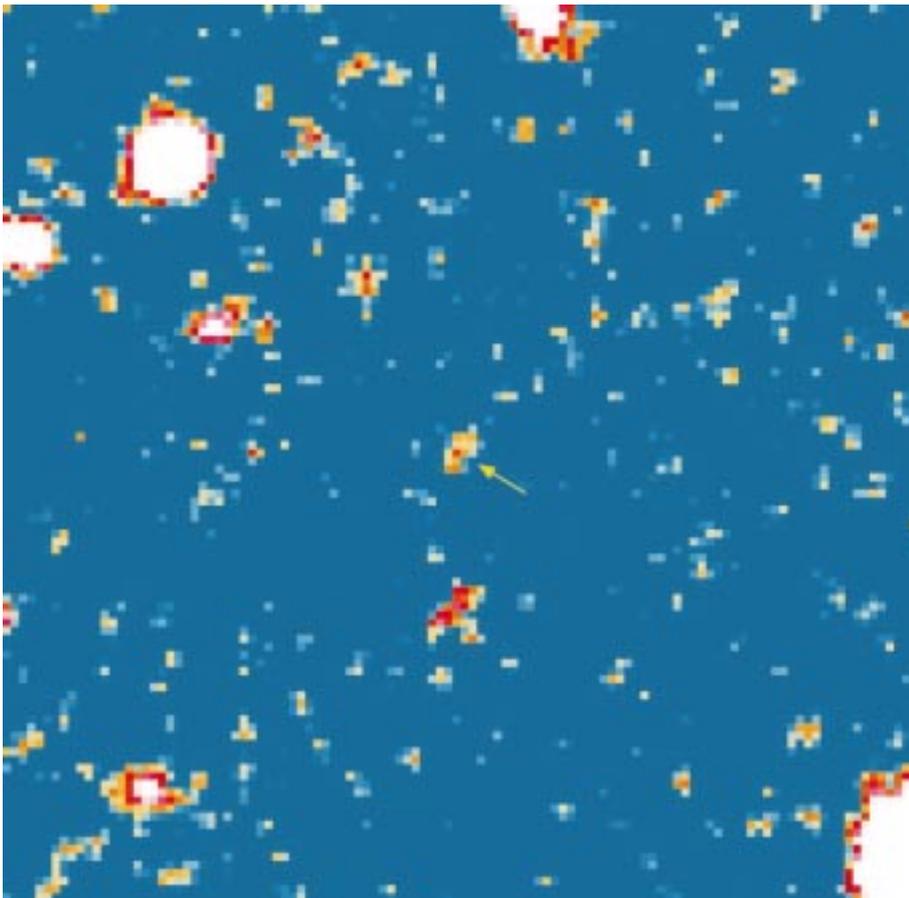
Anschließend sucht das Programm in mehreren Schritten all jene Objekte, die den beschriebenen Kriterien einer entfernten Galaxie mit Lyman- α -Emission entsprechen. Die Schwierigkeiten dieser Prozedur bekam die Gruppe 1996 zu spüren, als sie in einem der Felder nach mehreren Schritten schließlich neun Objekte als mögliche junge Galaxien bei $z = 5.7$ ausgesondert hatte. Leider erbrachten anschließende Spektraluntersuchungen die ernüchternde Erkenntnis, daß es sich in keinem der Fälle um eine ferne Galaxie handelt.

Eine neue, verbesserte Analyse ergab 1997 im sogenannten 9H-Feld keinen einzigen Kandidaten für eine Urgalaxie. Lediglich im 16H-Feld spürten die Astronomen zwei Kandidaten auf. Aus diesen Daten läßt sich die Flächendichte dieser Objekte zu weniger als 0.03 pro Quadratbogenminute und Rotverschiebungsbereich berechnen. Theoretische Modelle sagen tatsächlich eine Dichte der beobachtbaren Urgalaxien um 0.03 pro Quadratbogenminute und Rotverschiebungsbereich voraus. Das heißt, pro CADIS-Feld sind höchstens drei bis vier Urgalaxien zu erwarten.

Quasare, Galaxien und Sterne

Zwar besteht die Hauptaufgabe von CADIS in der Suche nach Urgalaxien. Das umfangreiche Datenmaterial beinhaltet jedoch noch eine Fülle weiterer Informationen, die nicht ungenutzt bleiben werden. So stellen die jetzt vorhandenen Beobachtungen die weltweit größte extragalaktische Durchmusterung bei 2.1 μm Wellenlänge dar.

Abb.II.12: In einem Himmelsfeld wie diesem wird die Fahndung nach den Urgalaxien zu der sprichwörtlichen Suche nach der Nadel im Heuhaufen.



1997 hat sich gezeigt, daß die Software Quasare mit Helligkeiten bis zur 22. Größenklasse nahezu fehlerfrei identifiziert. Unter 70 selektierten Objekten erwies sich bei spektroskopischen Nachbeobachtungen mit MOSCA nur eines als falsch klassifiziert. In einer ersten Auswertung deutet sich bereits eine kleine Überraschung an. So fanden sich im 16H-Feld sechs Quasare im Rotverschiebungsbereich zwischen $z = 2.3$ und $z = 3.7$, während aufgrund bisheriger Quasarsuchen hier nicht einmal einer zu erwarten war. Das könnte Konsequenzen für unsere Vorstellungen von der Entwicklung der Quasare haben.

Derzeit wird angenommen, daß die Raumdichte der Quasare nach dem Urknall bei $z = 4$ anstieg und bei $z = 2$ ein Maximum erreichte. Danach fiel die Dichte bis zu $z = 1$ sehr steil ab. In der näheren Umgebung unseres Milchstraßensystem ($z = 0$) werden fast keine Quasare mehr beobachtet. Die Ursache dieser Entwicklung ist unbekannt. Die neuen CADIS-Werte könnten ein Hinweis darauf sein, daß das Dichtemaximum zu höheren Rotverschiebungen verschoben ist, die größte Quasardichte also bereits bald nach dem Urknall erreicht wurde.

Ziel des Quasarprojektes ist es, die Entwicklung der Quasare im Rotverschiebungsbereich zwischen $z = 2$ und $z = 5$ zu ermitteln. Insgesamt werden in allen Feldern zusammen mehrere hundert Objekte bis zur 23. Größenklasse erwartet. Natürlich besteht die Hoffnung, auch einige Quasare mit noch größeren Rotverschiebungen bis zu $z = 6$ zu entdecken. Der derzeitige Rekordhalter bei $z = 4.9$ wurde bereits 1991 entdeckt.

Auch Galaxien bei mittleren Rotverschiebungen mit schwachen Emissionslinien lassen sich mit CADIS nachweisen. Von den selektierten Objekten im 9H- und 16H-Feld, bei denen es sich zu mehr als zwei Drittel um

Zwerggalaxien handelt, befanden sich 40 % bei $z = 0.25$, 40 % bei $z = 0.65$ und weitere 15 % bei $z < 1.25$. Insgesamt ergab sich eine Flächendichte von 2.5 Galaxien pro Quadratbogenminute und Rotverschiebungsbereich. Dieses Datenmaterial wird es ermöglichen, die Leuchtkraftfunktion (Anzahl pro Leuchtkraftintervall) der Galaxien mit schwachen Emissionslinien zu bestimmen.

Unerwartet war die Entdeckung einer großen Zahl von extrem roten Objekten (EROs). Diese jüngst entdeckte Population ist bei $2.2 \mu\text{m}$ Wellenlänge bis zu sechs Größenklassen heller als im roten Spektralbereich. Im 16H-Feld wurden sechs dieser Objekte entdeckt, entsprechend einer Flächendichte von 0.06 EROs pro Quadratbogenminute. Eines der Objekte ist ein sehr massenarmer Stern, die Mehrzahl der EROs sind aber wahrscheinlich Galaxien bei Rotverschiebungen $z > 1$, die entweder eine sehr alte, rote Sternpopulation aufweisen, oder in denen große Staubmengen das Sternlicht stark röten. Beide Arten von Galaxien wären sehr interessant.

Neben Galaxien und Quasaren lassen sich mit CADIS auch Sterne identifizieren und klassifizieren. Überraschenderweise fanden sich bereits viele Sterne oberhalb der Milchstraßenscheibe. Diese Entdeckung scheint das sogenannte Modell einer »dicken Scheibe« zu bestätigen. Demnach halten sich in einem Bereich zwischen 1000 und 4000 pc (3200 und 13000 Lichtjahre) oberhalb der galaktischen Scheibe wesentlich mehr Sterne auf, als man es aufgrund einfacher Modelle des Milchstraßensystems erwarten würde. Falls sich diese Vermutung bestätigt, werden sich daraus weitreichende Konsequenzen für Theorien zur Entstehung und Entwicklung des Milchstraßensystems ergeben.

II.3 ISOPHOT – Himmelsspäher im Infraroten

Infrarotastronomie

Die Infrarotastronomie hat seit Beginn der achtziger Jahre eine rasante Entwicklung durchgemacht: Die Empfindlichkeit der Halbleiterdetektoren konnte immer weiter gesteigert und der beobachtbare Bereich zu immer größeren Wellenlängen ausgedehnt werden. Gleichzeitig ließ sich die Größe der Detektor-Arrays und die räumliche Auflösung der Aufnahmen immer weiter steigern.

Vom Erdboden aus ist Infrarotastronomie in atmosphärischen Fenstern bei etwa $2.5\ \mu\text{m}$ sowie zwischen $3\ \mu\text{m}$ und $5\ \mu\text{m}$ oder zwischen $8\ \mu\text{m}$ und $13\ \mu\text{m}$ möglich. Außerhalb dieser Fenster absorbieren Moleküle in der Erdatmosphäre, vor allem Wasser- und Kohlendioxidmoleküle, die Strahlung aus dem Weltraum. Aus diesem Grunde wird Infrarotastronomie an sehr hochgelegenen Observatorien sowie mit ballon-, flugzeug- und vor allem satellitengetragenen Teleskopen betrieben.

Kosmische Infrarotquellen sind insbesondere staubreiche Gebiete sowie Sternentstehungsgebiete im Inneren großer Staubwolken, in denen sich Moleküle bilden können. Hier profitiert die Astronomie davon, daß Infrarotstrahlung durch Staub wesentlich schwächer absorbiert wird als sichtbares Licht. Dadurch werden im Infrarotbereich Vorgänge im Inneren der Wolken sichtbar. Aber auch der auf optischen Aufnahmen gänzlich schwarz erscheinende kühle Staub strahlt im Infra-

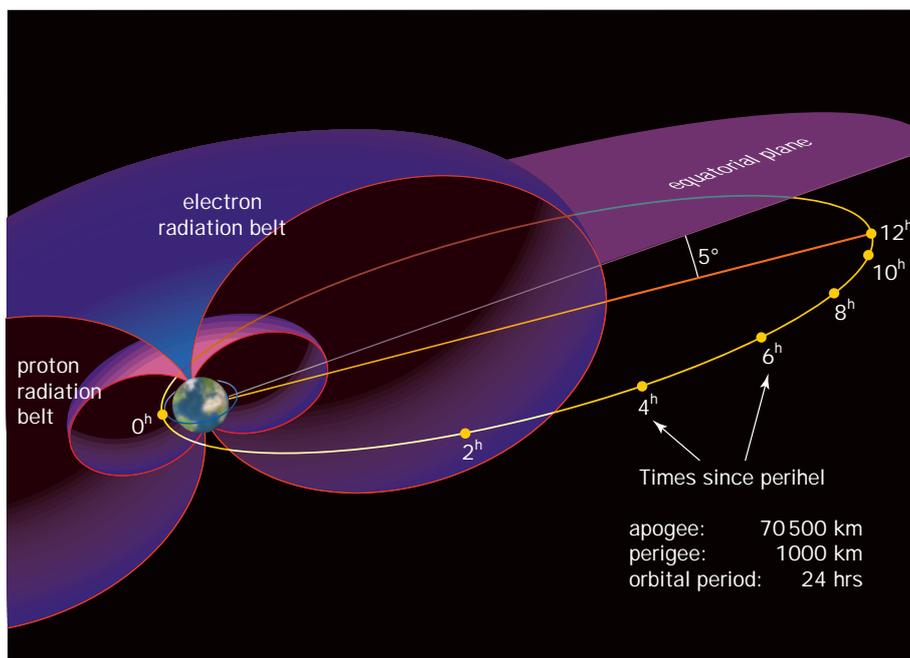
rotbereich aufgrund seiner thermischen Eigenemission. Er dient so als Indikator für Sternentstehung in anderen Galaxien.

Gleichzeitig lassen sich im Infraroten auch zahlreiche Elemente, wie atomarer und einfach ionisierter Kohlenstoff, und Moleküle, wie Wasser und Kohlenmonoxid, nachweisen. Beobachtungen von Molekülemissionslinien dienen einerseits zur Bestimmung der Konzentration jener Substanzen sowie der dort herrschenden physikalischen Bedingungen, wie Dichte und Temperatur. Andererseits läßt sich über den Doppler-Effekt auch der Bewegungszustand des Gases, beispielsweise im Inneren einer Staubwolke, ermitteln.

ISO, das Infrared Space Observatory

Die erste vollständige Durchmusterung des Himmels in den Wellenlängen 12 , 25 , 60 und $100\ \mu\text{m}$ gelang 1983 mit dem von den Niederlanden, Großbritannien und den USA gebauten Infrared Astronomical Satellite, IRAS. Der Satellit besaß eine Lebensdauer von zehn Monaten. Sein Nachfolger war das Infrared Space Observatory, ISO, der Europäischen Weltraumbehörde ESA. Anders als sein Vorgänger, der während seiner Mission ein zuvor

Abb. II.13: Die Umlaufbahn von ISO.



fest programmiertes Durchmusterungsprogramm durchführte, beobachtete ISO ausgewählte Infrarotquellen unter der direkten Kontrolle der Astronomen am Boden. Der Wellenlängenbereich wurde bis auf $240\ \mu\text{m}$ erweitert, die Nachweisempfindlichkeit um das Hundertfache gesteigert, und erstmals war in diesem Wellenlängenbereich hochauflösende Spektroskopie und Polarimetrie auch sehr schwacher Quellen möglich.

ISO wurde am 17.11.1995 von einer Ariane 4 in eine stark elliptische Umlaufbahn geschossen, auf der der Abstand zur Erde innerhalb von 24 Stunden zwischen 1000 und 70 000 km variierte (Abbildung II.13). Das Observatorium durchquerte bei jedem Umlauf den Strahlungsgürtel der Erde. Während dieser Phase mußte das Instrument abgeschaltet werden. Täglich standen pro Tag 16,5 Stunden für Beobachtungen zur Verfügung.

Ursprünglich hatten die Fachleute eine Lebensdauer von 18 bis 20 Monaten angestrebt. Als der Satellit im April 1998 abgeschaltet wurde, weil sein Kühlmittelvorrat erschöpft war, hatte er fast 29 Monate lang gearbeitet und in dieser Zeit etwa 26000 Einzelbeobachtungen ausgeführt. Damit hatte ISO die Erwartungen weit übertroffen und ist die erfolgreichste Infrarotmission der neunziger Jahre geworden.

ISO besaß einen 60-cm-Spiegel sowie vier wissenschaftliche Instrumente (Abbildung II.14): ISOCAM, Kamera und Polarimeter für den Bereich von $2,5\ \mu\text{m}$ bis $17\ \mu\text{m}$, ISOPHOT, Photopolarimeter, Kamera und Spektrophotometer für $2,5\ \mu\text{m}$ bis $240\ \mu\text{m}$, sowie SWS



Abb. II. 14: Das 5,4 Meter hohe Infrared Space Observatory in der Montagehalle bei Aerospatiale. 2300 Liter superflüssiges Helium kühlten den gesamten Satelliten bis nahe an absoluten Nullpunkt ab. (Foto: DASA)

und LWS, zwei Spektrometer für die Bereiche von $2,4\ \mu\text{m}$ bis $45\ \mu\text{m}$ und $43\ \mu\text{m}$ bis $197\ \mu\text{m}$. ISOPHOT wurde unter der Leitung des MPIA in Zusammenarbeit mit dem Hauptauftragnehmer Dornier Satellitensysteme GmbH der DASA gebaut. Das gekühlte Fokalebeneinstrument baute die Firma Carl Zeiss. Beigetragen haben auch das MPI für Radioastronomie, Bonn und das MPI für Kernphysik, Heidelberg. Als weiteres deutsches Institut war an ISO vor allem das MPI für extraterrestrische Physik in Garching maßgeblich mit dem Bau des SWS beteiligt.

Das Teleskop wurde mit 2140 Litern superflüssigem Helium gekühlt, so daß die Instrumente bei einer Temperatur von 1,8 Kelvin arbeiteten. Nur so ist es möglich, Infrarotquellen nachzuweisen, die bei Temperaturen bis herunter zu 12 Kelvin thermische Strahlung aussenden. Dies bedeutete in vielerlei Hinsicht Entwicklungen in technischem Neuland. Fast alle Bauteile, von den Detektoren und Filtern über die Ausleseelektronik bis hin zur schwarzen Farbe, mit der alle reflektierenden Teile im Innern gestrichen wurden, mußten neu entwickelt werden. Gänzlich neu waren bei so extremen Temperaturen bewegliche Teile zum Antrieb von Filterrädern, Gittern und Verschlüssen bei höchster Zuverlässigkeit und geringstem Leistungsverbrauch im Bereich weniger Milliwatt. Der Erfolg hat dieses gegenüber IRAS veränderte Konzept bestätigt: Die Filterräder beispielsweise führten problemlos über eine Million Schritte aus.

ISOPHOT

Das unter Federführung des MPIA entwickelte ISOPHOT zeigte seine Stärken im Nachweis schwacher Quellen bei den längsten und bisher weitgehend unerforschten Wellenlängen bis $240\ \mu\text{m}$ (Abbildung II.15). Möglich wurde die Ausdehnung des Empfindlichkeitsbereichs insbesondere durch den Einsatz sogenannter gedrückter Detektoren. Es handelt sich um würfelförmige, lichtempfindliche Halbleiter aus Silizium oder Germanium mit typischen Kantenlängen von einem Millimeter. In solchen Photodetektoren erhöht sich die elektrische Leitfähigkeit mit der Zahl der absorbierten Photonen. Durch gezielte Verunreinigung (Dotierung) der Kristalle mit Fremdatomen läßt sich die Empfindlichkeit zu größeren Wellenlängen ausdehnen. Überdies kann man den Empfindlichkeitsbereich zu noch größeren Wellenlängen ausdehnen, wenn man die Kristalle in einen kleinen »Schraubstock« einbaut und einem mechanischen Druck aussetzt. In langjährigen Versuchsreihen konnten bei Battelle, Frankfurt schließlich gedrückte, mit Galliumatomen dotierte Kristalle entwickelt werden, die bis zu $240\ \mu\text{m}$ Wellenlänge empfindlich sind. Sie kamen im ISOPHOT erstmals zum Einsatz.

ISOPHOT ließ sich in mehreren Modi betreiben: Photometrische Messungen waren über den gesamten Spektralbereich möglich, wobei zwischen 13 Blenden-

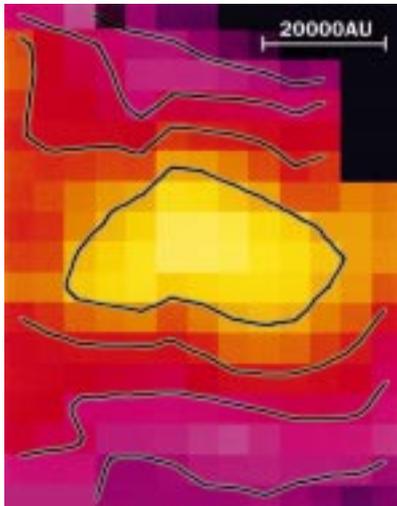


Abb.II.15: Mit ISOPHOT entdeckten Heidelberger Astronomen einen rund 12 Kelvin kalten prästellaren Kern in der Ophiuchus-Dunkelwolke.

größen und 25 Filterbereichen gewählt werden konnte. Neben Breitbandfiltern gab es schmalbandige Filter zum Nachweis von Emissionsbanden, beispielsweise des SiO oder polizyklisch-aromatischer Kohlenwasserstoffe (PAHs), die als Hauptbestandteil des interstellaren Staubs vermutet werden. Zwei Kameras mit neun Sensorelementen (C100-Kamera) bzw. vier Sensorelementen (C200-Kamera) waren für den langwelligen Bereich von 60 bis 240 μm empfindlich. Polarimetrie war ebenfalls bis zu den größten Wellenlängen möglich. Ein zusammen mit spanischen Wissenschaftlern entwickeltes Spektrophotometer lieferte gleichzeitig Spektren von 2.5 bis 5 μm sowie von 6 bis 12 μm bei einer Auflösung von $\lambda/\Delta\lambda = 90$. In allen Modi stand wahlweise ein Chopper zur Verfügung.

Als Vergütung für die Entwicklung der Instrumente erhielten die verantwortlichen Wissenschaftler je 6.5 Prozent der nutzbaren Missionszeit. Für das MPIA ergab dies insgesamt 730 Stunden reine Beobachtungszeit. ISOPHOT erwies sich als das meistverwendete Instrument auf ISO (Abbildung II.16)

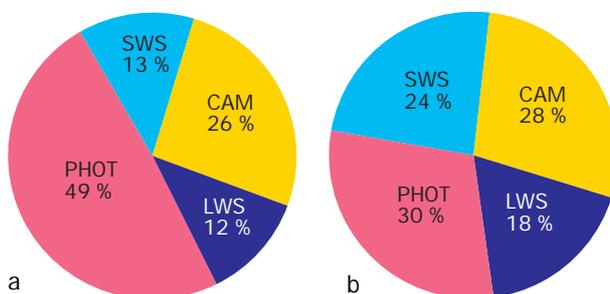


Abb.II.16: ISOPHOT war das meist verwendete Instrument an Bord von ISO. Dies gilt sowohl für die Anzahl der Beobachtungen (a) als auch für die Beobachtungszeit (b).

Das ISOPHOT-Datenzentrum

ISO hat eine enorme Menge an Beobachtungsdaten zur Erde gefunkt, die sorgfältig kalibriert und archiviert werden müssen. Der jeweilige Beobachter hat nur ein Jahr lang das alleinige Recht an den Daten, danach macht die ESA sie öffentlich zugänglich. Einem nach objektiven Kriterien übersichtlich geordneten Archiv kommt daher eine besondere Bedeutung zu. Diese Aufgabe wurde gelöst, indem die ESA in ihrer Station in Villafranca, Spanien, ein Zentralarchiv einrichtete und daneben die vier Institute, unter deren Leitung die Instrumente entstanden sind, ihrerseits ein Datenzentrum aufbauten. Außerdem richtet das MPI für extraterrestrische Physik in Garching ein Datenarchiv für das Spektrometer SWS ein, an dessen Bau es beteiligt war.

Das Heidelberger ISOPHOT-Datenzentrum wurde in den Räumen des Astrolabors am MPIA installiert und 1997 vollständig in Betrieb genommen. Insgesamt acht Stellen, einschließlich Doktoranden, waren hierfür nötig. In Zusammenarbeit mit dem ISO Science Operations Center, Madrid, wurde am MPIA die Standard-Software »PHT Interactive Analysis« (PIA) zur Auswertung der vom Satelliten gelieferten Rohdaten entwickelt.

Bis Ende 1997 wurden hier 23 GigaByte an Rohdaten auf 807 CD-ROMs gespeichert. Laufend werden aktualisierte Versionen der Pipeline-Software erstellt, um die Beobachtungsdaten immer genauer auswerten zu können. 1997 war bereits die sechste Version verfügbar, weitere werden folgen. In naher Zukunft sollen die Daten nicht mehr auf CD-ROM, sondern auf dem neuen Medium DVD (Digital Versatile Disk) archiviert werden. DVDs besitzen eine rund zehnmahl höhere Speicherkapazität als CD-ROMs.

Neben der reinen Archivierung fungiert das Heidelberger Datenzentrum vor allem auch als Service-Einrichtung für Gastwissenschaftler. 1997 besuchten 99 Astronomen das Datenzentrum und erhielten dort mehrtägige, gelegentlich mehrwöchige Unterstützung bei der Datenauswertung. Die Einrichtung ist bis Ende 2001 finanziert.

Highlights 1997

Bereits 1996 hatten ISOPHOT-Beobachtungen für Aufsehen gesorgt. So war es erstmals gelungen, Kohlendioxid-Eisteilchen in Sternentstehungsgebieten nachzuweisen. CO₂-Eis ist wahrscheinlich Bestandteil der Eismäntel von Staubteilchen. Ebenfalls überraschend war die Entdeckung sehr kühler Verdichtungen im Inneren von Staubwolken. Die Temperatur dieser wahrscheinlich prästellaren Kerne liegt bei 12 bis 15 Kelvin.

Aufgrund der unerwartet langen Lebensdauer des Observatoriums waren verstärkte Anstrengungen bei der Kalibrierung der Daten nötig. So mag es nicht verwun-

dern, daß die Auswertung des enormen Datenmaterials immer noch in den Anfängen begriffen ist und die wissenschaftliche Ernte gerade erst begonnen hat. Mit Sicherheit werden die mit ISO durchgeführten Beobachtungen die Astronomen noch ein Jahrzehnt lang beschäftigen, und mit dem Höhepunkt der wissenschaftlichen Publikationen ist vermutlich erst in einigen Jahren zu rechnen. Im folgenden stellen wir Highlights der am MPIA mit ISOPHOT erzielten Ergebnisse vor.

Staub im Coma-Galaxienhaufen

Der Raum zwischen den Galaxien ist weitgehend leer. Mit Röntgenteleskopen wurde in Galaxienhaufen Gas mit Temperaturen von einigen zehn Millionen Grad nachgewiesen, das eine mittlere Dichte von etwa 10^{-3} Atomen pro Kubikzentimeter aufweist. Damit ist das intergalaktische Gas etwa um einen Faktor tausend dünner verteilt als das diffuse interstellare Gas in den Galaxien. Umstritten war über Jahrzehnte hinweg die Frage, ob es in Galaxienhaufen auch Staub gibt.

Dagegen sprach das Vorhandensein von heißem intergalaktischem Gas, in dem Staub nicht lange existieren kann. Dafür sprachen indes verschiedene vage Beobachtungshinweise. Auslöser waren Untersuchungen von Galaxien und Quasaren, die hinter Galaxienhaufen stehen. Hierbei hatte es Hinweise darauf gegeben, daß die Flächendichte beobachtbarer Hintergrundgalaxien zum Zentralgebiet eines im Vordergrund befindlichen Haufens hin abnimmt. Dies ließe sich mit einer homogenen Staubverteilung im Inneren des Haufens erklären. Sie hätte nämlich zur Folge, daß Licht, welches den Zentralbereich durchläuft, stärker absorbiert wird als jenes in den Randbereichen. Die bisherigen Studien dieser Art waren jedoch nicht überzeugend: Sie führten nur zu Abschätzungen, daß die visuelle Extinktion im Zentralgebiet des Coma-Haufens weniger als 0.3 Größenklassen betragen müsse. Eine Untersuchung von 56 Haufen anhand der IRAS-Daten sowie an elf Haufen im Submillimeterbereich brachten keine klare Evidenz für thermische IR-Emission von diffus verteiltem intergalaktischem Staub. Als problematisch erweist sich dabei die unregelmäßig strukturierte Emission des galaktischen Zirkus, verursacht durch Staub in unserer Milchstraße.

Interessant ist die Frage nach intergalaktischem Staub aus verschiedenen Gründen. Zum einen würde er, wenn auch in geringem Maße, zur Gesamtmasse der Haufen beitragen. Zum anderen würde er durch seine Extinktionswirkung weiter entfernte Galaxien rötter und lichtschwächer zeigen, als sie tatsächlich sind. Dies hätte Auswirkungen auf solche Entfernungsbestimmungen, die nicht anhand von Spektren der Objekte, sondern aufgrund ihrer Farbe vorgenommen werden. Überdies könnte der Staub einen Hinweis auf das dynamische Alter der Haufen liefern, da die Staubteilchen durch das heiße Gas

ständig vernichtet werden und demnach also auch wieder nachgeliefert werden müssen.

Mit ISOPHOT ergab sich nun eine neue Möglichkeit, dieses alte Problem anzugehen und Galaxienhaufen im bislang nicht zugänglichen Bereich oberhalb von 100 μm zu beobachten. Im Juli 1996 wurde eine einstündige Untersuchung des Coma-Galaxienhaufens möglich. Dieser galaxienreiche Haufen befindet sich in einer Entfernung von 138 Mpc (etwa 450 Mio. Lichtjahre) und zeigt im Röntgenbereich intensive Strahlung des intergalaktischen Gases.

Beobachtet wurde in zwei Wellenlängenbereichen um 120 μm und 185 μm mit der C200-Kamera, deren Detektor aus einem 2×2 -Array gedrückter Germanium-Gallium Kristalle besteht. Der Coma-Haufen wurde entlang zweier schräg zueinander verlaufender Achsen gescannt, wobei pro Scanlinie 16 Felder à 3×3 Quadratbogenminuten aufgenommen wurden. Beide Scans kreuzten sich im Zentralbereich an der Stelle der elliptischen Galaxie NGC 4874. Einer von ihnen, der Ost-West-Scan, überquerte außerdem eine zweite elliptische Galaxie mit der Bezeichnung NGC 4889. Beide Galaxien ließen sich erwartungsgemäß nicht nachweisen, da sie zu wenig kalten Staub enthalten. Am Ende des Ost-West-Scans zeigte sich ein helles Objekt. Es handelt sich um die bereits mit IRAS nachgewiesene IR-Spiralgalaxie IC 4040, ein Mitglied des Coma-Haufens.

Um eine mögliche ausgedehnte IR-Strahlung aus dem Inneren des Haufens nachzuweisen, mußten die Aufnahmen sorgfältig kalibriert und Störeinflüsse, wie Einschläge kosmischer Strahlungsteilchen im Detektor, korrigiert werden. Für die anschließende Analyse wurden pro Aufnahme die IR-Flüsse der vier Detektorelemente zunächst einzeln bestimmt und dann gemittelt, wodurch sich also zwei eindimensionale Flußverteilungen durch den Haufen ergaben.

Beide Scans zeigten keine signifikant erhöhte IR-Strahlung aus dem Coma-Haufen. Anders sah das Bild jedoch aus, nachdem in den Scans das Verhältnis der Intensitäten bei 120 μm und 185 μm gebildet wurde. Hier wurde eine nahezu symmetrische Intensitätserhöhung um das Zentralgebiet erkennbar (Abbildung II.17). Diese IR-Strahlung zeigte sich deshalb erst bei der Verhältnisbildung, weil der Staub im Coma-Haufen andere Strahlungseigenschaften aufweist als der vorgelegte galaktische Zirkus. So könnte der Coma-Staub beispielsweise eine höhere Temperatur besitzen. Unter der Annahme einer radialsymmetrischen Intensitätsverteilung der IR-Strahlung wurde aus beiden Scans zugunsten eines kleineren statistischen Fehlers das Mittel gebildet, woraufhin der Effekt noch deutlicher hervortrat.

Es wurde nun angenommen, daß die Strahlung in den Randgebieten des Haufens vom galaktischen Zirkus herrührt. Dieser Anteil ließ sich subtrahieren, indem die ihm zugeschriebene Intensität zwischen den Randpunkten linear interpoliert wurde. Es verbleibt ein Strah-

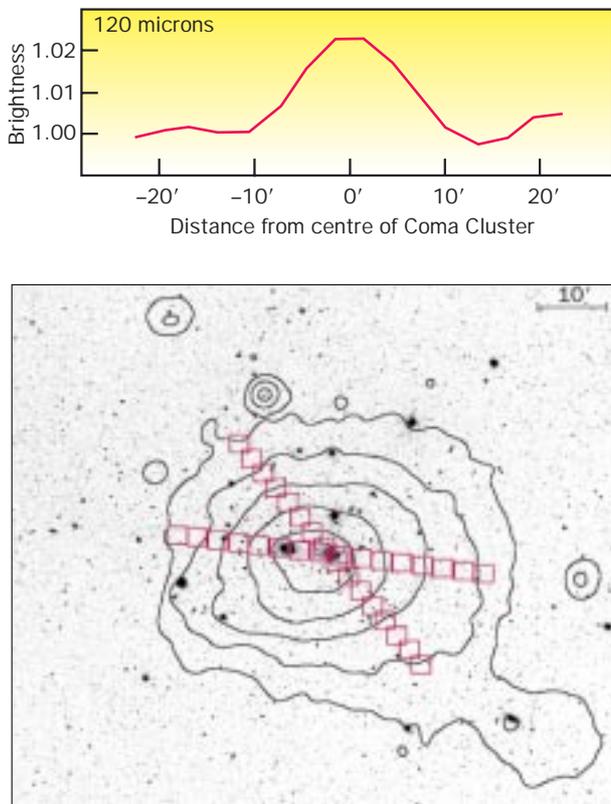


Abb. 11.17: Mit ISOPHOT ließ sich erstmals Staub in einem Galaxienhaufen nachweisen. Zwei Schnitte durch den Coma-Haufen (unten) zeigten eine nahezu symmetrische Staubverteilung um das Zentrum (oben).

lungsüberschuß von etwa 0.1 MJy/sr bei $120 \mu\text{m}$ im zentralen Gebiet mit 10 Bogenminuten Durchmesser, entsprechend 0.2 Mpc ($0.65 \text{ Mio. Lichtjahre}$). Dieser Wert stellt wegen der vorausgegangen Subtraktion eine untere Grenze für die Strahlung aus dem Coma-Haufen dar.

Aus den gemessenen IR-Flüssen in den beiden Wellenlängenbereichen läßt sich für den Staub keine eindeutige Temperatur ableiten. Sie hängt noch von den Strahlungseigenschaften der Teilchen ab. Mit zwei unterschiedlichen Annahmen ergeben sich als untere Grenze für die Temperatur 26 Kelvin bzw. 38 Kelvin . Gleichzeitig läßt sich aus der Tatsache, daß der Staub mit IRAS bei $60 \mu\text{m}$ nicht registriert wurde, eine obere Temperaturgrenze von 55 Kelvin bzw. 80 Kelvin ableiten. Nimmt man in dem Zentralgebiet mit 0.2 Mpc Durchmesser nun eine homogene Verteilung des Staubes sowie bestimmte Strahlungseigenschaften der Staubteilchen an, so erhält man für deren Gesamtmasse Werte zwischen 6.2×10^7 und 1.6×10^9 Sonnenmassen.

Beobachtungen mit dem Röntgensatelliten ROSAT hatten für das heiße Gas in diesem Gebiet eine Masse von 5×10^{12} Sonnenmassen ergeben. Das heißt, das mittlere Gas/Staub-Verhältnis liegt im Coma-Haufen zwischen 1.3×10^{-5} und 3.2×10^{-4} . Damit ist der Staub im Coma-Haufen im Vergleich zum interstellaren Staub

um einen Faktor 20 bis 600 abgereichert, und es ergibt sich eine visuelle Extinktion im Zentralbereich zwischen 0.01 und 0.2 Größenklassen.

Interessant ist nun die Frage nach der Herkunft des Staubes. Modellrechnungen zufolge sollte er im Inneren des heißen Gases innerhalb von hundert Millionen Jahren verdampft sein. Zwei Möglichkeiten sind derzeit denkbar: Entweder der Staub wird ständig durch Sternwinde aus den Galaxien in den intergalaktischen Raum geblasen, oder er wurde aus den Galaxien herausgefegt, als zwei Galaxienhaufen miteinander verschmolzen. Insbesondere das zweite Szenario könnte auf den Coma-Haufen zutreffen. Denn verschiedene Beobachtungen deuten darauf hin, daß dieser Galaxienhaufen ein verhältnismäßig geringes dynamisches Alter besitzt und aus zwei sich durchdringenden oder verschmelzenden Haufen besteht, deren Zentralgalaxien einst NGC 4889 bzw. NGC 4874 waren.

Um diese Hypothese zu überprüfen läuft am MPIA ein Projekt, bei dem nach Staub in Haufen verschiedenen Typs und mutmaßlich verschiedenen dynamischen Alters gesucht wird. Stimmt die Hypothese, so sollte sich in alten, relaxierten Haufen kein Staub finden, während dynamisch junge Haufen, die augenscheinlich gerade miteinander verschmelzen, viel Staub aufweisen sollten.

Die Starburst-Galaxie NGC 6090

Eines der herausragenden Ergebnisse der IRAS-Mission war die Entdeckung einer Klasse von Galaxien, die im fernen Infrarotbereich wesentlich heller leuchten als normale Galaxien. Gewöhnliche Spiralgalaxien strahlen bei Wellenlängen um $60 \mu\text{m}$ viel weniger Energie ab als im blauen Bereich. Die IRAS-Galaxien hingegen sind im fernen Infrarot bis zu hundertmal heller als im Blauen. Sie können im IR mehr als 10^{12} Sonnenleuchtkräfte erzeugen und gehören somit nach den Quasaren zu den leuchtkräftigsten Himmelskörpern überhaupt.

Die Erklärung für diese IR-Galaxien ist, daß in ihnen eine Phase erhöhter Sternentstehung abläuft. In Extremfällen wurden Sternentstehungsraten von 100 Sonnenmassen pro Jahr ermittelt, was einige zehnmal höher ist als in normalen Spiralgalaxien wie der Milchstraße. Man nennt diese Systeme daher auch Starburst-Galaxien (nach dem englischen burst = Ausbruch). Die zahlreichen jungen und heißen O- und B-Sterne heizen den umgebenden Staub auf, der dann die absorbierte Energie im Infrarot wieder abstrahlt. In vielen Fällen wird der Starburst durch Gezeitenkräfte ausgelöst, die auftreten, wenn sich zwei Galaxien nahe aneinander vorbeibewegen oder sich gar gegenseitig durchdringen.

NGC 6090 ist eine 117 Megaparsec (etwa $380 \text{ Mio. Lichtjahre}$) entfernte Starburst-Galaxie, die im IR mehr als 10^{11} Sonnenleuchtkräfte abstrahlt und auch von

IRAS beobachtet wurde. Auf optischen Aufnahmen ist erkennbar, daß NGC 6090 aus zwei verschmelzenden Galaxien besteht. Ihre beiden Kerne weisen einen projizierten Abstand von 6.4 Bogensekunden (entsprechend 3600 pc oder 12000 Lichtjahren) auf. Dieses Objekt wurde bereits bei $1.3 \mu\text{m}$ sowie im UV-Bereich untersucht. Mit ISO ergab sich nun die Möglichkeit, NGC 6090 auch vom nahen bis zum fernen Infrarot zu untersuchen, wo die Galaxie ihre meiste Energie abstrahlt. Mit ISOPHOT wurde NGC 6090 mit den C100- und C200-Kameras ($60 \mu\text{m}$ bis $200 \mu\text{m}$), dem Photometer ($3.6 \mu\text{m}$ bis $200 \mu\text{m}$) und dem Spektrometer ($2.5 \mu\text{m}$ bis $11.6 \mu\text{m}$) studiert (Abbildung II.18).

Aus dem beobachteten Spektralverlauf ließ sich errechnen, daß die Galaxie im gesamten Bereich von $3 \mu\text{m}$ bis $240 \mu\text{m}$ 2.8×10^{11} Sonnenleuchtkräfte abstrahlt. Allein die Hälfte hiervon kommt aus dem Bereich zwischen $40 \mu\text{m}$ und $120 \mu\text{m}$. Mit einem einfachen Modell läßt sich daraus eine Sternentstehungsrate von 21 Sonnenmassen pro Jahr ableiten. Mit dem Spektrometer konnten außerdem eindeutig Emissionsbanden von polizyklisch-aromatischen Kohlenwasserstoffen (PAH) nachgewiesen werden (Abbildung II.19).

Mit diesen Messungen war also das Spektrum im Infrarotbereich gut bekannt. Dies ermöglichte es, Vergleiche mit theoretischen Modellen anzustellen. Der allgemeine Ansatz solcher Modelle besteht in der Annahme dreier Staubkomponenten: 1) kühler, durch das interstellare Strahlungsfeld erwärmter Zirkustaub, 2) warmer Staub in Sternentstehungsgebieten und 3) heißer Staub in der Umgebung eines aktiven Kerngebietes, das im allgemeinen mit einem Schwarzen Loch assoziiert wird. Das hohe Intensitätsverhältnis $I(60 \mu\text{m})/I(25 \mu\text{m})$ spricht ebenso gegen einen aktiven galaktischen Kern wie Beobachtungen im optischen Bereich. Gleichzeitig deuten die ISO-Messungen auf eine Staubtemperatur von mehr als 25 Kelvin hin, was gegen eine signifikante Kontamination durch Zirkustaub spricht.

Abb. II. 18: Die Starburst-Galaxie NGC 6090 in einer optischen Aufnahme (links), und bei $60 \mu\text{m}$ Wellenlänge mit ISOPHOT aufgenommen (rechts).

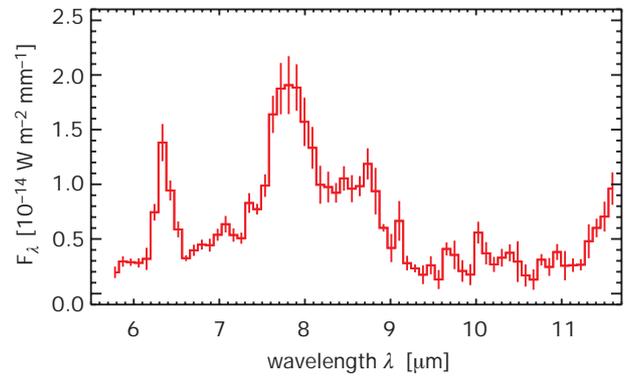
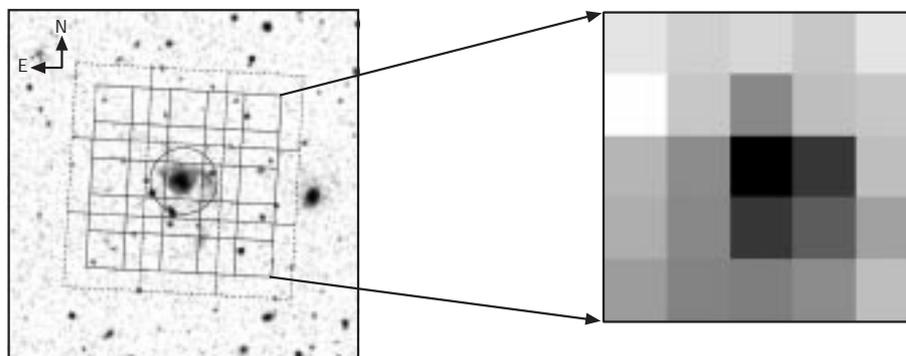


Abb. II. 19: Mit ISOPHOT registriertes Spektrum von NGC 6090. Bei 6.2 , 7.7 , 8.6 und $11.3 \mu\text{m}$ Wellenlänge zeigen sich Emissionsbanden, die wahrscheinlich von polizyklischen aromatischen Kohlenwasserstoffen stammen.

Das gemessene Spektrum ließ sich schließlich sehr gut mit einem Modell wiedergeben, das Kollegen vom MPI für Radioastronomie in Bonn 1994 entwickelt und erfolgreich auf die nahe Starburst-Galaxie M 82 angewendet hatten. Dieses Modell berücksichtigt heiße Sterne der Population I, die den Staub in ihrer Umgebung stark erwärmen und sogenannte Hot Spots bilden, sowie kühlere Sterne der Population II, die ein eher gleichmäßiges IR-Strahlungsfeld des erwärmten Staubes erzeugen. Darüber hinaus berücksichtigt das Modell sehr kleine Staubteilchen sowie PAHs. Letztere sind wegen ihrer Emissionsbanden zwischen $3 \mu\text{m}$ und $14 \mu\text{m}$ bedeutend.

Dieses Modell gab die mit ISOPHOT gemessene spektrale Energieverteilung von NGC 6090 sehr gut wieder. Allerdings konnte es nicht die starke Emission oberhalb von $100 \mu\text{m}$ erklären. Um dem gerecht zu werden, fügte die Gruppe am MPIA dem Modell eine zusätzliche Staubkomponente mit einer Temperatur von nur etwa 20 Kelvin hinzu, deren Gesamtmasse um die Beobachtungen zu erklären etwa 10^8 Sonnenmassen betragen muß. Diese Komponente erweist sich als der Löwenanteil des gesamten Staubes in NGC 6090. Nimmt man für den Staub in den Sternentstehungsgebieten eine Temperatur um 50 Kelvin an, so trägt diese wärmere Komponente lediglich 10^6 Sonnenmassen zur gesamten Staubmasse bei.

Kühler Staub mit Temperaturen unterhalb von 20 Kelvin wurde zwar bereits vermutet, ließ sich aber mit IRAS nicht nachweisen, da dieser Satellit lediglich bis zu 100 μm Wellenlänge empfindlich war. Mit ISO fanden die Astronomen nun überraschend große Mengen an Staub mit Temperaturen von 12 bis 15 Kelvin. Eine erste Analyse deutet überdies darauf hin, daß die Staubteilchen verhältnismäßig groß sind.

Die Zufallsdurchmusterung im Ferninfrarot

Da ISO keine kontinuierliche Himmeldurchmusterung durchführte, sondern einzelne Objekte untersuchte, mußte das Instrument zwischen den einzelnen Beobachtungen von einer Himmelsposition zur nächsten geschwenkt werden. Obwohl die Beobachtungssequenz durch Computerprogramme so optimiert wurde, daß möglichst wenig Zeit verloren ging, waren doch hin und wieder auch längere Schwenks von über hundert Grad unvermeidlich. Um diese Schwenkzeit nicht ungenutzt zu lassen, wurde beschlossen, die C200-Kamera des ISO-PHOT während der Schwenks anzuschalten. Dadurch ergaben sich eindimensionale Scans über den gesamten Himmel in dem bis zur ISO-Mission noch unerforschten fernen Infrarotbereich um 200 μm (Abbildung II.20). Der Satellit erreichte bei den Schwenks eine Höchstgeschwindigkeit von 8 Bogenminuten pro Sekunde. Bei einer Auslesefrequenz des Detektors von 8 Bildern pro

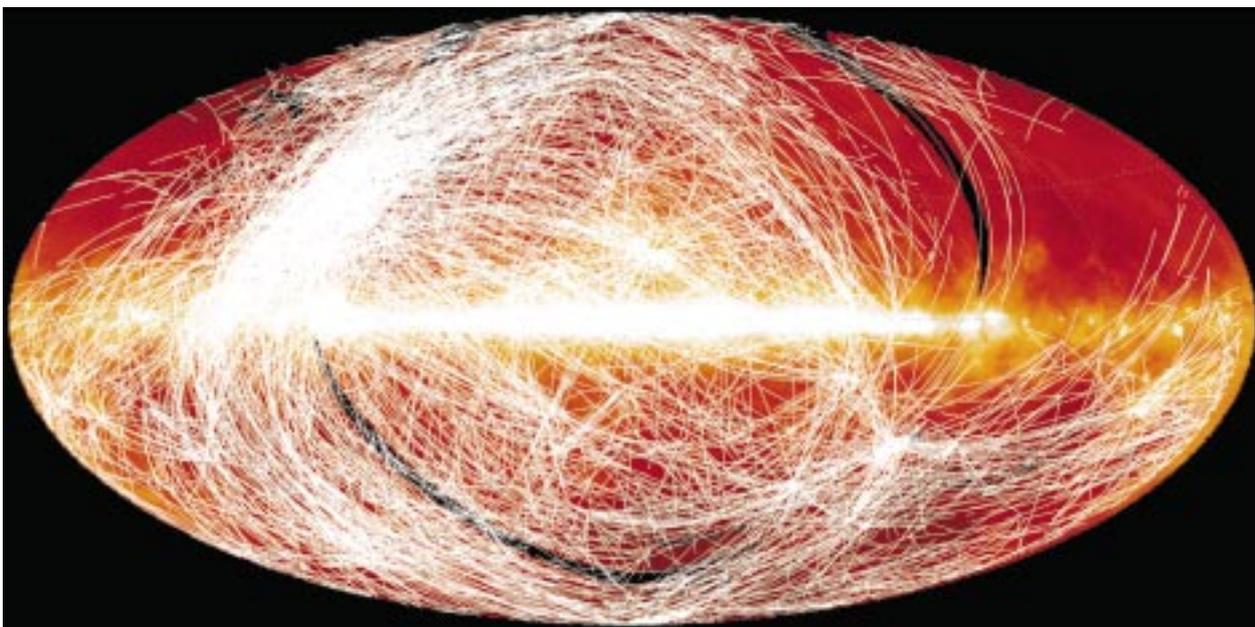
Sekunde betrug der maximale Abstand zwischen zwei aufeinanderfolgenden Detektorpositionen demnach eine Bogenminute. Während der Beschleunigungsphase am Beginn und der Abbremsphase am Ende jedes Schwenks war die Geschwindigkeit geringer und somit auch der Abstand zwischen zwei aufeinanderfolgenden Detektorpositionen kleiner.

Diese Technik sollte es ermöglichen, sowohl punktförmige als auch ausgedehnte IR-Quellen nachzuweisen. Auf diese Weise ließen sich über die gesamte Mission hinweg etwa 550 Stunden, entsprechend fünf Prozent der beobachtungszeit, zusätzlich nutzen.

Die Auswertung dieser Daten erfordert besondere Techniken, die zunächst im Rahmen eines sogenannten Minisurveys in einem ausgewählten Gebiet nahe des ekliptikalen Nordpols getestet wurden. Dieses Feld umfaßt etwa hundert Quadratgrad und weist einen geringen Strahlungshintergrund durch galaktischen Zirkus auf, wie aus den IRAS-Daten bekannt war. Das Gebiet wurde bis August 1997 von insgesamt 337 Schwenks mit einer Gesamtlänge von 1263 Grad, entsprechend 4.22 Stunden Beobachtungszeit, überstrichen (Abbildung II.21).

In der ersten Auswertephase ging es darum, Punktquellen im Minisurvey nachzuweisen (Abbildung II.22). Dazu mußte zunächst die diffuse Hintergrundemission des Zirkus subtrahiert werden. Dies wurde erreicht, indem alle Signale eliminiert wurden, deren Quellen breiter sind als gewöhnliche Punktquellen. Auf diese Weise verliert man allerdings auch rundliche, ausgedehnte Objekte, wie nahe Galaxien oder Planetarische Nebel. Bei ausgedehnten Zirkusstrukturen, wie länglichen Filamenten oder Verdichtungen, ist das Verfahren nicht eindeutig. Überquert das Bildfeld des Detektors zufällig ein solches Filament senkrecht zu seiner Längsausdehnung, so registriert die Software diese

Abb. II.20: Karte aller Schwenks über den Himmel, die ISO während seiner Mission ausgeführt hat. Diese normalerweise verlorene Zeit wurde mit der Zufallsdurchmusterung ISO-PHOT bei 200 μm Wellenlänge genutzt.



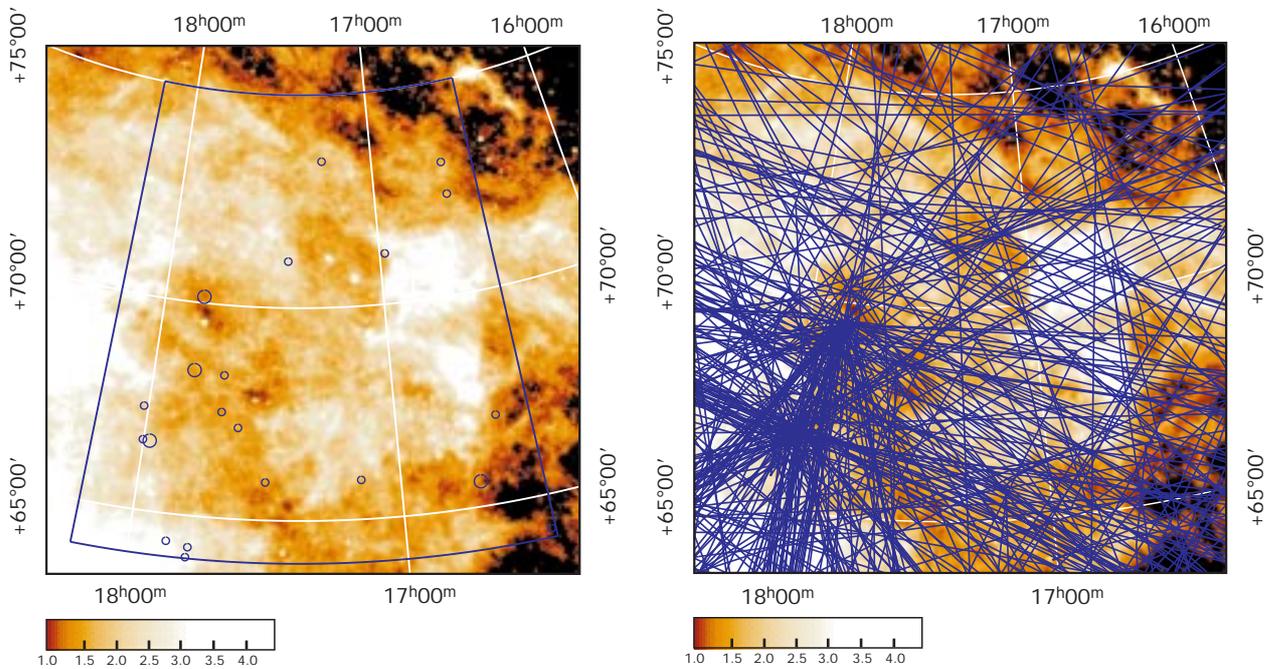


Abb.II.21: Links: Himmelsfeld der nördlichen Mini-Zufallsdurchmusterung. Rechts: ISO-Schwenks in demselben Feld.

Struktur eventuell als Punktquelle, läuft es schräg darüber hinweg, so wirkt das Filament ausgedehnt. Eine verbesserte Software soll es ermöglichen, auch solche kritischen Fälle zu unterscheiden.

Das so bearbeitete Datenmaterial enthält noch durch den Einschlag kosmischer Teilchen verursachte Signale. Diese besitzen eine geringere Breite als diejenigen realer IR-Quellen und lassen sich dadurch identifizieren.

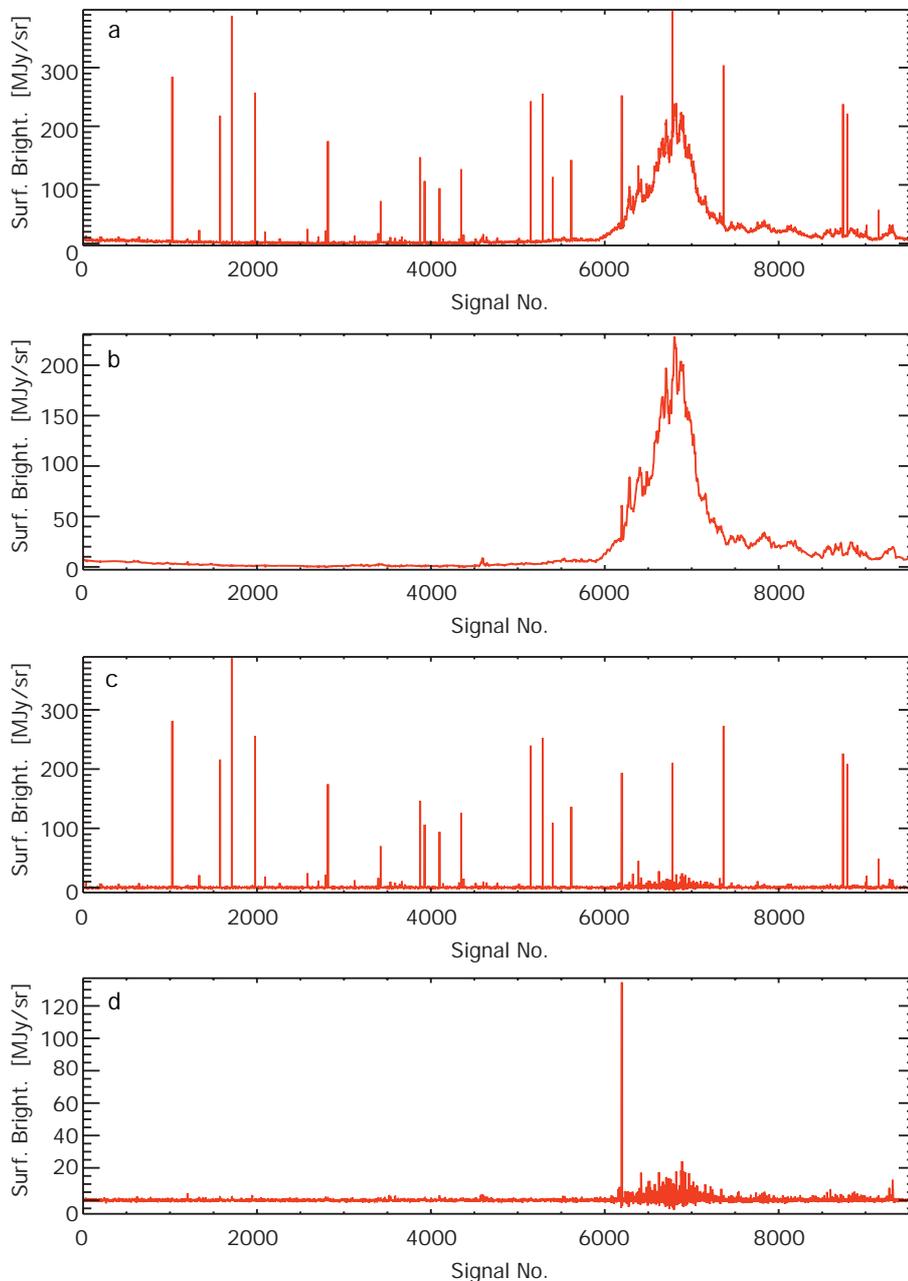
In dem Minisurvey wurden alle verbliebenen Signale als real gewertet, die nur geringfügig (zwei sigma) über dem Hintergrundrauschen lagen, was auch den Nachweis sehr schwacher Quellen garantierte. Um die absoluten Strahlungsflüsse der beobachteten Objekte zu ermitteln, war eine besondere Prozedur nötig, die folgendes grundsätzliche Problem lösen muß: Während des Schwenks läuft das Bild des Objekts in beliebiger Richtung über den aus vier Bildelementen bestehenden Detektor. Das heißt, eine Quelle kann beispielweise von drei Elementen oder auch nur von einem Element registriert werden. Im ungünstigsten Fall streift das Objekt nur die Außenbereiche des Detektors, so daß nicht einmal das Maximum der Intensitätsverteilung über den Detektor läuft. Die Software berechnet nun aufgrund der von den Bildelementen kommenden Signale eine zweidimensionalen Gauß-Verteilung, die in erster Näherung das Intensitätsprofil der Punktquellen beschreibt. Hiermit ließen sich die Absolutwerte der Intensitäten auf 30 Prozent genau bestimmen. Lediglich im ungünstigsten Fall können die Absolutwerte Unsicherheiten bis zu einem Faktor zwei bis drei aufweisen. In Zukunft soll der

Gauß-Fit durch ein den Beobachtungsbedingungen besser angepaßtes analytisches Intensitätsprofil ersetzt werden.

Die auf diese Weise bearbeiteten Schwenks im Bereich des Minisurveys führten zu folgenden Ergebnissen: Es wurden alle Punktquellen mit einer Helligkeit von mindestens 5 Jansky registriert, die man durch Vergleich mit dem IRAS-Katalog auch erwartet hatte. Zwischen 2 Jansky und 5 Jansky betrug die Nachweiswahrscheinlichkeit 90 Prozent, unterhalb von 2 Jansky fiel sie auf 50 Prozent aller IRAS-Quellen ab. Dies läßt sich unter anderem damit erklären, daß ISOs Spur am Himmel während des Schwenks nur bis auf etwa eine Bogenminute genau bekannt ist, so daß manche erwarteten Quellen nur den Rand des Detektorfeldes gestreift haben und ihr Signal unter der Nachweisgrenze blieb.

Insgesamt registrierte ISO im Bereich des Minisurveys 21 IR-Quellen. Ein Vergleich dieser Objekte mit optischen Aufnahmen zeigte, daß es sich fast ausnahmslos um Galaxien handelt, lediglich ein Objekt befindet sich in der Milchstraße: der Planetarische Nebel NGC 6543. Ein weiteres Objekt mit der Bezeichnung IRAS 16384+7313 ist wahrscheinlich eine helle Verdichtung im galaktischen Zirkus. Von den 19 Galaxien erwiesen sich 8 als Balkenspiralen, bei Zweien handelte es sich um wechselwirkende Galaxienpaare. Da von einigen Galaxien bereits Spektren existieren, konnte gezeigt werden, daß sich im Rahmen der Zufallsdurchmusterung Galaxien bis zu Rotverschiebungen von $z = 0.1$ nachweisen lassen.

Der Minisurvey erlaubt nun Hochrechnungen auf die aus der gesamten Zufallsdurchmusterung zu erwartende Zahl an IR-Quellen. Demnach sollte sich im Mittel etwa



alle 40 Grad Schwenklänge eine Quelle heller als 2 Jy nachweisen lassen. Das entspricht einer Flächendichte von 0.5 Objekten pro Quadratgrad, was mit dem IRAS-Katalog exzellent übereinstimmt, der im Bereich des Minisurveys ebenfalls 0.5 extragalaktische Objekte pro Quadratgrad aufführt. Da im Verlaufe der gesamten ISO-Mission eine Länge von 150 000 Grad überstrichen wurde, was einer Himmelsbedeckung von ca. 17 % entspricht, sollten von etwa 4000 Galaxien Meßwerte für den Fluß bei 200 μm Wellenlänge vorliegen - für die meisten von ihnen zum ersten Mal.

Diese Datenbasis wird dazu beitragen, die Natur der Galaxien mit intensiver Emission im fernen Infrarot zu ermitteln. Neben diesem überwiegend aus extragalaktischen Punktquellen bestehenden Katalog werden die

Abb.II.22: Vorgehen bei der Identifizierung von Punktquellen in der Zufallsdurchmusterung. (a) erhaltenes Signal entlang des Schwenks, (b) mit automatischer Software ermittelter Hintergrund, (c) Differenz des Originalsignals (a) und des Hintergrundes (b). In (c) werden die durch Einschläge kosmischer Teilchen verursachten Spitzen eliminiert. (d) Endergebnis: Die einzige verbleibende Punktquelle um Signalnummer 6100 ließ sich mit der Galaxie NGC 6946 identifizieren.

200- μm -Streifenkarten nun nach den kältesten Stellen der Milchstraße durchmusterung. Als Ergebnis wird hieraus ein zweiter Katalog erstellt, der prästellare Kerne, Globulen und andere galaktische Objekte enthält. Er wird für die Beobachtung von Sternentstehungsgebieten wesentliche Bedeutung haben.



Die Spiralgalaxie Messier 51 im Sternbild Jagdhunde, aufgenommen mit der CCD-Kamera MOSCA (vgl. S. 34) am 2.5-Meter-Teleskop auf dem Calar Alto.

III Instrumentelle Entwicklung

Eines der wesentlichen Kriterien für die Leistungsfähigkeit eines Teleskops ist die Größe seines Hauptspiegels. Entscheidend ist aber auch die Wahl des Detektors, der in der Brennebene ein Abbild des anvisierten Himmelsausschnitts oder ein Spektrum der beobachteten Lichtquelle registriert. Rund hundert Jahre lang verwendeten die Astronomen die Photoplatte als Aufnahmemedium: Deren Emulsion besitzt eine Quantenausbeute von weniger als einem Prozent, das heißt, eine bestimmte Stelle der Emulsion muß von über hundert Lichtteilchen getroffen werden, bevor sie eines registriert.

Seit Beginn der achtziger Jahre verfügen die Astronomen über sogenannte Charge Coupled Devices (CCDs). Das sind lichtempfindliche Halbleiter, die je nach Wellenlänge zwischen 60 und nahezu 100 Prozent Quantenausbeute erzielen (Abbildung III.1). Durch ihren Einsatz läßt sich die Empfindlichkeit der Detektoren, und damit die Effizienz der Teleskope, um das 50- bis 100fache erhöhen. Diese wenige Quadratzentimeter großen Plättchen sind aus einer Vielzahl lichtempfindlicher Bildelemente (Pixel) zusammengesetzt. Die größten CCDs weisen mehrere Millionen Pixel auf. Das auf jedem einzelnen Pixel auftreffende Licht erzeugt eine elektrische Ladung, die in dem Pixel gespeichert wird. Am Ende jeder Belichtung liest eine Elektronik den

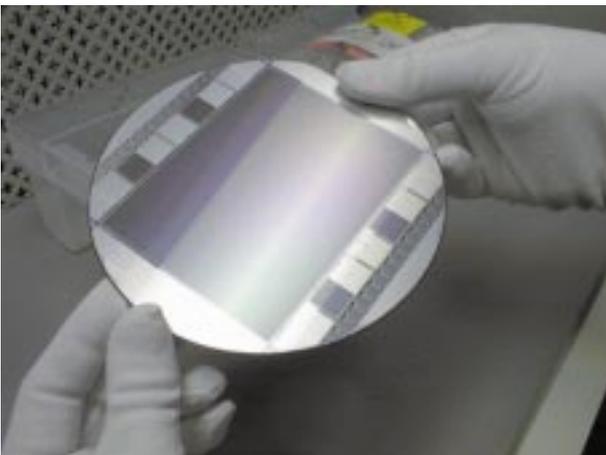


Abb.III.1: Lichtempfindliche CCDs haben in der Astronomie die Photoplatte als Detektor weitgehend abgelöst. Das Bestreben geht dahin, immer größere Chips zu bauen. Das Bild zeigt das derzeit größte CCD mit 7000 mal 9000 Bildelementen (Format: 8.4 cm × 10.8 cm).

CCD-Chip aus und ein Computerprogramm setzt die registrierte Ladungsverteilung in ein optisches Bild um. Weitere entscheidende Vorteile der neuen Detektoren: Die Anzahl der erzeugten Ladungsträger ist zur auftretenden Lichtintensität direkt proportional, und die erzeugten digitalen Bilder sind unmittelbar für die weitere Auswertung im Computer verfügbar.

CCDs werden heutzutage in kommerziell erhältlichen Videorekordern und sogar in Photoapparaten verwendet. Dennoch können am Teleskop nicht die handelsüblichen CCDs eingesetzt werden. Nur die hochwertigsten Chips eignen sich für die Astronomie. Sie werden von Firmen wie Phillips oder Rockwell produziert, müssen aber in den Laboratorien des MPIA ausführlich auf ihre Tauglichkeit getestet werden, bevor sie an einem der Teleskope zum Einsatz kommen.

Auch die Instrumente selbst, also die Kameras und Spektralgeräte, in denen die Detektoren zum Einsatz kommen, sind nicht kommerziell erhältlich, sondern werden individuell konstruiert und gebaut. Im allgemeinen spezifiziert der projektleitende Wissenschaftler die erwünschten Eigenschaften des Gerätes. Dann wird der Prototyp in den Werkstätten des MPIA erstellt. Immer wieder kommt es auch zur Zusammenarbeit mit Firmen, die bei solchen speziellen Aufträgen nicht selten mit völlig neuen Aufgaben konfrontiert werden. Das hierbei erarbeitete Know-how stärkt ihre Wettbewerbsfähigkeit auf dem Weltmarkt.

Es folgt nun eine Übersicht über die neueren Meßinstrumente des MPIA.

CAFOS2.2 – Calar Alto Fokalreduktor-System für das 2.2-Meter-Teleskop

Die großen Teleskope auf dem Calar Alto verfügen über ein besonders weites Bildfeld mit optisch einwandfreier Qualität. Das 2.2-Meter-Teleskop beispielsweise besitzt im Ritchey-Chrétien-Fokus ein nutzbares Feld von 67 Bogenminuten Durchmesser, entsprechend 33 Zentimetern. Da CCDs Kantenlängen von lediglich wenigen Zentimetern besitzen, läßt sich mit ihnen demnach nur ein Teil des gesamten Bildfeldes abdecken. Ein Fokalreduktorsystem verringert die effektive Brennweite und damit den Durchmesser des Bildfeldes eines Teleskopes und erlaubt so eine bessere Anpassung an die Größe der CCDs: Es rekollimiert das Strahlenbündel hinter der Brennebene

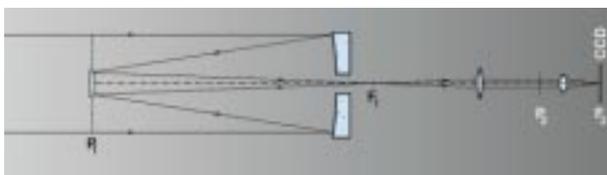


Abb.III.2: Prinzip eines Fokalreduktors. Das konvergente Strahlenbündel wird hinter dem Cassegrain-Fokus (F_1) mit Hilfe eines Kollimators wieder parallel gerichtet. Auf diese Weise entsteht bei P_2 ein sekundäres Bild der Eintrittspupille P_1 . Dieses wird mit der Kamera bei F_2 auf das CCD fokussiert. Die effektive Gesamtbrennweite f ist um den Faktor $f(\text{Kamera})/f(\text{Kollimator})$ reduziert, so daß auf dem kleinen Detektor ein großes Bildfeld abgebildet wird.

und fokussiert es mit Hilfe einer Kameraoptik in einer zweiten Brennebene (Abbildung III.2).

Das System CAFOS2.2 verringert die effektive Brennweite des 2.2-Meter-Teleskops von mehr als 17 Metern auf 8 Meter. Diese Apparatur erlaubt zudem den Einsatz weiterer Instrumente, wie Spektralgitter oder Prismen. Im CAFOS2.2 befinden sich acht sogenannte Grisms (zusammengesetzt aus den englischen Wörtern Grating (Gitter) und Prism). Ein Grism ist ein Prisma, an dessen Rückseite zusätzlich ein Spektralgitter aufgebracht ist. Es bewirkt die spektrale Zerlegung des einfallenden Lichtes im gesamten sichtbaren Bereich von 320 bis 950 Nanometer Wellenlänge. Weiterhin läßt sich für Polarisationsuntersuchungen ein Wollaston-Prisma in den Strahlengang einschieben. Ein Fabry-Pérot-Interferometer ermöglicht zudem schmalbandige Aufnahmen. Es hat die Eigenschaft, daß sich ein sehr enger spektraler Durchlaßbereich über einen weiten Wellenlängenbereich durchstimmen läßt. Es ist vergleichbar mit einem Radioempfänger, mit dem sich über einen bestimmten Frequenzbereich hinweg schmalbandige Radiosender einstellen lassen.

Die Domäne von CAFOS2.2 sind Direktaufnahmen und Spektraluntersuchungen von sehr lichtschwachen Objekten mit relativ hoher spektraler Auflösung. Das Gerät wird intensiv für die Suche nach den entferntesten Galaxien im Calar Alto Deep Imaging Survey, CADIS (Kapitel II.2), eingesetzt. Ein Kontrollsystem bietet eine Vielzahl von automatischen Beobachtungssequenzen und Hilfsroutinen an, die den Beobachter von Routineaufgaben wie Fokusreihen oder Kalibrationstests entlasten. In nächster Zukunft soll das Instrument auf einen weitgehend automatisierten Beobachtungsmodus ausgerichtet werden.

MOSCA – Multi-Objekt-Spektrograph für den Calar Alto

MOSCA ist ein Mehrzweckinstrument, das sowohl für Direktaufnahmen als auch für spektrographische Untersuchungen einsetzbar ist. Das Ende 1996 in

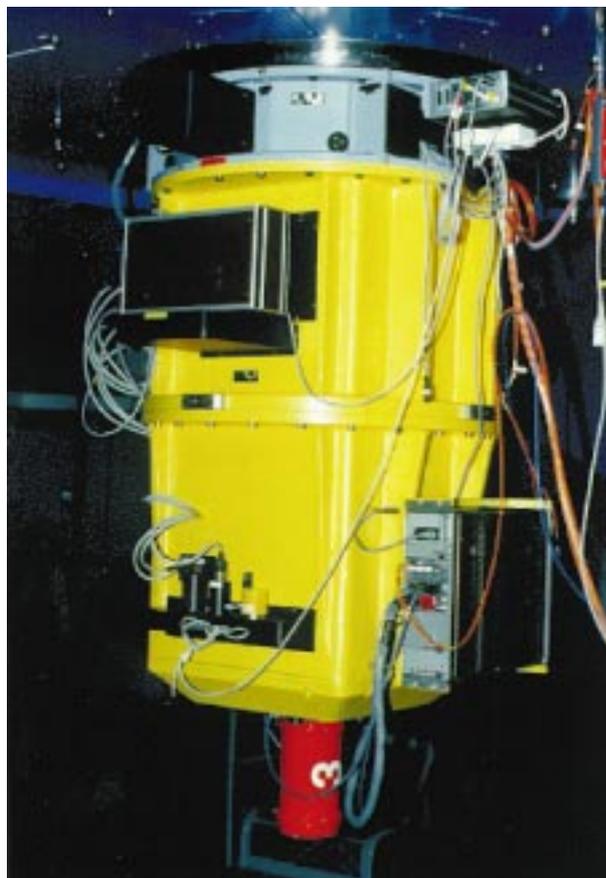


Abb.III.3: Die Infrarotkamera MOSCA in Betrieb.

Betrieb genommene Gerät kommt am 3.5-Meter-Teleskop hinter der Bohrung des Hauptspiegels im Ritchey-Chrétien-Fokus zum Einsatz (Abbildung III.3 und III.4). MOSCA ist ein Fokalreduktor, der die tatsächliche Brennweite um einen Faktor 3.7 verringert, womit sich ein effektive Öffnungsverhältnis von $f/2.7$ ergibt. Er vergrößert so das auf dem CCD-Chip registrierbare Bildfeld auf 11×11 Quadratbogenminuten, ausreichend, um auch verhältnismäßig nahe und große Galaxien, wie M 51, vollständig abzubilden (vgl. Abbildung auf Seite 32). Als Detektor dient derzeit ein CCD mit 2048×2048 Pixeln, das über einen großen Wellenlängenbereich von 330 nm bis 1 Mikrometer hinweg empfindlich ist. MOSCA ist am 3.5-Meter-Teleskop das Pendant zu CAFOS2.2.

MOSCA ist für Direktaufnahmen mit zwei Filterrädern bestückt). Eines beinhaltet sieben Standardfilter, das andere läßt sich mit bis zu zehn Spezialfiltern bestücken, die der Beobachter auch eigens für seine Zwecke mitbringen kann. Auch ein sogenanntes Fabry-Pérot-Interferometer ist eingebaut: Es läßt sich als schmalbandiges Filter (Durchlaßbreite 1.5 bis 2 nm) über einen Bereich von 550 bis 950 nm durchstimmen. Für spektroskopische Untersuchungen stehen sechs unterschiedliche Gitterprismen (Grisms) mit verschiedener spektraler Auflösung zur Verfügung.

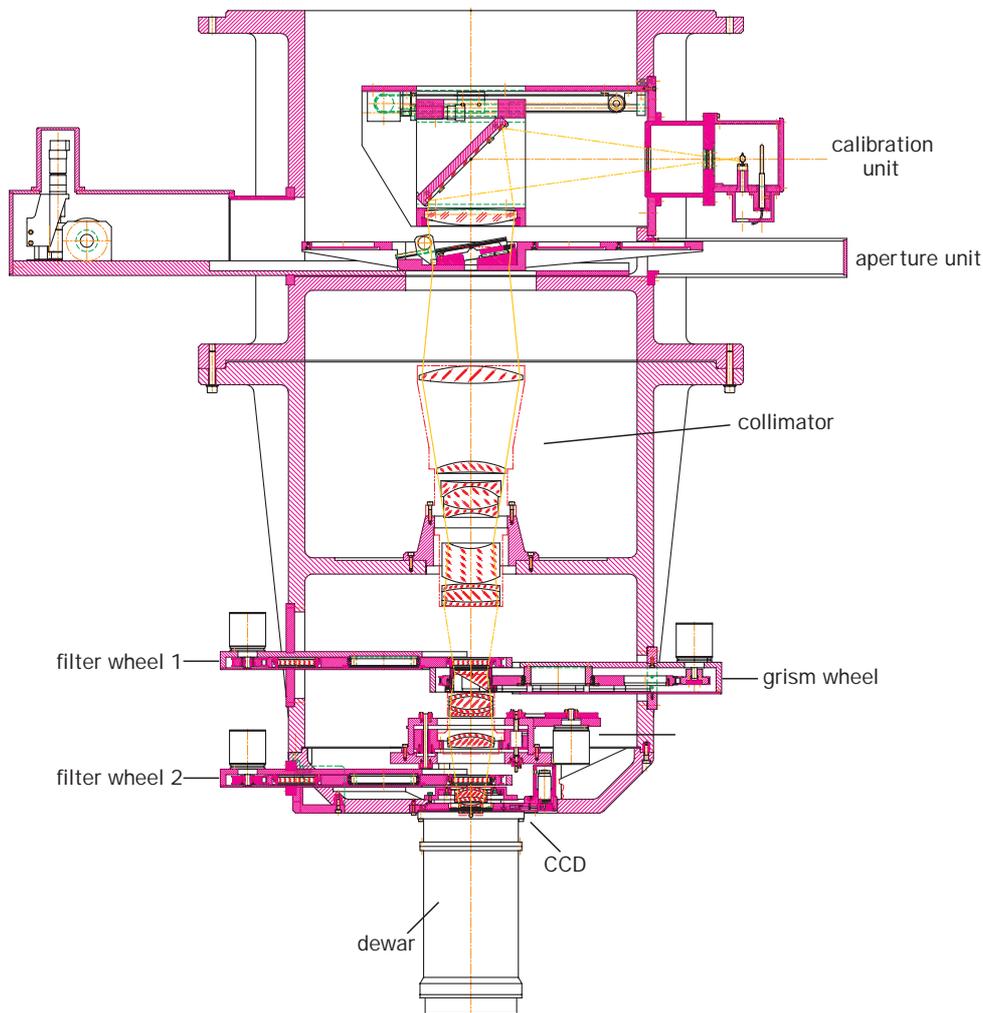


Abb.III.4: MOSCA: Konstruktionszeichnung .

MOSCA wurde im Jahre 1997 vor allem als Multiobjekt-Spektrograph genutzt. So ist es möglich, von mehreren Himmelskörpern, beispielsweise von Galaxien in einem Haufen, gleichzeitig Spektren aufzunehmen. Dazu wird in der Brennebene des Teleskops eine Metallplatte eingesetzt, in die zuvor an exakt ausgemessenen Positionen Schlitze gefräst wurden. Dieses Schlitzmuster entspricht der Galaxienverteilung in der Brennebene, so daß man mit einer einzigen Aufnahme von allen Himmelsobjekt gleichzeitig ein Spektrum erhält.

Die Masken können in den Werkstätten des MPIA innerhalb weniger Minuten mit einer Präzision von einem Mikrometer gefertigt werden. Alle Benutzer des Gerätes, auch die Gastbeobachter, können am MPIA die von ihnen benötigten Masken herstellen lassen. Eine halbautomatische Prozedur ermöglicht es schließlich, Teleskop und Maske innerhalb von 10 bis 20 Minuten auszurichten. MOSCA fand beispielsweise Anwendung bei der Suche nach den entferntesten Galaxien im Calar Alto Deep Imaging Survey, CADIS (Kapitel II.2).

OMEGA-Prime – Kamera für das nahe Infrarot

OMEGA-Prime (Abbildung III.5) ist die erste mit Infrarotdetektoren einer neuen Generation bestückte Kamera auf dem Calar Alto. Sie ging im Frühjahr 1996 am Primärfokus des 3.5-Meter-Teleskops in Betrieb. Herz des Instruments ist ein im Rockwell Science Center und an der Universität Hawaii entwickelter Chip aus einer Quecksilber-Cadmium-Tellur-Verbindung (HgCdTe) mit 1024×1024 Bildelementen (Abbildung III.6). Dieser Chip ist 16mal größer als sein Vorläufer in der Kamera MAGIC. Sein Empfindlichkeitsbereich reicht von 1 bis 2.5 Mikrometer Wellenlänge, erstreckt sich also über das nahe Infrarot. OMEGA-Prime wurde am MPIA entworfen und in den Infrared Laboratories in Tucson, Arizona, gebaut.

Ein Filterrad mit 15 Positionen ermöglicht Untersuchungen in verschiedenen Wellenlängenbereichen, und ein aus drei optischen Elementen bestehender Korrektor liefert über das gesamte Feld eine exzellente Bildqualität (Abbildung III.7).

OMEGA-Prime kommt im Primärfokus des 3.5-Meter-Teleskops zum Einsatz, wo sich ein großes

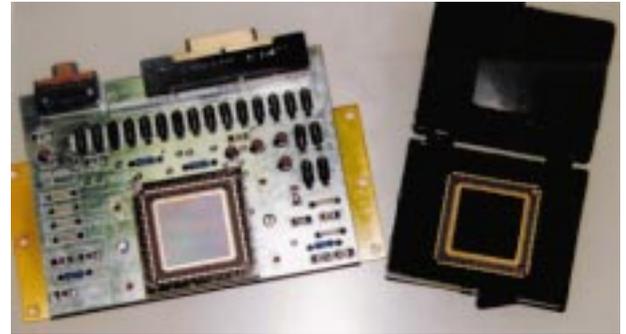


Abb.III.6: Die CCD-Einheit von OMEGA-Prime.

Abb.III.5: Die Kamera OMEGA-Prime auf einem Teststand.

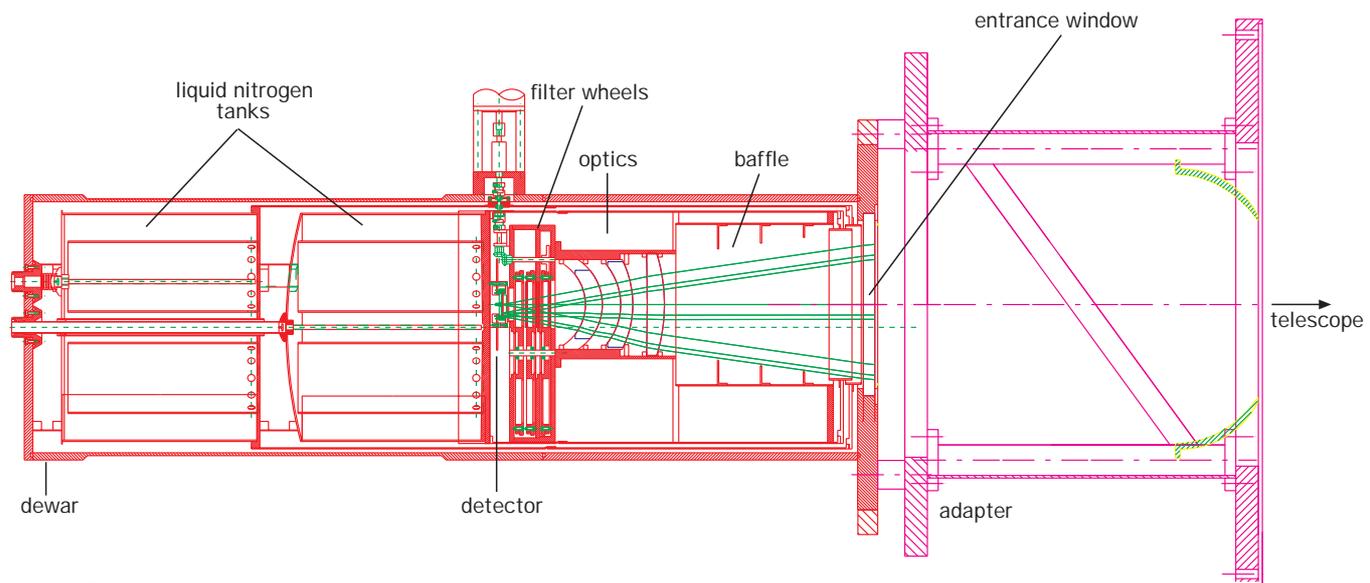


Abb.III.7: OMEGA-Prime: Konstruktionszeichnung.

Bildfeld von 6.8×6.8 Quadratbogenminuten ergibt. Damit eignet sich das Instrument hervorragend zur Durchmusterung des Himmels nach schwachen Infrarotquellen, wie Protogalaxien oder Braunen Zwergen, sowie zum detaillierten Studium von Sternentstehungsgebieten. OMEGA-Prime wurde im Herbst 1996 für den allgemeinen Beobachtungsbetrieb freigegeben und war auf Anhieb das meist gefragte Instrument.

OMEGA-Cass – Spektrometer und Kamera für das nahe Infrarot

OMEGA-Cass ist eine Weiterentwicklung von Omega-Prime. Das Gerät (Abbildung III.8 und III.9) ist für den Einsatz im Cassegrain-Fokus sowohl des 3.5- als auch des 2.2-Meter-Teleskops auf dem Calar Alto konzipiert. Es erlaubt neben der Direktphotographie auch Spektral- und Polarisationsuntersuchungen.

Mit der Konstruktion von OMEGA-Cass wurde im Sommer 1996 am MPIA begonnen. Als Detektor arbeitet wie in OMEGA-Prime ein HgCdTe-Array mit 1024×1024 Pixel, das für den Wellenlängenbereich von 1 bis 2.5 Mikrometer empfindlich ist. Der Abbildungsmaßstab läßt sich durch Wahl von drei unterschiedlichen Kameraoptiken verändern. Im $f/10$ -Strahl

des 3.5-Meter-Teleskops variiert er zwischen 0.1, 0.2 und 0.3 Bogensekunden pro Pixel. In Verbindung mit dem adaptiven System ALFA (Kapitel II.1) verschiebt sich das Öffnungsverhältnis von $f/10$ zu $f/25$, und es ergeben sich für den Abbildungsmaßstab auf dem Detektor die Werte 0.12, 0.08 und 0.04 Bogensekunden pro Pixel.

Zwei Filtrerräder können insgesamt 18 Farbfilter aufnehmen und ermöglichen Aufnahmen in verschiedenen Wellenlängenbereichen. Weiterhin bietet OMEGA-Cass zwei Möglichkeiten der Polarisationsanalyse. Vier in Schritten von 45 Grad drehbare Filter sowie zwei Wollaston-Prismen liefern den linearen Polarisationsgrad ausgedehnter Quellen. Drei Grisms (Gitterprismen) verleihen OMEGA-Cass seine spektroskopischen Eigenschaften. Die spektrale Auflösung $\lambda/\Delta\lambda$ liegt zwischen 500 und 1000.

Jeder Körper gibt bei Raumtemperatur Infrarotstrahlung in dem Empfindlichkeitsbereich von Omega-Cass ab. Bei Raumtemperatur würden deshalb die Bauteile des Gerätes selbst den Detektor blenden. Um dies zu verhindern, muß das Gerät gekühlt werden. OMEGA-Cass verfügt über zwei mit flüssigem Stickstoff gefüllte Kühltanks, die das Instrument für mehr als 36 Stunden auf der nötigen Betriebstemperatur von etwa 80 Kelvin halten. Der äußere Tank kühlt den

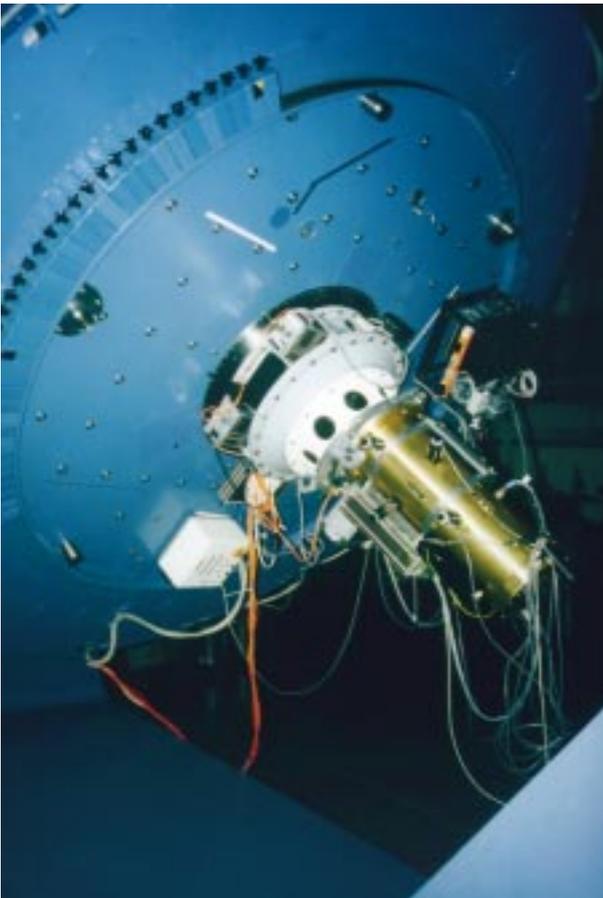


Abb.III.8: OMEGA-Cass am 3.5-Meter-Teleskop.

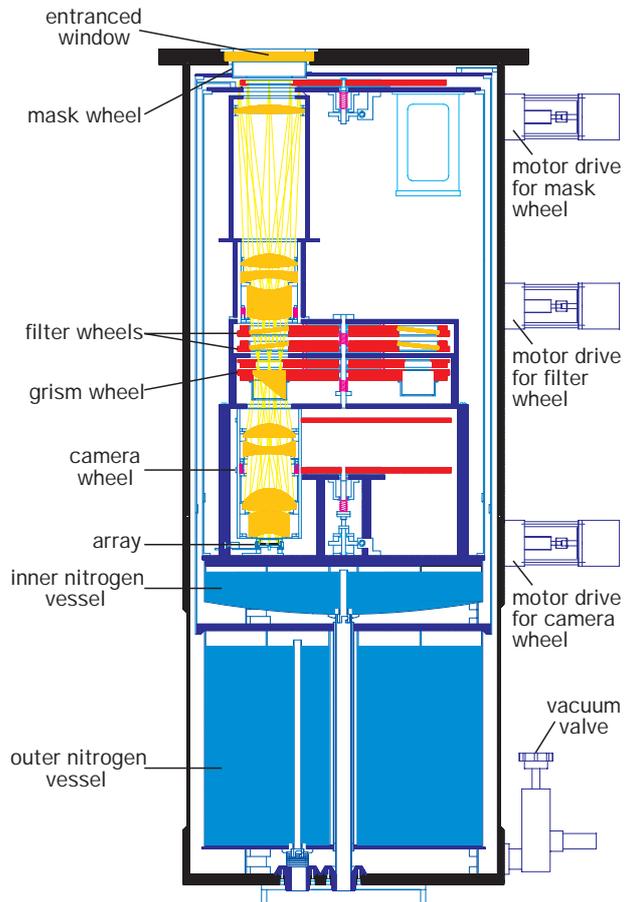


Abb.III.9: OMEGA-Cass: Konstruktionszeichnung.

äußeren Strahlungsschild, während der innere Tank direkt mit der gesamten inneren optomechanischen Struktur in thermischem Kontakt ist.

OMEGA-Cass sah im August 1997, nur 15 Monate nach Baubeginn, am 3.5-Meter-Teleskop »erstes Licht«. Alle drei Abbildungsoptiken stehen zur Verfügung, die Polarisatoren und Grisms sind vollständig integriert. Die ersten Tests erfüllten alle Erwartungen, so daß sich OMEGA-Cass sicherlich zu einem neuen »Arbeitspferd« am 2.2- und 3.5-Meter-Teleskop entwickeln wird.

Ende 1997 wurde vorgeschlagen, in OMEGA-Cass zusätzlich einen abbildenden Spektrographen zu installieren. Hierzu soll in der Brennebene ein Array aus zahlreichen Einzellinsen plaziert werden. Damit wird sich für jeden der etwa 100×100 Bildpunkte eines Himmelsareals in einer Aufnahme ein kleines Spektrum erzeugen lassen (3D-Spektroskopie).

CONICA – Coudé Near-Infrared Camera für das VLT

Das European Southern Observatory, ESO, errichtet derzeit auf dem 2630 Meter hohen Gipfel Paranal in der chilenischen Atacama-Wüste das Very Large Telescope, VLT (vgl. Abbildung I.4). Im Endausbau wird es aus vier Großteleskopen mit Spiegeln von jeweils 8.4 Metern Durchmesser sowie drei kleineren Hilfsteleskopen mit 1.8-Meter-Spiegeln bestehen. Das VLT wird dann weltweit das Observatorium mit der größten Gesamtspiegelfläche sein. Jedes der vier Großteleskope verfügt über drei Ausgänge, die mit äußerst leistungsfähigen Kameras und Spektralapparaten bestückt sein werden. An dem ersten der vier Teleskope, das Ende Mai 1998 »erstes Licht« sah, wird CONICA arbeiten. CONICA entsteht derzeit unter der Federführung des MPIA in Zusammenarbeit mit dem MPI für extraterrestrische Physik in Garching. Das Gerät (Abbildung III.10 und III.11) soll im Jahre 2000 in Betrieb gehen. Den Astronomen der am Bau von CONICA beteiligten Institute werden am VLT 45 Nächte Beobachtungszeit mit diesem Gerät zur Verfügung stehen.

In dem 1991 mit der ESO geschlossenen Vertrag war vorgesehen, CONICA im Coudé-Fokus ($f/50$) des ersten Teleskops zu betreiben. Wegen Bauverzögerungen im Coudé-Strahlengang wurde jedoch umdisponiert. Jetzt wird CONICA im Nasmyth-Fokus ($f/15$) arbeiten und in Verbindung mit dem adaptiven System NAOS im nahen Infrarotbereich von 1 bis 5 Mikrometer beugungsbegrenzte Bilder mit einer Auflösung bis herab zu 0.026 Bogensekunden liefern.

Als Detektor dient ein Infrarot-Array mit 1024×1024 Pixel. Der Abbildungsmaßstab kann der gewählten Wellenlänge angepaßt werden. Es wird vier Skalen im Bereich von 0.014 bis 0.11 Bogensekunden pro Pixel geben. Für jede dieser Skalen sind zwei Kamerasysteme vorhanden, die in den zwei Wellenlängenbereichen von



Abb. III.10: Die Kamera CONICA im Test.

1 bis 2.5 Mikrometer sowie von 2 bis 5 Mikrometer arbeiten. Das Bildfeld besitzt je nach gewählter Variante eine Ausdehnung zwischen 14×14 und 56×56 Quadratbogensekunden und bei geringster Auflösung 73 Bogensekunden Durchmesser.

CONICA ist ein multifunktionales Instrument, in dem folgende optischen Elemente zur Verfügung stehen werden:

Ein Fabry-Pérot-Interferometer ist im Bereich zwischen 2 und 2.5 Mikrometern stufenlos durchstimmbaar und erlaubt schmalbandige Aufnahmen bei allen Abbildungsmaßstäben. Der Durchlaßbereich von etwa 1 Nanometer entspricht dann einer spektralen Auflösung $\lambda/\Delta\lambda = 2000$. Ein Satz von 20 Standardfarbfilttern sowie 15 schmalbandigen Filtern steht zur Verfügung und läßt sich in zwei Filterräder integrieren. Wollaston-Prismen und Polarisationsfilter ermöglichen die Messung der linearen Polarisation ausgedehnter Objekte. Außerdem bieten drei Grisms die Möglichkeit für zweidimensionale Spektraluntersuchungen mit mittlerer spektraler Auflösung $\lambda/\Delta\lambda$ zwischen 250 und 1000.

Wie alle Infrarotkameras, muß auch CONICA gekühlt werden. Ein zweistufiges geschlossenes Umlaufkühlsystem bringt den Strahlungsschild und die interne Kühlstruktur auf unter 80 Kelvin. Die zweite Stufe kühlt den Detektor auf die optimale Betriebstemperatur um 35 Kelvin ab. Die Abkühlung des Instruments läßt sich

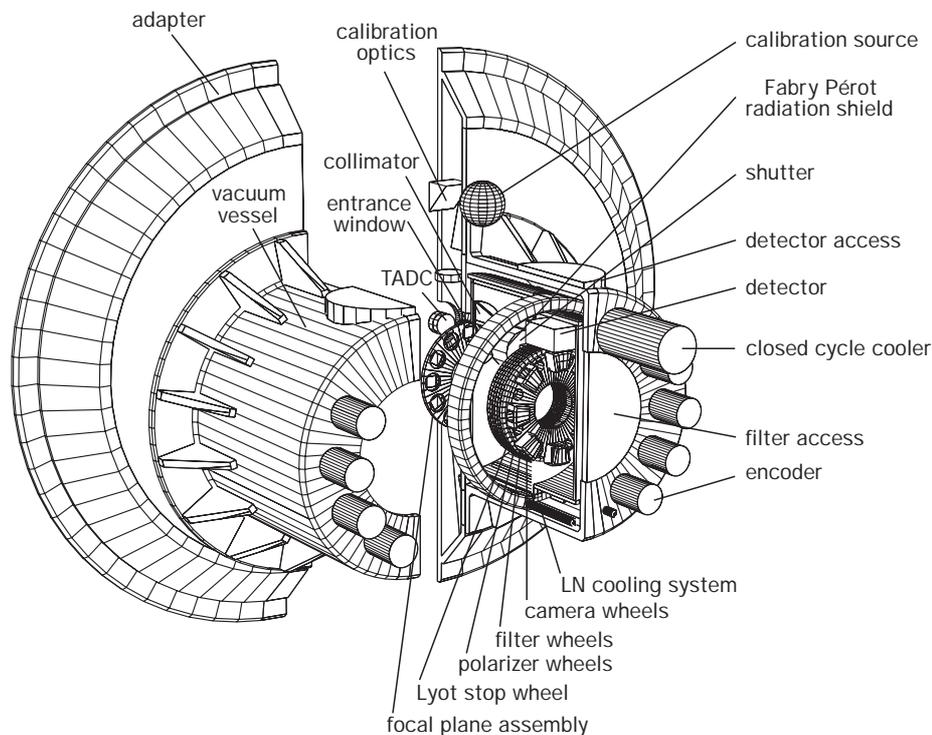


Abb. III.11: CONICA: Konstruktionszeichnung.

durch ein zusätzliches Kühlsystem mit flüssigem Stickstoff beschleunigen. Eine stabile Arbeitstemperatur wird nach weniger als 24 Stunden erreicht.

1997 wurden Kryostat und Adapter fertiggestellt und alle optischen Komponenten geliefert. Umfangreiche Abkühltest verliefen erfolgreich, und Ende 1997 konnte das Instrument erstmals mechanisch vollständig integriert werden. Das System zur Auslese und Speicherung der Daten wurde auf einen Prozessor der neuen Generation umgestellt, der Datenraten bis zu 40 MB pro Sekunde verarbeiten kann – eine wichtige Voraussetzung beispielsweise für Speckle-Interferometrie.

CONICA wird sich für alle aktuellen Forschungsbereiche einsetzen lassen. Im Vordergrund stehen Untersuchungen von Sternentstehungsgebieten und protoplanetaren Staubscheiben, des Galaktischen Zentrums, der Gashüllen Roter Riesen und die Suche nach extrasolaren Planeten. Im extragalaktischen Bereich werden Beobachtungen der Zentralgebiete aktiver Galaxien und entfernter Infrarotgalaxien hohe Priorität besitzen.

MIDI – Mid-infrared Interferometry Instrument für das VLT

Das Very Large Telescope wird ab dem Jahr 2000 auch als optisches Interferometer arbeiten. Dazu werden die Strahlengänge von zwei oder mehr Teleskopen zusammengeführt und in einer gemeinsamen Bildebene

kohärent überlagert. Ein solches Interferometer verfügt über die räumliche Auflösung eines Einzelteleskops, dessen Spiegeldurchmesser der Basislänge der beiden interferometrisch gekoppelten Teleskope entspricht. Zwei in 130 Metern Abstand stehende Teleskope des VLT sind dann in der Lage, im nahen Infrarot eine Auflösung von einigen tausendstel Bogensekunden zu erzielen.

Es sind derzeit drei interferometrische Instrumente vorgesehen: AMBER wird bei 2.2 Mikrometern Wellenlänge drei Teleskope oder mehr vereinen, MIDI soll Interferometrie mit zwei Teleskopen bei 10 Mikrometern ermöglichen und PRIMA soll es im nahen Infrarot durch die Technik des sogenannten Phase Referencing ermöglichen, bereits mit zwei Teleskopen zweidimensionale Bilder zu erstellen.

Das MPIA wird Entwicklung und Bau des Instruments MIDI übernehmen. Hierfür sind rund 1.5 Millionen DM an Sachkosten sowie zusätzliche Personalkosten in vergleichbarer Höhe veranschlagt. Die ersten Beobachtungen sollen im Frühjahr 2001 erfolgen.

Die Weglängen der von den beiden Teleskopen kommenden Strahlenbündel müssen in der gemeinsamen Bildebene bis auf Bruchteile einer Wellenlänge genau, also etwa ein Mikrometer, übereinstimmen. Die hauptsächlich geometrisch bedingte Weglängendifferenz wird bereits zu einem großen Teil ausgeglichen sein, bevor die Strahlen in das Instrument eintreten. Im Inneren von MIDI wird der Durchmesser des Bündels von 80 mm auf 10 mm verringert und die restliche Weglängendifferenz durch verschiebbare, piezoelektrisch angetriebene Spiegel ausgeglichen. Ein Strahlteiler vereint die Strahlen zum Interferenzbild. (Abbildung III.12)

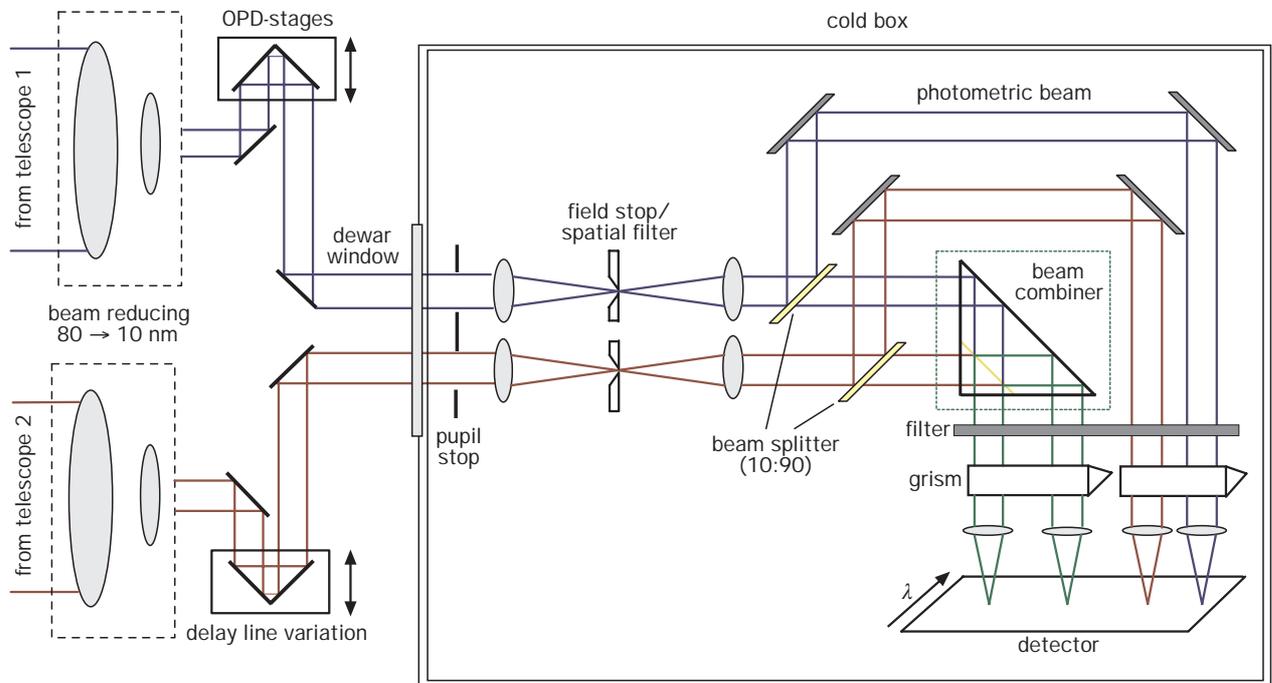


Abb.III. 12: MIDI: Schematische Darstellung.

Gleichzeitig müssen aber auch durch Luftunruhe oder Wolken hervorgerufene Helligkeitsvariationen des beobachteten Himmelsobjekts meßbar sein. Dazu wird ein Teil der beiden Strahlen aus dem interferometrischen Strahlengang herausgeleitet, so daß die Helligkeit ständig separat gemessen werden kann.

Ein großes Problem dürfte die bei 10 Mikrometern Wellenlänge auftretende thermische Hintergrundstrahlung sein. Deshalb muß in festen zeitlichen Abständen ein nahegelegener »leerer« Himmelsbereich als Helligkeitsvergleich gemessen werden. Solche sogenannten choppenden Messungen sind auch bei normalen Direktaufnahmen nötig, erfordern aber beim VLT-Interferometer einen wesentlich höheren Aufwand, da die VLT-Teleskope und MIDI synchron zusammenwirken müssen.

MIDIs Hauptarbeitsgebiete werden voraussichtlich Beobachtungen von Doppelsternen, protoplanetaren Scheiben, Braunen Zwergen, extrasolaren Planeten und aktiven Galaxien sein.

PACS – IR-Kamera für FIRST,
das Far Infrared Space Telescope

Im Jahre 2007 will die Europäische Weltraumbehörde (ESA) das Far-Infrared and Submillimeter Space Telescope FIRST starten (Abbildung III.13). Es ist die vierte große Cornerstone-Mission der ESA. FIRST erhält einen 3-Meter-Spiegel und drei wissenschaftliche

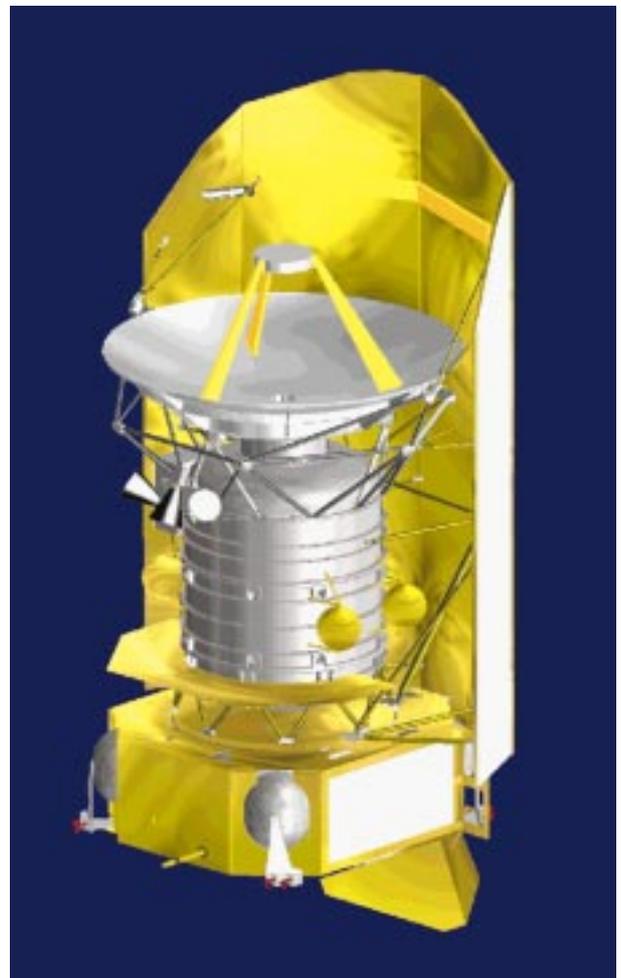


Abb.III. 13: Computerzeichnung des Infrarotobservatoriums FIRST.

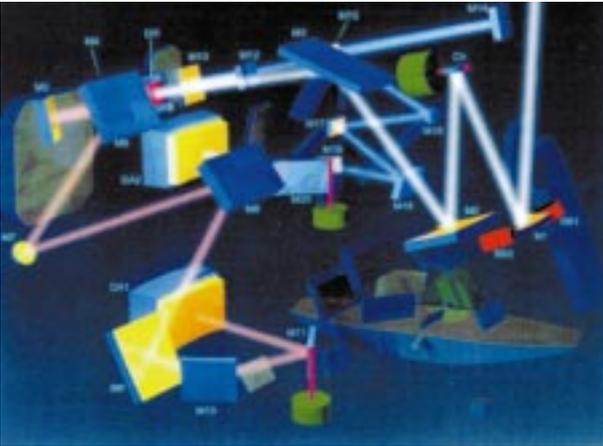


Abb. III.14: Der Strahlengang in PACS.

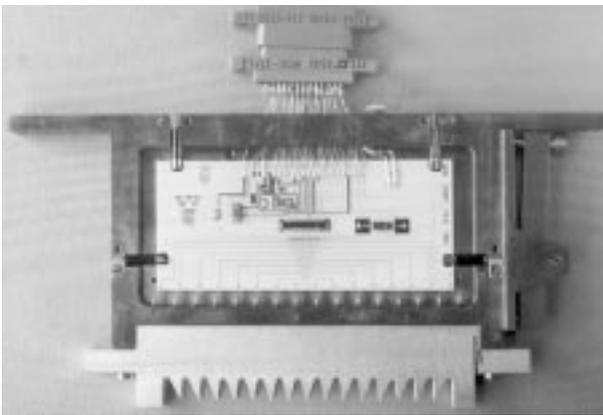


Abb. III.15: PACS-Testmodul. 16 Germanium-Gallium-Kristalle werden mechanisch gedrückt (unten). Im oberen Teil erkennt man die Auslese-Elektronik.

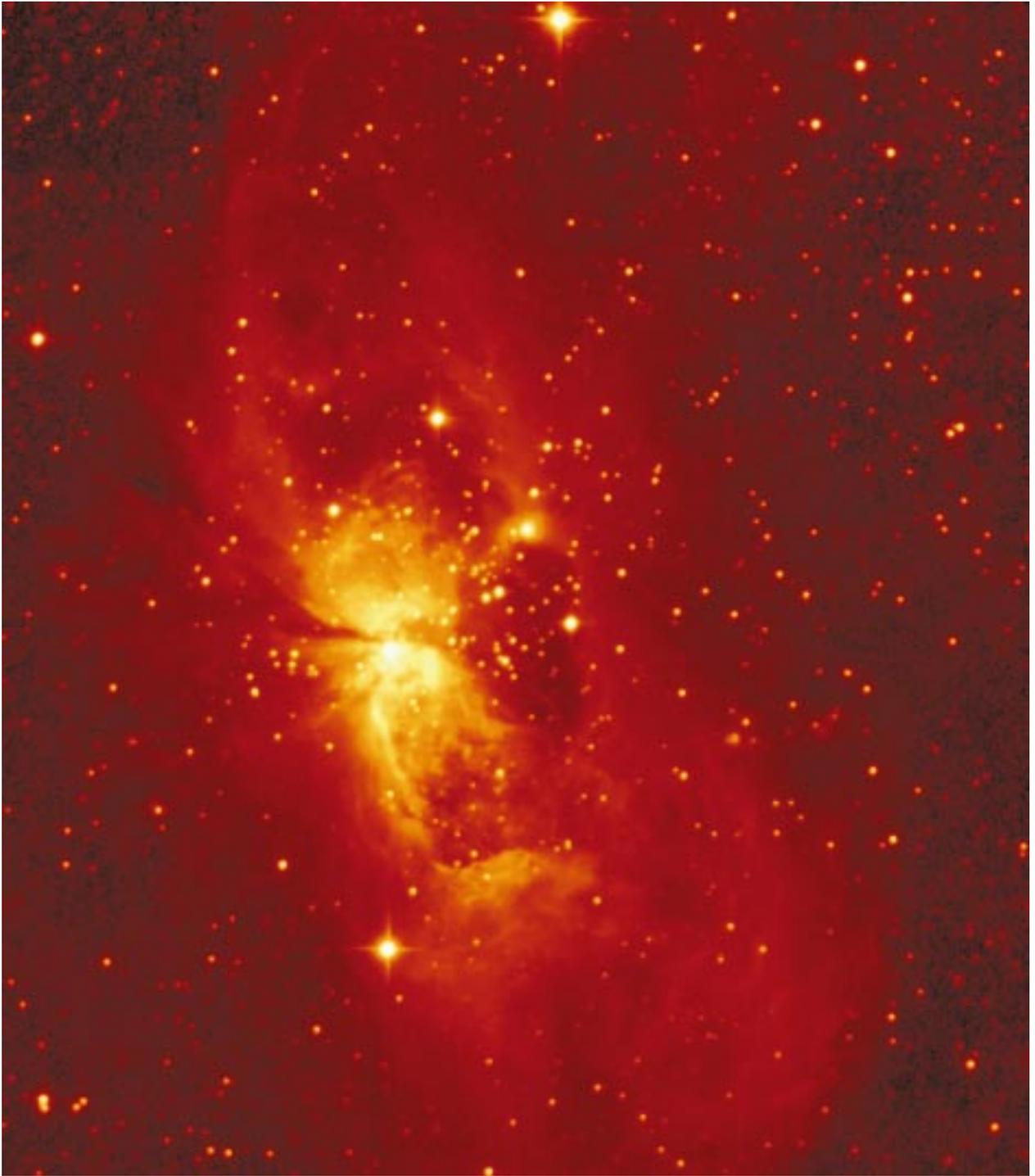
Instrumente, die einen Wellenlängenbereich von 85 bis 900 Mikrometer abdecken sollen. Es schließt damit bei den großen Wellenlängen an die Domäne der Radioastronomie an. Ein Schwerpunkt des Forschungs-

programms wird in der Beobachtung von protostellaren Staubwolken und protoplanetaren Staubscheiben liegen. Auch wird die Infrarotstrahlung sehr weit entfernter, junger Galaxien im Submillimeterbereich nachweisbar sein.

Das MPIA wird sich am Bau eines der Meßinstrumente, PACS, beteiligen. Die Projektleitung liegt beim MPI für extraterrestrische Physik in Garching. PACS soll photometrische und spektrometrische Untersuchungen im Wellenlängenbereich zwischen 80 und 210 Mikrometern ermöglichen (Abbildung III.14). Das MPIA wird wesentlich zu der Entwicklung der Kameras, der Vorverstärker, der Fokalebene-Chopper und der Optomechaniken und zum Aufbau und Betrieb des Datenzentrums beitragen. Mit FIRST und PACS wird eine noch ergiebigere Zufallsdurchmusterung des Himmels (»Serendipity Survey«) möglich sein, als kürzlich mit ISO durchgeführt (Kapitel II.3).

PACS wird zwei Infrarot-Detektor-Arrays mit je 16×25 Pixeln besitzen, die jeweils aus gedrückten und ungedrückten Germanium-Gallium-Kristallen bestehen. Das »Drücken« von Kristallen ist eine Technik, die in der Entwicklung der Detektoren für ISOPHOT am MPIA eingehend studiert wurde. Es hat sich gezeigt, daß sich die Empfindlichkeit der Kristalle zu größeren Wellenlängen ausdehnen läßt, wenn man sie einem mechanischen Druck aussetzt (Abbildung III.15). Dabei besteht das Risiko, daß die Kristalle zerstört werden. Im MPIA soll in mehreren Versuchsreihen das mechanische, elektrische und optische Verhalten der bei der Firma ANTEC gefertigten Kristalle untersucht werden.

Bei der Firma IMEC wird eine Elektronik gebaut, welche die Arrays bei der angestrebten Betriebstemperatur von 1.7 Kelvin sicher ausliest. Dazu muß erreicht werden, daß die Elektronik unterhalb der für PACS spezifizierten Maximalwerte beispielsweise für den Dunkelstrom oder die Wärmeentwicklung liegt. Das MPIA trägt wesentlich zur Spezifikation und Entwicklung dieser kalten Elektronik und zu den Abnahmetests bei.



Der Bipolare Nebel S 106, aufgenommen am 3.5-Meter-Teleskop auf dem Calar Alto bei 2.1 μm Wellenlänge.

IV Wissenschaftliche Arbeiten

IV.1. Galaktische Astronomie

Die bipolare Phase – Jets von jungen Sternen

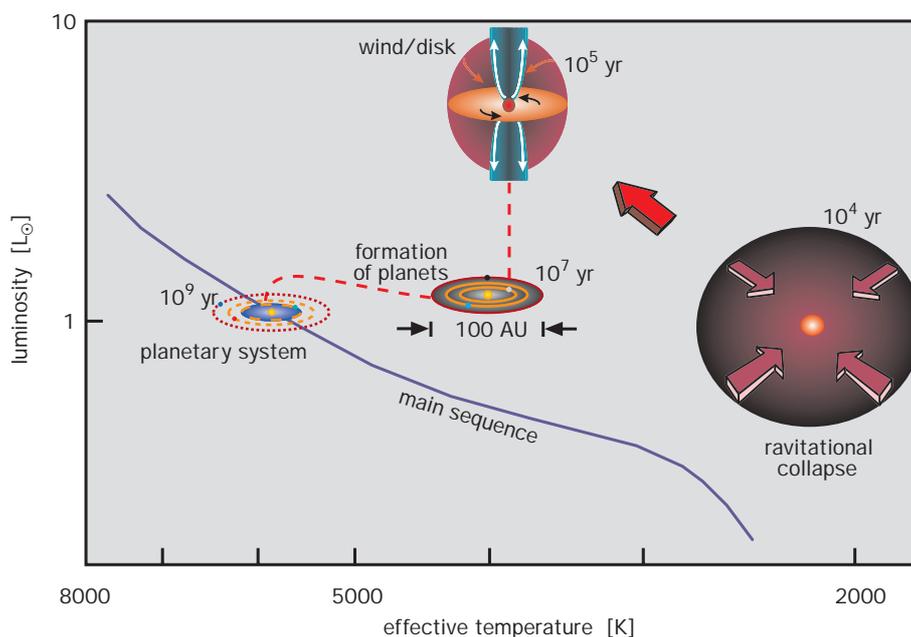
Sterne entstehen im Inneren großer interstellarer Wolken aus Gas und Staub – davon sind die Astronomen schon seit Jahrzehnten überzeugt. Auch die großen Sternentstehungsgebiete in der Milchstraße sind ihnen bekannt: Dies sind am Nordhimmel vor allem die Orion-Dunkelwolke und der Taurus-Auriga-Komplex. Sternentstehung setzt dann ein, wenn eine Wolke eine bestimmte Dichte überschreitet. Dann wird sie instabil und beginnt, sich unter dem Einfluß der eigenen Schwerkraft zusammenzuziehen (Abbildung IV.1). Große Wolken zerbrechen während der Kontraktion in mehrere kleinere Kondensationen. Diese rotieren und bilden dabei wegen der Zentrifugalkraft eine senkrecht zur Rotationsachse stehende Gas- und Staubscheibe, in deren Zentrum sich die Materie immer weiter verdichtet

Abb.IV.1: Hauptstadien der Sternentstehung. Zunächst kollabiert eine interstellare Wolke; während sie noch kontrahiert, entsteht in ihrer Mitte der neue Stern (unten rechts). Nach etwa 100 000 Jahren hat sich um ihn eine Scheibe ausgebildet, und es beginnt die bipolare Phase (oben). In der zirkumstellaren Scheibe können sich später Planeten bilden. Nach etwa einer Milliarde Jahren hat ein sonnenähnlicher Stern seine stabile Brennphase erreicht.

und erhitzt. Steigt die Zentraltemperatur bis auf einige Millionen Grad an, so beginnen Wasserstoff-Atomkerne miteinander zu verschmelzen. Dabei wird Energie freigesetzt, und das Gas heizt sich weiter auf. Es baut nun einen Gegendruck zur Schwerkraft auf, so daß der Kollaps des Protosterns zum Stillstand kommt. Der Protostern ist jetzt zu einer selbstleuchtenden stabilen Gaskugel geworden. Der Stern ist entstanden.

Gemäß dieser Vorstellung begann in den siebziger Jahren, sobald die ersten Infrarotdetektoren zum Einsatz kamen, die Suche nach den tief in die dichten Dunkelwolken eingebetteten Protosternen. Ihr charakteristisches Merkmal sollten die Anzeichen auf sie herabstürzender Materie sein. Nach diesen Anzeichen suchte man lange Zeit vergeblich. Dagegen kam es bald zur der überraschenden Entdeckung, daß junge Sterne gasförmige Winde mit Geschwindigkeiten bis zu 600 km/s in den Weltraum hinaustreiben. Bis Ende der 70er Jahre meinte man, diese stellaren Winde würden in alle Richtungen gleichmäßig (isotrop) abgeblasen. Dann folgte die nächste Überraschung: Junge Sterne erzeugen bipolare Strömungen – mehr oder weniger stark kollimierte Teilchenwinde, die sich in zwei entgegengesetzte Richtungen vom Stern fortbewegen.

Am MPIA wurde der Nebel S 106 zum Paradebeispiel einer solchen bipolaren Struktur (siehe Abbildung auf



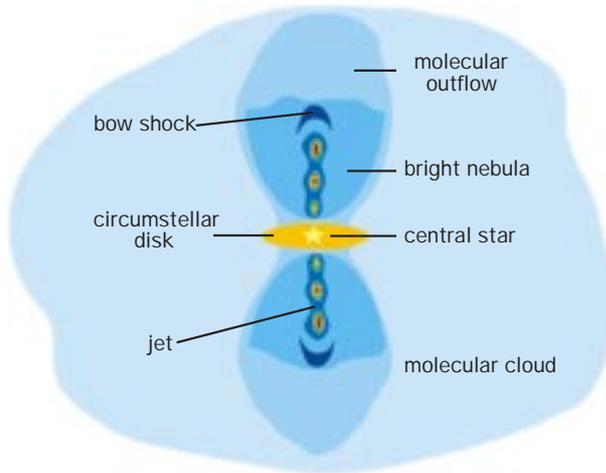


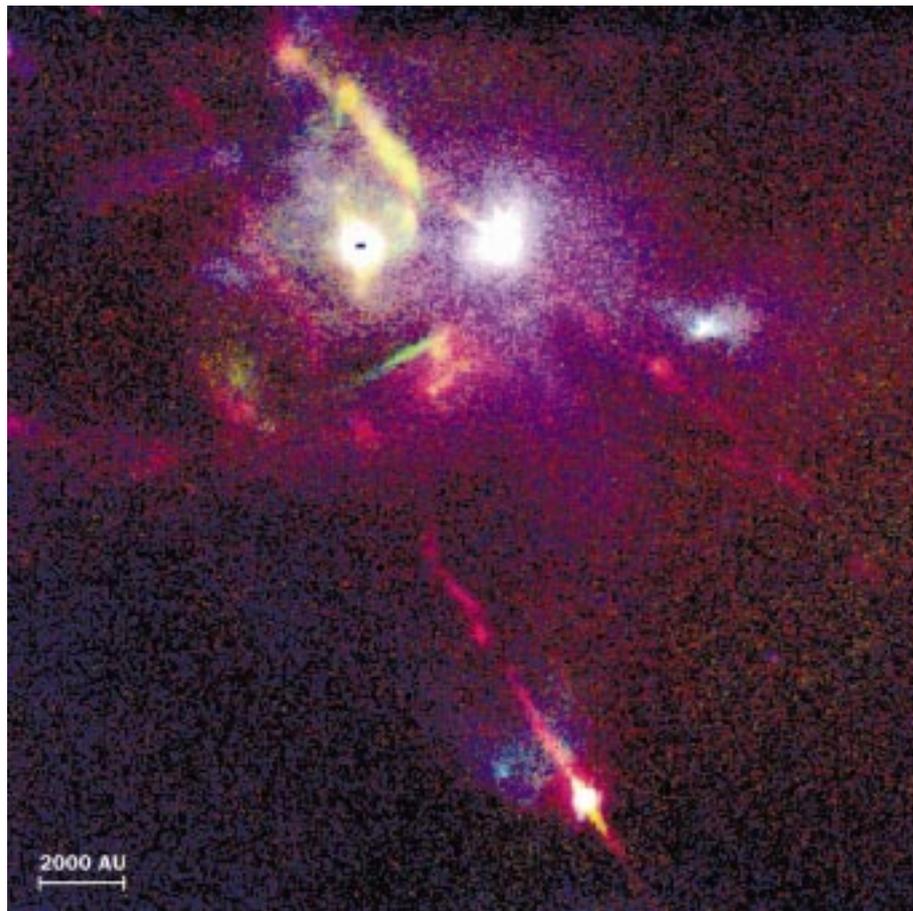
Abb.IV.2: Schema der Umgebung eines jungen Sterns während der bipolaren Phase. Zwei Jets schießen senkrecht zur zirkumstellaren Scheibe in den Raum hinaus.

Seite 42. An ihm ließ sich auch eindeutig feststellen, daß die Teilchenwinde in Richtung der Pole, senkrecht zu einer dichten äquatorialen Straubscheibe vom Stern fortströmen. Diese auf die Polrichtungen konzentrierten auswärtsgerichteten Strömungen konnten also durchaus mit Einfall der Materie (Akkretion) zum Zentrum des

Systems koexistieren, falls die Akkretion vornehmlich innerhalb der dichten äquatorialen Scheibe stattfand. Damit war die Verbindung zur Theorie der protostellaren Scheibe hergestellt. Und es wurde bald klar, daß es sich bei den bipolaren Ausströmungen keinesfalls um eine kuriose Besonderheit handelt, sondern um ein grundlegendes, die Sternentstehung begleitendes Phänomen.

Die Serie der Überraschungen setzte sich zu Beginn der 80er Jahre mit der Entdeckung der bipolaren Jets fort. Dies sind sehr eng gebündelte Materiestrahlen, die mit Geschwindigkeiten von einigen hundert Kilometern pro Sekunde von jungen Sternen aus weit in deren Umgebung hinausschießen. Auch hier bildet eine Scheibe aus Gas und Staub die Symmetrieebene (Abbildung IV.2). Im Innern zahlreicher Jets reihen sich leuchtende Gasknoten wie Perlen an einer Schnur auf. Viele dieser Gasströmungen enden in bogenförmigen Strukturen, die als Kopfwellen gedeutet werden. Sie markieren das Jet-Ende, wo die Strömung auf das umgebende interstellare Medium trifft und sich darin immer

Abb.IV.3: Zwei Jet-Systeme: oben HL Tauri und unten HH 30. Die Falschfarben geben die Strahlung in verschiedenen Wellenlängen an. Blau ist gestreute Kontinuumstrahlung der Sterne, grün stammt von Wasserstoff ($H\alpha$) und rot von ionisiertem Schwefel ($[SII]$).



weiter fortbohrt. Sie sind insofern vergleichbar mit der Bugwelle eines Schiffs im Wasser oder besser noch mit der Druckwelle eines Überschallflugzeuges, denn die Kopfwellen der Jets bewegen sich mit mehrfacher Überschallgeschwindigkeit durch das umgebende Medium.

Die Jets junger Sterne zeigen in mancherlei Hinsicht Ähnlichkeiten mit den Jets, die aus den Zentren von Galaxien herausschießen (Kapitel IV.2). Allerdings strömen in den extragalaktischen Jets wahrscheinlich vornehmlich relativistische Elektronen, die Synchrotronstrahlung aussenden. Die stellaren Jets bestehen aus normaler interstellarer Materie, die in Stoßwellen aufgeheizt und ionisiert wird. In den Kühlzonen hinter den Stoßfronten rekombinieren Elektronen und Ionen und geben die beobachtete Strahlung ab. Sie erfolgt überwiegend in den Balmer-Linien des Wasserstoffs sowie in den verbotenen Linien von atomarem und ein- oder zweifach ionisiertem Sauerstoff (O , O^+ , O^{++}) sowie von einfach ionisiertem Schwefel (S^+) und Stickstoff (N^+).

Die hellsten Emissionsgebiete solcher Jets kennen die Astronomen bereits seit den 50er Jahren. Sie werden nach ihren Entdeckern Herbig-Haro-(HH-)Objekte genannt. Daß sie aber Teile von Jet-Systemen sind, wurde erst in den 80er Jahren klar. Tatsächlich gehen die ersten grundlegenden Untersuchungen der stellaren Jets auf Arbeiten am MPIA zurück. Dort zählen sie seit 1983 zu den Forschungsschwerpunkten des Instituts. Ein Großteil der heute bekannten Jets wurde im Rahmen dieses Projektes entdeckt, und ihre detaillierte Untersuchung, die in großen Teilen am Calar-Alto-Observatorium erfolgte, hat entscheidend zur Entschlüsselung dieses Phänomens beigetragen. Heute sind schätzungsweise 50 stellare Jets bekannt, von denen 15 bis 20 auf das Konto des MPIA gehen (Abbildung IV.3).

Bei den Jet-Quellen handelt es sich um tief in die Dunkelwolken eingebettete T-Tauri- und Herbig-Ae/Be-Sterne. Erstere sind Sterne mit etwa einer Sonnenmasse im Alter zwischen 10^5 und 10^6 Jahren, letztere weisen mehr als zwei Sonnenmassen auf. Diese Sterne bilden die Übergangphase zwischen den kollabierenden protostellaren Wolken und den fertig entwickelten Hauptreihensternen. Häufig befinden sie sich noch im Innern der Gas- und Staubwolke, aus der sie entstanden sind, so daß sie im visuellen Spektralbereich nicht sichtbar sind.

Auch am Südhimmel sind einige Jets bekannt, von denen der prominenteste der HH-46/47-Jet ist (Abbildung IV.4). Er wird ausgestoßen von einem jungen Stern in der kleinen Dunkelwolke ESO 210-6A. Aus einer vorderseitigen Öffnung in der Wolke strömt der Jet mit gemessenen Radialgeschwindigkeiten bis zu 170 km/s auf uns zu und endet in dem bogenförmigen Nebel HH-47A. Auf der rückwärtigen Seite der Wolke ließ sich ein schwacher Gegenjet ausmachen, in dem sich das Gas von uns fortbewegt. Auch dieses System wurde am MPIA detailliert untersucht.

Ein auffälliges Merkmal sind die knotenförmigen Verdichtungen in den Jets, deren Entstehung sich bis

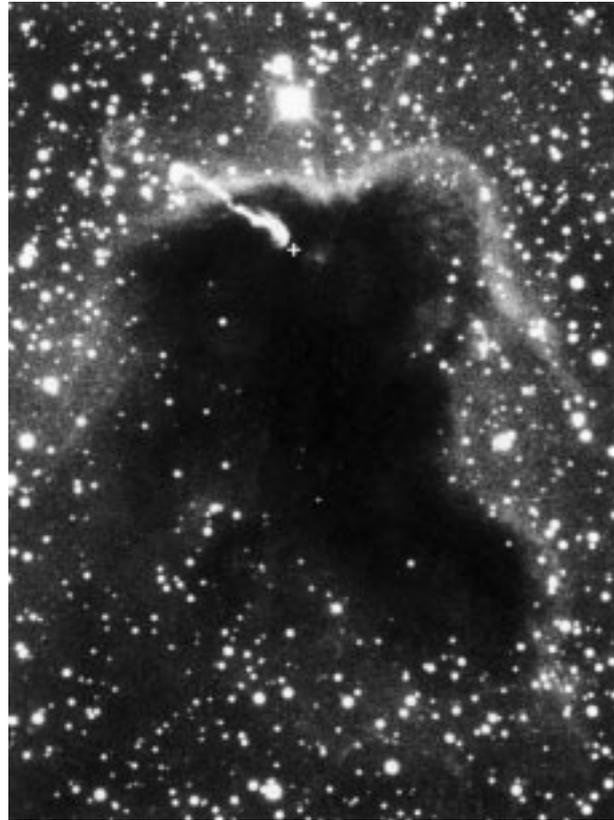


Abb.IV.4: Die am Südhimmel stehende Dunkelwolke ESO 210-6A, aus der auf der Vorderseite ein Jet herausschießt. In entgegengesetzter Richtung ist am Rand der Wolke der Gegenjet schwach erkennbar (Bild: B. Bok, Cerro Tololo).

heute nicht gänzlich klären ließ. Anfänglich wurde angenommen, es handle sich um stehende Schocks, wie sie beispielsweise in Überschallstrahlen auftreten, die sich im Labor erzeugen lassen. In diesem Fall sollten die Knoten so gut wie keine Eigenbewegung aufweisen, sondern stationär in der Strömung stehen. Die Analogie lag nahe, da sich das Gas in den stellaren Jets mit bis zu 20facher Schallgeschwindigkeit bewegt.

Diese Vorstellung wurde jedoch fallengelassen, nachdem es Astronomen des MPIA anhand einer Untersuchung des Jets in der Dunkelwolke L 1551 im Taurus-Auriga-Komplex (siehe Titelbild) 1987 erstmals gelungen war, die Eigenbewegung der Knoten zu bestimmen. Wie sich zeigte, bewegen sich die Knoten ähnlich wie das umgebende Gas im Strahl mit erheblichen Geschwindigkeiten um 300 km/s vom Stern fort.

Heute geht die Vermutung eher dahin, daß viele dieser Verdichtungen ihre Ursache in kurzzeitig verstärkten Aktivitätsphasen der Quelle haben. Ist dies der Fall, so sollten sich Eruptionen, bei denen ein neuer Knoten erzeugt wird, im Abstand von etwa hundert Jahren ereignen.

Diese Überlegung verdeutlicht bereits, daß die Jets nicht nur für sich sehr interessant sind, sondern darüber hinaus auch Informationen über die Quelle und sogar

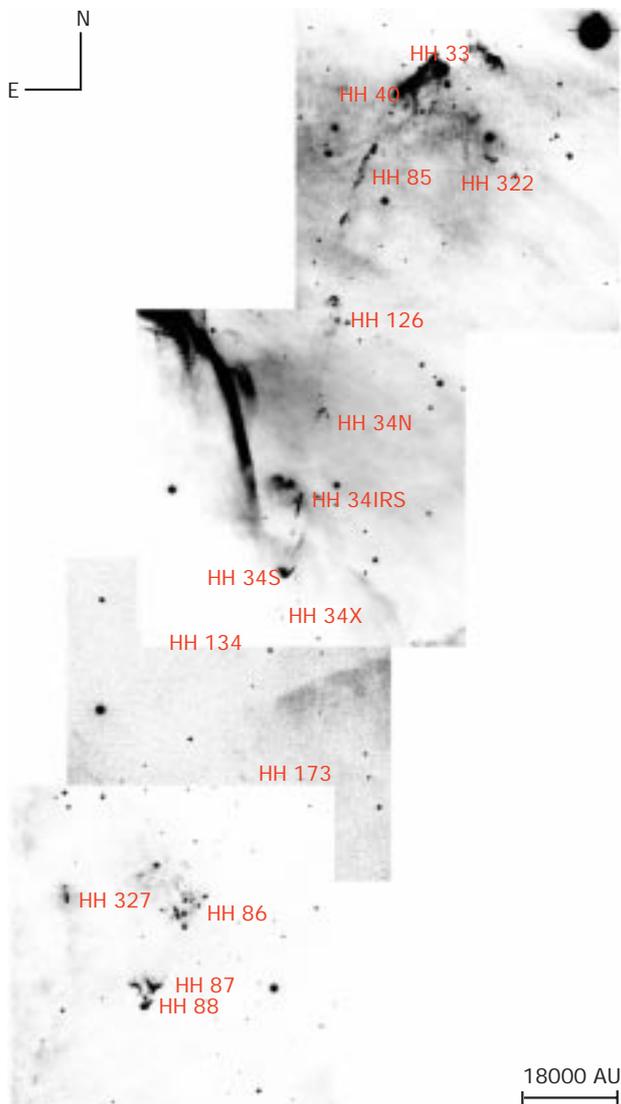


Abb. IV.5: Der HH-34-Superjet. Der im optischen Spektralbereich unsichtbare Stern steht an der mit HH 34 IRS bezeichneten Stelle. Die beiden Jets enden wahrscheinlich bei HH 88 und HH 33.

über deren zeitliche Entwicklung enthalten. Obwohl die stellaren Jets seit ihrer Entdeckung sehr ausführlich studiert worden sind, brachte das Jahr 1997 noch einmal eine Überraschung.

Einer Gruppe amerikanischer Astronomen war aufgefallen, daß sich jenseits der nördlichen und südlichen Bugwelle des HH-34-Jets eine Kette weiterer HH-Objekte etwa in der Verlängerung des Jets befinden. Es tauchte daher die Vermutung auf, daß sie zu diesem Ausströmsystem dazugehören, das somit erheblich ausgedehnter wäre als bis dahin angenommen.

Das MPIA-Team nahm bei zwei Beobachtungskampagnen am 2.2-Meter-Teleskop des MPIA auf La Silla und am 3.5-Meter-Teleskop auf dem Calar Alto einige Gebiete genauer unter die Lupe. Um HH-Objekte von Reflexionsnebeln zu unterscheiden, die ebenfalls häufig

in Sternentstehungsgebieten vorkommen, wendete die Gruppe ein bekanntes Verfahren an: Sie nahm ein Himmelsgebiet einmal durch ein Filter auf, das nur Licht im Bereich des stellaren Kontinuums durchläßt, und ein zweites Mal durch ein schmalbandiges Filter, das nur Licht im Bereich der beiden Linien des einfach ionisierten Schwefels ([SII]) durchläßt. Reflexionsnebel erscheinen auf beiden Aufnahmen, HH-Objekte nur auf den Schmalbandfilter-Aufnahmen.

So wurden zwei Aufnahmen südlich und nördlich der beiden mutmaßlichen Kopfwellen HH 34S und HH 34N gewonnen. Auf den langbelichteten [SII]-Aufnahmen zeigten sich nun im südlichen Gebiet einige zum Teil bereits bekannte HH-Objekte, wie HH 86 und HH 173 (Abbildung IV.5). Zusätzlich wurden jedoch auf der Verbindungslinie zwischen diesen beiden Objekten zwei weitere Knoten sichtbar. Noch weiter nach Süden ist schwach leuchtendes Gas zu erkennen, das HH 86 mit HH 87 und HH 88 zu verbinden scheint. Die Vermutung, daß der Jet nicht in HH 34S endet, sondern sich wesentlich weiter bis zu HH 88 ausdehnt, konnte durch Radialgeschwindigkeitsmessungen untermauert werden. Die Geschwindigkeiten sind negativ (auf den Beobachter zu gerichtet), und nehmen von -150 km/s (Jet) bis -14 km/s (HH 87) ab. In HH 88 sind sie mit $+17$ km/s leicht positiv.

Auch nördlich des bisher vermuteten Jet-Endes, HH 34N, scheint sich die Strömung fortzusetzen. Sie erstreckt sich über HH 126 und HH 85 bis zu HH 33. Auch hier bestätigen die gemessenen Radialgeschwindigkeiten von 220 km/s (HH 34N), 137 km/s in HH85 und 90 km/s bis 140 km/s in HH 33 diese Hypothese. Darüber hinaus wurde neben der bereits bekannten Jet-Quelle kein weiteres Objekt gefunden, das für die neuerlich entdeckten Strömungen und HH-Objekte verantwortlich sein könnte.

Damit ist der Jet von HH 34 nicht, wie bislang angenommen, insgesamt 200 Bogensekunden lang, sondern über 1300 Bogensekunden. Bei einer Entfernung von 450 Parsec (1500 Lichtjahren) und einem Neigungswinkel der Jet-Achse gegen die Himmelsebene von 24 Grad ergibt sich eine lineare Ausdehnung von 3.15 Parsec (etwa 10 Lichtjahren). Der »Superjet« HH 34 ist damit einer der längsten bekannten Jets überhaupt.

In zwei weiteren Himmelsfeldern konnten ebenfalls bereits bekannte Jets über eine längere Distanz verfolgt werden als bis dahin vermutet. Beispiel: der Jet von RNO 43 (Abbildung IV.6). Er erstreckt sich insgesamt über mehr als 1000 Bogensekunden, was einer linearen Ausdehnung von 2.29 pc (7.5 Lj) entspricht. Die vermutete nördliche Kopfwelle (HH 245) zeigt eine Struktur, die an ein Strichmännchen mit Armen und Beinen erinnert. Solche Formen treten auch bei Computersimulationen von Jet-Strömungen auf und unterstützen die Hypothese, daß es sich hier um die Kopfwelle des Jets handelt. Interessant an diesem System ist seine S-Form: Etwa 280 Bogensekunden nördlich und 170

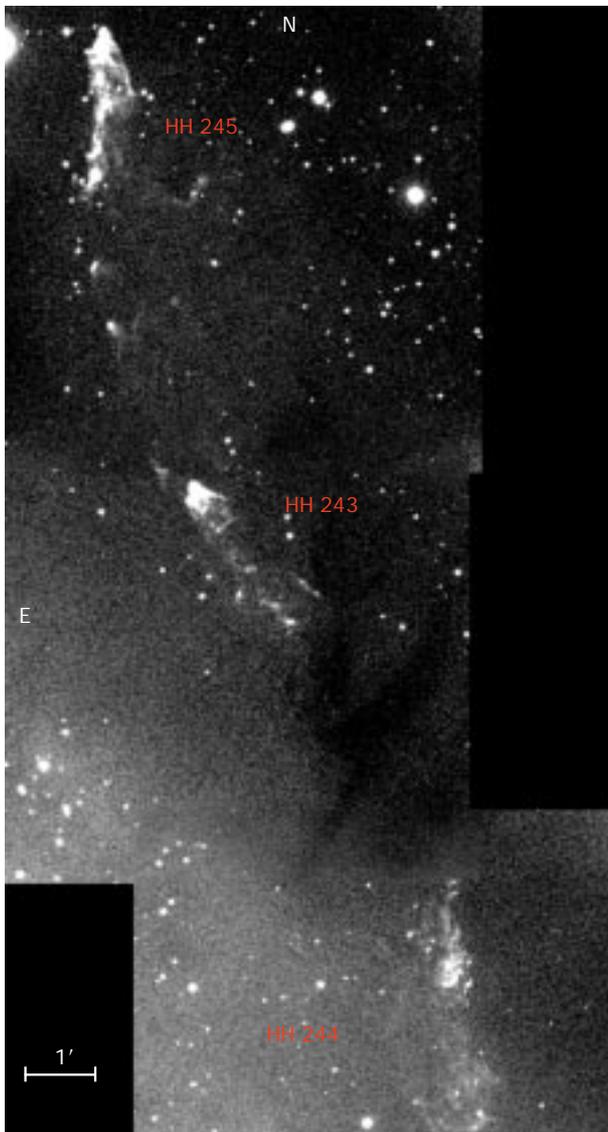


Abb. IV.6: Der Jet von RNO 43. Die beiden Teilchenstrahlen enden wahrscheinlich bei HH 244 und HH 245.

Bogensekunden südlich der nur im Radiobereich erkennbaren Quelle wird die Strömung um etwa 40 Grad abgelenkt.

In einem weiteren Feld um HH 24 wurde ein sehr komplexes System von insgesamt acht Jets ausgemacht. Sie erreichen Längen bis zu 500 Bogensekunden, entsprechend 1.1 Parsec (3.6 Lichtjahren).

Aus der Erkenntnis, daß die Jets wesentlich ausgehnter sind als bisher angenommen, sind verschiedene Konsequenzen zu ziehen. Zum einen läßt sich aus der Jet-Länge und der Geschwindigkeit des Gases das dynamische Alter der Jets errechnen: Die Jets sind drei- bis zehnmal älter als zunächst angenommen. Das Alter des HH-34-Jets beispielsweise beträgt 3000 bis 5000 Jahre, jenes des RNO-43-Jets sogar 11000 Jahre. Auch die anderen untersuchten Strömungen sind um die 8000 Jahre alt. Der Massenverlust durch die Jets beträgt etwa

10^{-8} Sonnenmassen pro Jahr. Das heißt, ein T-Tauri-Stern verliert in dieser Entwicklungsphase insgesamt 10^{-4} Sonnenmassen.

Auch der gesamte Impuls läßt sich abschätzen, den die Strömungen im Laufe ihrer Existenz an das umgebende Medium übertragen. Es ergeben sich jetzt wesentlich höhere Werte als bislang angenommen, nämlich 0.5 bis 10 Sonnenmassen \times km/s. Diese Werte sind mit dem Impuls zu vergleichen, den die sogenannten molekularen Strömungen mitführen. Diese Molekülströme, die anhand der Linienemission ihrer CO-Moleküle im Radiobereich nachgewiesen wurden, sind ebenfalls meist bipolar und besitzen etwa dieselbe Ausrichtung wie die Jets, sind wesentlich geringer kollimiert und viel langsamer (ihre Radialgeschwindigkeiten liegen bei einigen zehn Kilometern pro Sekunde), führen aber viel größere Gasmassen mit sich. Bislang war der ursächliche Zusammenhang dieser beiden Strömungsarten unklar. Da sich jetzt aber herausstellt, daß der von den Molekülströmungen mitgeführte Gesamtimpuls von 1 bis 20 Sonnenmassen \times km/s größenordnungsmäßig demjenigen der Jets entspricht, ist es durchaus möglich, daß die stellaren Jets die Molekülströmungen antreiben. Dies schien bislang ausgeschlossen, weil der von den Jets mitgeführte Impuls viel zu gering zu sein schien.

Die Jets zeichnen sich in der Mehrzahl durch hohe Kollimation und ausgesprochene Linearität aus. Wie bei den Jets von HH 34 und RNO 43 bereits beschrieben, werden allerdings auch Richtungsänderungen beobachtet. Sie können verschiedene Ursachen haben: Dichtegradienten oder starke Verdichtungen im interstellaren Medium, »Seitenwinde« anderer Jets, Strömungsinstabilitäten oder auch ein Taumeln (Präzession) der Jetquelle. Die Präzession sollte sich etwa symmetrisch in den beiden Jets einer Quelle äußern. Dieser Fall wäre besonders interessant, weil er Informationen über den Zustand der jungen Zentralsterne liefert.

Sowohl bei HH 34 als auch bei RNO 43 erscheint Präzession jedoch eher unwahrscheinlich. Hinter der Biegung des HH-34-Jets scheint sich der Strahl plötzlich aufzuweiten – ein Effekt, den man erwarten würde, wenn die Strömung von einem Hindernis, wie einer dichten Wolke, abgelenkt wird. Bei RNO 43 erfolgt die Ablenkung abrupt und um einen großen Winkel von etwa 40 Grad, so daß auch hier ein äußerer Einfluß, etwa eine Verdichtung im umgebenden Medium, als wahrscheinlichste Ursache angesehen werden muß.

Es gilt heute als sicher, daß es sich bei den Jet-Quellen um T-Tauri-Sterne handelt, die von einer Staubscheibe umgeben sind, wobei die Jets senkrecht zur Scheibenebene in den Raum austreten. In einem Fall (HH-30-Jet) konnten die Forscher am MPIA den Jet bis 40 Astronomische Einheiten an die Quelle heran nachweisen. Dort besitzt der Strahl bereits einen Durchmesser von 40 Astronomischen Einheiten. Aus theoretischen Gründen gilt es als sehr wahrscheinlich, daß der Jet bereits in einigen Sternradien Abstand von der Quelle

mit einem geringen Durchmesser entsteht. Danach, das belegen die Beobachtungen, weitet sich der Strahl zunächst stark um etwa 60 Grad auf und verläuft dann über Lichtjahre hinweg stark kollimiert.

Weitgehend ungeklärt ist nach wie vor die Frage, ob der Stern selbst den Jet produziert oder ob dieser von der zirkumstellaren Scheibe ausgeht. Zwei am MPIA durchgeführte Studien führten 1997 bei diesem Problem ein Stück weiter. Überwiegend mit dem 2.2-Meter- und 3.5-Meter-Teleskop auf dem Calar Alto wurden insgesamt 38 T-Tauri-Sterne spektroskopisch untersucht, welche Emission verbotener Linien, insbesondere [SII], [NII] und [OI], zeigen. Diese Gruppe von T-Tauri-Sternen ist nicht mit sichtbaren Jets assoziiert. Die Doppler-Verschiebungen der Emissionslinien zeigen aber, daß in unmittelbarer Umgebung der Sterne ein stellarer Wind existiert. Interessant hieran ist, daß sich zwei Strömungskomponenten nachweisen lassen: eine langsame Komponente mit Geschwindigkeiten zwischen -5 und -20 km/s und eine schnelle Komponente mit Geschwindigkeiten zwischen -50 und -150 km/s.

Die langsame Komponente erreicht bereits in etwa 0.2 Bogensekunden Abstand vom Stern (entsprechend 30 Astronomischen Einheiten) ihre größte Helligkeit, während die schnelle Komponente erst in einer Entfernung von etwa 0.6 Bogensekunden (90 Astronomischen Einheiten) ihr Maximum hat. Sehr wahrscheinlich entstehen diese Winde aber wesentlich näher am Stern. Überdies läßt sich aus den Spektren ablesen, daß der langsame Wind typischerweise dichter und niedriger angeregt ist als die schnelle Komponente.

Die neuen Beobachtungsdaten stimmen mit einem Modell überein, in dem der schnelle Wind in einem Jet entsteht, dessen Teilchendichte mit zunehmender Entfernung vom Stern abnimmt, während die Anregung steigt. Der langsame Wind ist anscheinend räumlich von dem anderen Wind getrennt und wird möglicherweise von der zirkumstellaren Scheibe erzeugt.

Warum einige T-Tauri-Sterne einen Jet erzeugen, andere aber nicht, ist nicht geklärt. Denkbar wäre, daß es sich bei den am MPIA untersuchten zwei Gruppen um Sterne in verschiedenen Entwicklungsstadien handelt. So könnten die Jet-Quellen jünger sein als die T-Tauri-Sterne mit den beobachteten schnellen und langsamen Winden. Für diese Vermutung spricht, daß letztere Sterne im allgemeinen nicht so tief in den umgebenden Staub eingebettet sind und daher auch optisch heller erscheinen.

Der Einfluß von Magnetfeldern

Schon seit langem wird vermutet, daß Magnetfelder bei der Kollimierung der stellaren Winde und möglicherweise auch bei der Teilchenbeschleunigung eine bedeutende Rolle spielen. 1997 gelang erstmals der Nachweis eines Magnetfeldes in Zusammenhang mit der

Ausströmung eines jungen Sterns. Untersuchungsobjekt war T Tauri, der Namensgeber der jungen Sterne geringerer Masse. Dieser Stern mit seiner sehr komplex strukturierten Umgebung hat sich in den vergangenen Jahren immer deutlicher als wenig typischer T-Tauri-Stern erwiesen. T Tauri ist ein Doppelstern, von dem nur die nördliche Komponente im optischen Bereich sichtbar ist. (Einige Astronomen vermuten sogar eine dritte Sternkomponenten in diesem System.) Der südlichen Komponente ist so viel dichter Staub vorgelagert, daß sie nur im Infrarotbereich nachweisbar ist. Am Mauna-Kea-Observatorium ließen sich am UKIRT mit der Kamera MAX des MPIA und mit dem ebenfalls vom MPIA gelieferten Kippspiegel (Kapitel I.1) räumlich hochaufgelöste Aufnahmen bei einer Wellenlänge von

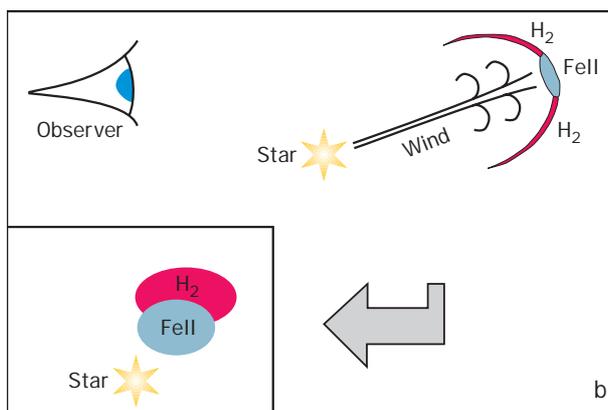
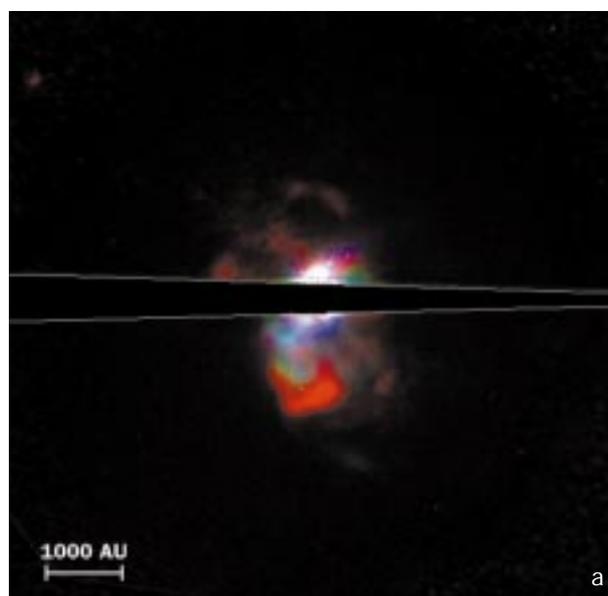


Abb. IV. 7: (a) Der Nebel um T Tauri. Die Falschfarben geben die Strahlung bei verschiedenen Wellenlängen wieder: rot stammt von Wasserstoffmolekülen (H_2 bei $2.2 \mu\text{m}$), grün von ionisiertem Schwefel ([SII]) und blau von Wasserstoff ($H\alpha$). Die bogenförmigen Strukturen sind vermutlich Stoßfronten im ausströmenden Gas. Eine mögliche Geometrie des Systems veranschaulicht (b). Im großen Bild eine Seitenansicht, im kleinen Einsatz der Blick von der Erde aus.

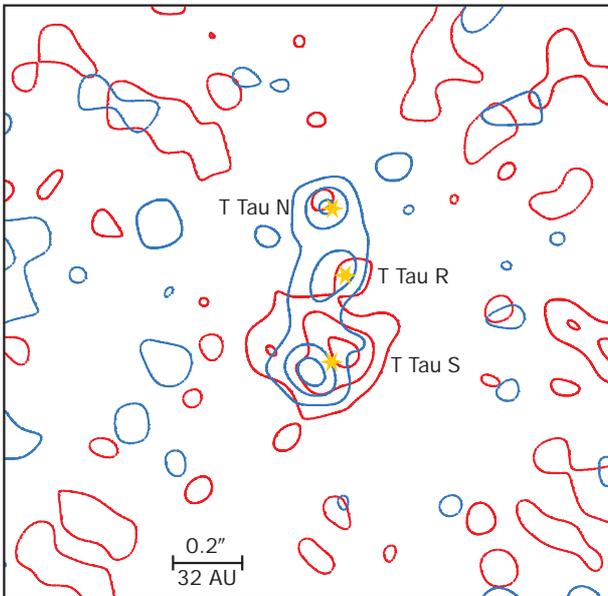


Abb. IV.8: Radiokarte des Gebietes um Tauri bei einer Wellenlänge von 6 cm. Rechts- und linkszirkular polarisierte Strahlung (rote und schwarze Konturen) deutet auf ausgedehnte Magnetfelder hin.

2.122 μ erstellen. Sie zeigen die Emission von molekularem Wasserstoff bis in Entfernungen von 15 Bogensekunden (900 Astronomischen Einheiten) vom Stern. Diese ineinandergeschachtelt wirkenden bogenartigen Strukturen könnten die Kopfwellen ausströmenden Gases sein, das in Stoßfronten angeregt wird (Abbildung IV.7).

Diese Untersuchungen bestätigen andere Studien im nahen und mittleren Infrarot, wonach jeder der beiden Sterne von einer zirkumstellaren Scheibe umgeben ist, von der eine jet-ähnliche Strömung ausgeht, und die beiden Strömungen stehen nahezu senkrecht zueinander. Es ist allerdings kaum vorstellbar, wie ein Doppelsystem zwei orthogonale Jets erzeugen kann, wenn die Jet-Achse jeweils senkrecht zur Scheibenebene steht. Des Rätsels Lösung liegt wahrscheinlich darin, daß wir in einem geringen Winkel von etwa 20 Grad nahezu senkrecht auf die Jets schauen. Zwei Jets mit nicht exakt identischer räumlicher Ausrichtung der Jetachse werden dann in der Projektion an den Himmel stets als nahezu senkrecht zueinander erscheinen.

In einer internationalen Kollaboration konnten Astronomen vom MPIA durch Radiobeobachtungen mit dem Interferometer MERLIN in Jodrell Bank (UK) zirkular polarisierte Radiostrahlung aus Gebieten mit ausgehenden Magnetfeldern um beide Komponenten von Tauri nachweisen. Die Felder müssen sich einige zehn Astronomische Einheiten weit von den Sternen ausbreiten und in den Außengebieten eine Stärke von einigen Gauß besitzen (Abbildung IV.8). Dies ist der erste Nachweis eines Magnetfeldes um einen jungen Stern bis in solch große Entfernungen. Das um Tauri-Süd ermit-

telte Feld besitzt etwa dieselbe Ausrichtung wie eine der beiden Gasströmungen. Es erscheint plausibel, daß die Magnetfelder ursächlich mit der Kollimierung der Strömung zusammenhängen und daß die Felder möglicherweise in Stoßfronten komprimiert werden. Dies würde ihre vergleichsweise hohe Stärke erklären.

Doppel- und Mehrfachsysteme bei jungen Sternen

T-Tauri-Sterne

Die Sonne gehört als Einzelstern zu einer Minderheit. Eine Untersuchung der schweizer Astronomen Antoine Duquennoy und Michel Mayor hatte Anfang der 90er Jahre gezeigt, daß von 164 sonnenähnlichen Hauptreihensternen (vom Spektraltyp G) bis in eine Entfernung von 72 Lichtjahren nur rund ein Drittel Einzelsterne sind. Alle übrigen Objekte sind Mitglieder von Doppel- oder Mehrfachsystemen. Ungeklärt war aber, ob diese Verteilung eine direkte Folge der Sternentstehung ist, oder ob sie sich aus der Entwicklung zur Hauptreihenphase hin erklären läßt. Diese Frage sollten Infrarotbeobachtungen im Sternentstehungsgebiet Taurus-Auriga klären, die 1993 eine Arbeitsgruppe am MPIA durchführte. Sie suchte mit Hilfe der Speckle-Interferometrie bei 104 jungen T-Tauri-Sternen nach nahen Begleitern. Mit dieser Technik erreichten die Astronomen am 3.5-Meter-Teleskop des Calar Alto eine räumliche Auflösung von 0.13 Bogensekunden, so daß sie auch sehr enge Mehrfachsysteme als solche erkennen konnten.

Die Studie ergab, daß 42 Prozent der untersuchten jungen Sterne einen Begleiter im Abstand zwischen 18 und 1800 Astronomischen Einheiten besitzen. Das ist nahezu doppelt so viel wie bei den Hauptreihensternen. Korrigiert man für die nicht erfaßten engeren und sehr weiten Systeme, unter der Annahme, daß die gleiche Abstandsverteilung wie bei Hauptreihensternen gilt, so kommt man zu dem überraschenden Ergebnis, daß nahezu alle Sterne in Doppel- und Mehrfachsystemen entstehen.

Bei den damals ausgewählten Objekten handelte es sich um 46 sogenannte klassische T-Tauri-Sterne, die sich durch eine starke Wasserstoff-(H α)-Emission auszeichnen. Nach einer Studie mit dem Röntgensatelliten ROSAT scheint jedoch die überwiegende Zahl junger Sterne nur schwache Emissionslinien im sichtbaren Bereich (»weak-lined« T-Tauri-Sterne), dafür aber Röntgenemission zu zeigen. Aus diesem Grunde wurde die beschriebene Untersuchung an Sternen aus dem ROSAT-Katalog im Taurus-Gebiet wiederholt.

Die zweidimensionale Speckle-Interferometrie wurde am 3.5-Meter-Teleskop des Calar Alto durchgeführt, die 2.2-Meter-Teleskope auf dem Calar Alto und auf La Silla standen für die Beobachtung weiterer Doppelsterne und

für Photometrie zur Verfügung. Ergänzt wurden die Beobachtungen durch Direktaufnahmen mit dem 1.23-Meter-Teleskop des Calar Alto. Zum Einsatz kam die Infrarotkamera MAGIC bei einer Wellenlänge von 2.2 μm , mit der sich zwei Sterne im Abstandsbereich zwischen 0.13 und 13 Bogensekunden (entsprechend 18 bis 1800 Astronomischen Einheiten in der Entfernung des Taurus-Gebietes) nachweisen ließen.

Von 74 überwiegend weak-lined T-Tauri-Sternen aus dem ROSAT-Katalog erwiesen sich 29 als Doppel-, 6 als Dreifach- und einer als Vierfachsystem. Diese Zahlen müssen jedoch aufgrund verschiedener Effekte korrigiert werden.

Zunächst besteht die Möglichkeit, daß einige der weiten Systemen keine echten Doppelsterne sind, sondern bloß zwei unabhängige Sterne, die in der Projektion an den Himmel zufällig nahe beieinander stehen. Aus einer Analyse der mittleren Sterndichte in dem beobachteten Feld läßt sich die Wahrscheinlichkeit solcher Konstellationen errechnen und berücksichtigen. Demnach sind im betrachteten Datensatz rein statistisch 2.4 Doppel- und 1.7 Dreifachsysteme als solche zufälligen Assoziationen zu erwarten.

Außerdem ist bei den ROSAT-Daten ein Auswahl-effekt zu berücksichtigen. Da ROSAT Mehrfachsysteme nicht auflösen kann, erscheinen diese heller als die Einzelsterne, weil sich die Röntgenemission ihrer Komponenten addiert. Das bedeutet, daß einige Mehrfachsysteme über die untere Nachweisgrenze angehoben und nachgewiesen werden, während die entsprechenden Komponenten einzeln zu schwach gewesen wären. Dadurch wird der Anteil an Mehrfachsternen künstlich erhöht. Auch dieser Effekt ließ sich abschätzen.

Nach Berücksichtigung aller Effekte blieben schließlich 70 Sterne, davon 27 Doppel-, zwei Dreifach- und ein Vierfachsystem. Ein Vergleich mit der Studie aus dem Jahre 1993 zeigte ein nahezu identisches Ergebnis. Es war daher erlaubt, die Zahlen aus beiden Untersuchungen zwecks besserer Statistik zu addieren. Damit standen insgesamt 174 junge Sterne zur Verfügung.

Um das Ergebnis mit demjenigen der Studie der Hauptreihendoppelsterne vergleichen zu können, waren die gemessenen projizierten Abstände in Umlaufperioden umzurechnen. Dies geschah mit statistischen Argumenten, wobei als Masse der T-Tauri-Sterne eine Sonnenmasse angenommen wurde. Die gemessenen Abstände zwischen 0.13 und 13 Bogensekunden entsprechen damit Perioden zwischen 86 und 86 000 Jahren (Abbildung IV.9).

Zunächst einmal finden sich unter den 174 T-Tauri-Sternen 85 Begleiter in Zwei-, Drei- oder Vierfachsystemen, was einem Anteil von 49 Prozent entspricht. Das ist nahezu doppelt so viel wie die von Duquenois und Mayor ermittelten 25 Prozent bei G-Hauptreihensternen. Dabei ist zu berücksichtigen, daß engere Systeme mit kleineren Perioden als 86 Jahre mit der Speckle-Methode nicht gefunden werden konnten.

Die Periodenverteilung mit einem Maximum um 430 Jahre zeigte keinen signifikanten Unterschied zwischen den klassischen und den weak-lined T-Tauri-Sternen.

Als interessant erwies sich eine Analyse der Leuchtkraftverhältnisse der Sternkomponenten in Abhängigkeit von ihrem gegenseitigen Abstand. Dazu wurden zwei Gruppen gebildet: 1) nahe Systeme mit Abständen zwischen 0.13 und 1.3 Bogensekunden (entsprechend 18 bis 180 Astronomischen Einheiten), und 2) weite Systeme mit Abständen zwischen 1.3 und 13 Bogensekunden (180 bis 1800 Astronomischen Einheiten). Diese etwas willkürlich erscheinende Trennung basierte auf der Beobachtungstatsache, daß der typische Radius protoplanetarer Scheiben bei 150 bis 200 Astronomischen Einheiten zu liegen scheint.

Es stellte sich heraus, daß bei weiten Paaren kleine Leuchtkraftverhältnisse überwiegen, die T-Tauri-Sterne also vorwiegend massearme Begleiter besitzen. Bei engen Systemen sind die Leuchtkraftverhältnisse nahezu gleichmäßig verteilt, mit einer leichten Bevorzugung großer Verhältnisse, also von Paaren vergleichbarer Masse (Abbildung IV.10).

Dieser interessante Befund sollte statistisch noch besser abgesichert werden. Er entspricht aber einer Voraussage von Sternentstehungsmodellen unserer Theoriegruppe (s.u.), wonach in einem engen Paar die masseärmere Komponente aus der umgebenden Staubscheibe mehr Materie aufnimmt als die massereichere, sodaß sich die Massen der beiden Komponenten einander angleichen. In einem weiten System sammelt vor-

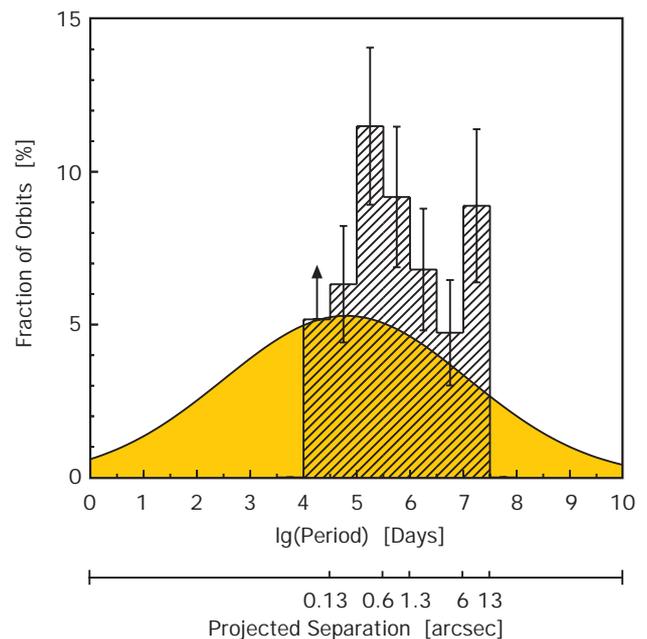


Abb. IV.9: Häufigkeit von Doppelsystemen in Abhängigkeit von der Periode bzw. dem projizierten Abstand der Komponenten. Das Histogramm gibt die Verteilung der T-Tauri-Sterne aus der MPIA-Studie an, die gelbe Kurve gilt für entwickelte Hauptreihensterne der Sonnenumgebung.

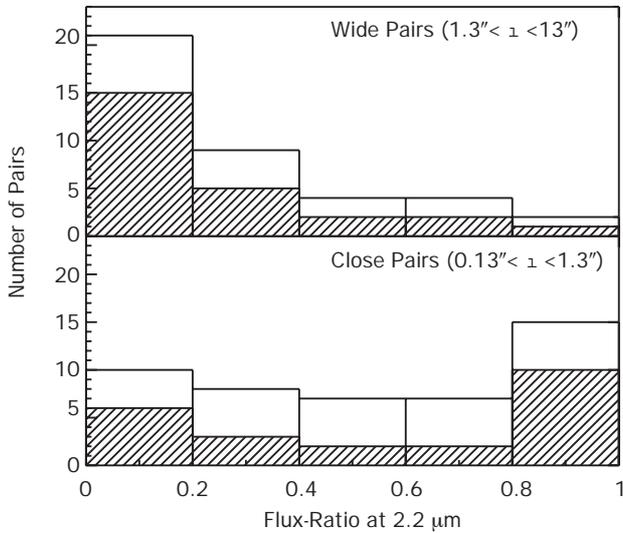


Abb. IV.10: Das Verhältnis der gemessenen Strahlungsflüsse bei 2.2 μm für weite und enge Paare. Die gestrichelten Histogramme gelten für weak-lined T-Tauri-Sterne, die offenen für klassische T-Tauri-Sterne. Die T-Tauri-Sterne in weiten Paaren besitzen offenbar vorwiegend lichtschwächere, massärmerer Begleiter.

nehmlich der Primärstern Staub auf, wodurch sich der Massenunterschied verstärkt.

Das wesentliche Ergebnis der Arbeiten von 1993 und 1997 aber ist, daß offensichtlich die Häufigkeit von Doppelsternen von der Entstehungsphase bis zur Hauptreihe abnimmt. Konsequenzen aus dieser neuen Erkenntnis werden im Anschluß an das folgende Kapitel kurz diskutiert.

Herbig-Ae/Be-Doppelsterne

T-Tauri-Sterne sind sonnenähnliche Sterne mit Massen bis zu etwa zwei Sonnenmassen. Angeregt durch das oben beschriebene Ergebnis, wollte die Heidelberger Gruppe ihre Studie auf junge massereichere Sterne im Bereich zwischen zwei und acht Sonnenmassen, sogenannte Herbig-Ae- und Be-Sterne, ausdehnen. Dazu konnte sie teilweise auf ältere Beobachtungen aus den 80er Jahren zurückgreifen, die neuen Daten wurden überwiegend mit der Infrarotkamera MAGIC auf dem Calar Alto sowie in einigen Fällen bei der ESO gewonnen. Ursprünglich dienten die Beobachtungen dazu, zirkumstellare Gas- und Staubhüllen nachzuweisen, weswegen Ae- und Be-Sterne mit besonders intensiver Infrarotstrahlung ausgesucht worden waren.

Die Extinktion des zirkumstellaren und interstellaren Staubes erschwert die Bestimmung solcher Größen, wie Temperatur, Masse und Leuchtkraft der beobachteten Sterne. Da es bei der MPIA-Studie jedoch im wesentlichen um die Frage nach der Doppelsternhäufigkeit ging, konnten sich die Astronomen auf ein einfaches Modell

zur Abschätzung dieser Parameter beschränken. Dabei gingen sie davon aus, daß die Sterne von thermisch strahlenden, geometrisch dünnen Scheiben umgeben sind (Abbildung IV.11). So ließ sich mit den Beobachtungsdaten die Temperaturverteilung der zirkumstellaren Materie in Abhängigkeit vom Abstand zum Stern grob modellieren.

Es lagen Beobachtungsdaten von 26 Ae- und Be-Sternen in verschiedenen Wellenlängenbereichen im nahen und mittleren Infrarot vor, wobei auch auf Beobachtungen anderer Gruppen zurückgegriffen werden konnte. Diese Auswahl ist somit weder besonders groß oder vollständig noch homogen. Dennoch erlaubt sie bereits einige interessante Schlüsse.

Von den 26 Objekten besitzen elf einen Begleiter. Fünf davon haben gegenseitige Abstände von weniger als einer Bogensekunde, entsprechend 160 Astronomischen Einheiten. Sie wurden fast alle von der Heidelberger Gruppe entdeckt. Acht Begleiter befinden sich in Abständen zwischen 50 und 1300 Astronomischen Einheiten vom Primärstern, die drei anderen sogar zwischen 2000 und 3600 Astronomischen Einheiten. Bei diesen Körpern ist es nicht ausgeschlossen, daß sie nur in der Projektion am Himmel relativ nahe am jeweiligen Ae- oder Be-Stern stehen, ohne mit ihm ein gravitativ gebundenes Paar zu bilden.

Aus dieser kleinen Gruppe leitet sich eine Doppelsternhäufigkeit von $(31 \pm 10) \%$ oder $(42 \pm 13) \%$ ab, je nachdem, ob man die drei entfernten Begleiter mitrechnet oder nicht. Um dies mit der Studie der Hauptreihendoppelsterne vergleichen zu können, mußten die gemessenen projizierten Abstände wie bei den T-Tauri-

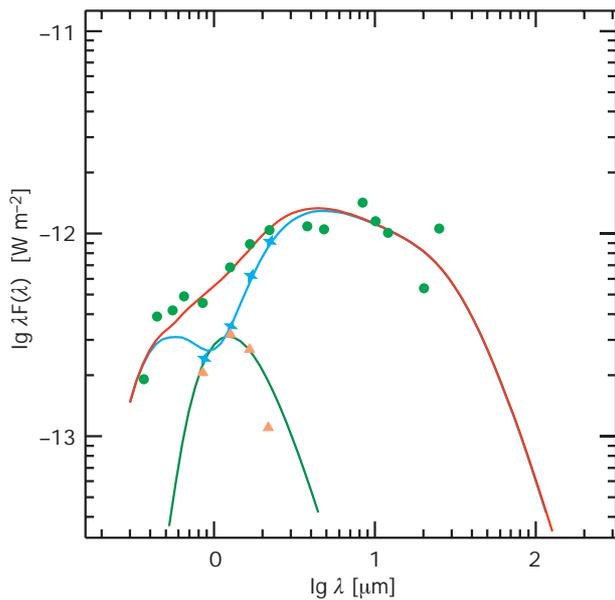


Abb. IV.11: Modellierung der gemessenen Spektralverteilung (Punkte) eines Ae/Be-Sterns am Beispiel HK Ori A und B. Komponente A (Sternchen) dominiert über Komponente B (Dreiecke).

Tabelle IV.1: Beobachtete Ae/Be-Sterne und ihre mutmaßlichen Begleiter.

Quelle	Leuchtkraft		Ref.	Typ
	System	Begleiter		
LkH α 198	160 L $_{\odot}$	100 L $_{\odot}$	1, 2	Ae/Be
Elias 1	38 L $_{\odot}$	≈ 0.3 L $_{\odot}$	3, 4	WTTS ^{a)}
HK Ori	41 L $_{\odot}$	≈ 5 L $_{\odot}$	5, 4	T Tau
T Ori	130 L $_{\odot}$	< 2 L $_{\odot}$	5, 6	T Tau?
V380 Ori	180 L $_{\odot}$	≈ 50 L $_{\odot}$	5, 4	Ae/Be?
LkH α 208	270 L $_{\odot}$	≈ 100 L $_{\odot}$	5, 4	Ae/Be?
Z CMa	≈ 3000 L $_{\odot}$	2100 L $_{\odot}$	7, 8	Ae/Be?
HR 5999	135 L $_{\odot}$	3.9 L $_{\odot}$	5, 9	T Tau
KK Oph	35 L $_{\odot}$	5–10 L $_{\odot}$	5, 4	T Tau?
LkH α 234	2300 L $_{\odot}$?	5, 10	Ae/Be?
MWC 1080	6500 L $_{\odot}$	≈ 250 L $_{\odot}$	4	Ae/Be

a) »weak-lined« T-Tauri-Stern

Ref.: (1) Charvarria 1985; (2) Lagage 1993; (3) Berilli 1992; (4) diese Arbeit; (5) Hillenbrand 1992; (6) Hillenbrand 1995; (7) Hartmann 1998; (8) Koresko 1991; (9) Stecklum 1995; (10) Cabrit 1995b.

Sterne statistisch in Umlaufperioden umgerechnet werden. Es ergaben sich Werte zwischen 320 und 20 000 Jahren sowie 100 000 Jahre für die drei mutmaßlichen weiten Systeme. In diesem Bereich fanden die schweizer Astronomen einen Anteil von 15 Prozent bzw. 18 Prozent an G-Doppelsternen. Die neuerliche Untersuchung am MPIA kommt daher zu einem vergleichbaren Ergebnis wie schon bei den T-Tauri-Sternen: Es deutet sich auch bei den massereicheren Ae- und Be-Sternen im Vergleich zu den Hauptreihensternen eine Überhäufigkeit um einen Faktor zwei an. Ein direkter Vergleich mit A- und B-Hauptreihensternen war wegen fehlenden Datenmaterials nicht möglich. Andere Untersuchungen lassen aber vermuten, daß die Doppelsternhäufigkeit nicht signifikant mit dem Sterntyp variiert.

Es sind vor allem zwei Effekte, die das Ergebnis verfälschen könnten: Zum einen ließen sich mit der Speckle-Interferometrie keine Begleiter nachweisen, deren Abstand vom Ae-Stern geringer ist als 0.1 Bogensekunden (oder 16 Astronomische Einheiten) und die um mehr als einen Faktor 20 lichtschwächer sind. Zum anderen könnten, wie erwähnt, einige der weiten Paaren auch nur zufällig in der Projektion an den Himmel beieinander stehende scheinbare Assoziationen sein. Beide Effekte sind demnach gegenläufig und könnten sich nahezu aufheben.

Beim Vergleich der Paare fiel auf, daß das Helligkeitsverhältnis von Primär- zu Sekundärstern zu geringen Helligkeiten der Begleiter stark ansteigt (Tabelle IV.1). Dies ließe sich mit der ursprünglichen Massenfunktion (initial mass function) junger Sterne erklären, wie sie 1979 von Miller und Scalo angegeben wurde: Nach ihr sollten 75 Prozent aller Ae-Sterne mit drei Sonnenmassen einen Begleiter mit weniger als 0.5 Sonnenmassen besitzen.

Die beiden Doppelsternstudien an T-Tauri- sowie an Herbig-Ae- und Be-Sternen führen also zu der Erkenntnis, daß die Häufigkeit von Doppelsternsystemen von der Entstehungsphase bis zur Hauptreihe abnimmt. Dies steht in Einklang mit Ergebnissen von Computersimulationen, wie sie unter anderen auch die Theoriegruppe des MPIA durchführt (siehe unten.). Sie belegen, daß sich in einer kontrahierenden Gaswolke durch Fragmentation so gut wie immer ein Mehrfachsystem bildet. Durch gravitative Wechselwirkung der Systeme untereinander sowie durch Bahninstabilitäten werden jedoch häufig einzelne Sterne aus diesen Systemen ausgeschleudert.

Eine andere Erklärungsmöglichkeit wäre, daß spezielle im Taurus-Auriga-Komplex herrschende Bedingungen bewirken, daß dort überdurchschnittlich viele Mehrfachsysteme entstehen. Dies stünde in Übereinstimmung mit einer theoretischen Arbeit aus dem Jahre 1994, nach der sich in kühlen Wolken mehr Mehrfachsysteme bilden als in wärmeren. Bestärkt wird diese Hypothese durch zwei Untersuchungen aus den Jahren 1994 und 1995, die in den wärmeren Sternentstehungsgebieten Ophiuchus und Scorpius-Centaurus einen geringeren Anteil an Mehrfachsystemen ergaben, der fast genau demjenigen der Hauptreihensterne entsprach. Um diese Hypothese zu testen, laufen derzeit mehrere Untersuchungen an Mehrfachsystemen in verschiedenen Sternentstehungsgebieten.

Darüber hinaus hat die Erkenntnis, daß fast alle jungen Sterne Mehrfachsystemen angehören, Auswirkungen auf die Altersbestimmung junger Sterne. Untersucht man nämlich junge Sterne, ohne zu wissen, daß sie einen Begleiter besitzen, so überschätzt man deren Leuchtkraft. Dadurch ordnet man sie im Hertzsprung-Russell-Diagramm zu weit oben ein, wo sich gemäß der theoretische berechneten Entwicklungswege jüngere Sterne aufhalten: die Sterne werden dadurch als zu jung eingestuft. Bei den masseärmeren T-Tauri-Sternen kann dieser Effekt im ermittelten Alter einen Faktor zwei bis drei ausmachen. Bei den Ae- und Be-Sternen ist er nicht so stark ausgeprägt, weil hier das Leuchtkraftverhältnis von Haupt- zu Begleitstern im allgemeinen größer ist und somit die Helligkeit des Hauptsterns dominiert.

Leuchtkräftige Blaue Veränderliche – Vorläufer der Supernovae vom Typ II?

Wenn ein Stern seinen Brennstoffvorrat nahezu verbraucht hat, setzen in seinem Inneren Vorgänge ein, die eine Veränderung der Leuchtkraft, der Farbe, der Größe und anderer beobachtbarer Eigenschaften nach sich ziehen. Im sogenannten Hertzsprung-Russell-Diagramm bewegt sich der Stern jetzt von der Hauptreihe, auf der er während der ruhigen Brennphase verblieben ist, fort. Wie das Endstadium im Detail verläuft, hängt fast ausschließlich von der Masse des Sterns ab.

Ein sonnenähnlicher Stern bläht sich gegen Ende seines Lebenslaufs zu einem Roten Riesen auf. Dabei wird er kühler, seine Farbe rötet sich, und sein Durchmesser nimmt um das Hundertfache zu. Außerdem gibt er einen erheblichen Teil seiner äußeren Schichten als Teilchenwind an seine Umgebung ab. Diese Gashülle leuchtet später als Planetarischer Nebel auf. Der Stern endet als Weißer Zwerg.

Massereichere Sterne enden spektakulärer. Sie entwickeln sich zu Blauen Überriesen, die ebenfalls einen Großteil ihrer Substanz in Form eines Windes abgeben. Schließlich explodieren sie als Supernovae vom Typ II und hinterlassen einen schnell rotierenden Neutronenstern oder ein Schwarzes Loch.

Der Ablauf der letzten Entwicklungsphase ist nicht genau bekannt. Er hängt nicht nur von der Masse, sondern auch von der chemischen Zusammensetzung der Sternmaterie ab. Entscheidend für diese Phase ist, wieviel Materie der Stern bis zu seiner Explosion in den Weltraum abläßt. Da diese Größe kaum bekannt ist, läßt sich die Endphase nur mit einiger Unsicherheit theoretisch nachvollziehen. Und da die Entwicklung vom Hauptreihenstern zur Supernova verhältnismäßig schnell verläuft, sind auch nur wenige Sterne bekannt, von denen man vermutet, daß sie sich in diesem Übergangsstadium befinden. Zu diesen Objekten gehören die Leuchtkräftigen Blauen Veränderlichen (LBVs).

Generell zeichnen sich LBVs durch folgende Eigenschaften aus: Sie sind Blaue Überriesen mit mehr als 10^5 Sonnenleuchtkräften, ihr Spektraltyp ist O bis A, sie zeigen Helligkeitsvariationen von mindestens einer halben Größenklasse, und sie erzeugen einen starken Teilchenwind. Häufig sind sie von achsensymmetrischen, bipolaren Nebeln umgeben. Zu den bekanntesten LBVs zählt Eta Carinae in der Großen Magellanschen Wolke, ein massereicher Stern, der von einem kohlenstoffreichen Nebel umgeben ist.

LBVs sind auch im Infrarotbereich sehr hell. Beobachtungen der sie umgebenden Nebel im Wellenlängenbereich von 10 bis 20 μm erscheinen aus drei Gründen besonders aufschlußreich: 1) Die Extinktion des zirkumstellaren und interstellaren Staubes ist sehr gering. 2) Die Materie des Nebels ist optisch dünn, und damit ist eine Massenabschätzung möglich. 3) Die Kontamination durch das Licht des Sterns ist geringer als im visuellen Spektralbereich.

Eine Gruppe am MPIA studierte 1997 eingehend einen LBV mit der Bezeichnung HD 168625. Sie verwendete dafür die am MPIA gebaute Infrarotkamera MAX am 3.9-Meter-UKIRT auf Hawaii (Kapitel I) und erhielt exzellente Aufnahmen bei 4.7 μm , 10.1 μm , 11.6 μm und 19.9 μm Wellenlänge. Dank des ebenfalls am MPIA gebauten Tip-tilt-Spiegels war die Auflösung der Aufnahmen beugungsbegrenzt, es waren die ersten hochauflösenden Bilder eines LBV im thermischen Infrarot. Sie ermöglichen das Studium der Staubverteilung in der Umgebung des Sterns mit einem bis dahin unerreichten Detailreichtum.

HD 168625 ist einer der wenigen LBVs am Nordhimmel. Der Stern befindet sich derzeit in einem ruhigen Stadium, in der Vergangenheit wurden aber Variationen des Spektralindex von B2 bis B9.8 beobachtet. Er stößt einen Teilchenwind hoher Geschwindigkeit aus und ist von einem nahezu ringförmigen Nebel mit 15 Bogensekunden Durchmesser umgeben. Aufgrund bereits vorhandener Beobachtungsdaten bestimmten die Heidelberger Astronomen die Entfernung von HD 168625 neu. Statt der bisher angenommenen 2200 pc (7000 Lj) beträgt sie wahrscheinlich nur 1200 pc (4000 Lj). Diese Änderung wirkt sich auf die abgeleiteten physikalischen Sterngrößen (z. B. die Leuchtkraft) wie auch auf den vermuteten Entwicklungsstand des Sterns aus. Es ergeben sich jetzt folgende physikalische Parameter: effektive Temperatur: 14000 K, Radius: 70 Sonnenradien, Leuchtkraft: 1.7×10^5 Sonnenleuchtkräfte.

Auf der Aufnahme bei 11.6 μm Wellenlänge zeigt sich ein den Stern umgebender elliptischer Staubring mit den Ausmaßen 12 Bogensekunden \times 16 Bogensekunden (Abbildung IV.12). Bei der angenommenen Entfernung von 1200 pc entspricht dies 0.07×0.09 pc (0.23×0.29 Lj). Der Ring ist nicht gleichmäßig hell, sondern besitzt etwa an den Enden der großen Halbachse zwei bogenförmige helle Teile. Er ist an der Außenkante scharf begrenzt, aber an der Südseite unterhalb der hellen Bögen zeigt sich schwache diffuse Emission. Außerdem weisen die beiden Bögen und die beiden schwächeren Bogenteile des Nebels unterschiedliche Krümmungsradien und Krümmungszentren auf. Das heißt, der Nebel besitzt keine einfache elliptische Form.

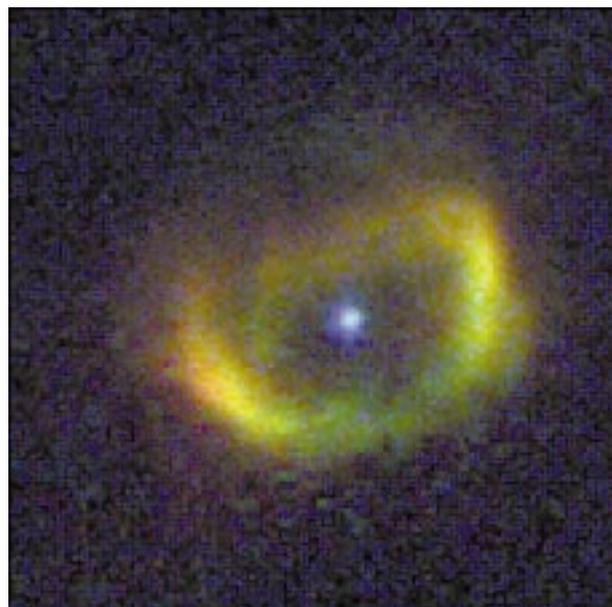


Abb. IV.12: Der Nebel des Leuchtkräftigen Blauen Veränderlichen HD168625. Die Falschfarben zeigen die vom Nebel emittierte Infrarotstrahlung bei den Wellenlängen 4.7 μm (blau), 11.6 μm (grün) und 19.9 μm (rot).

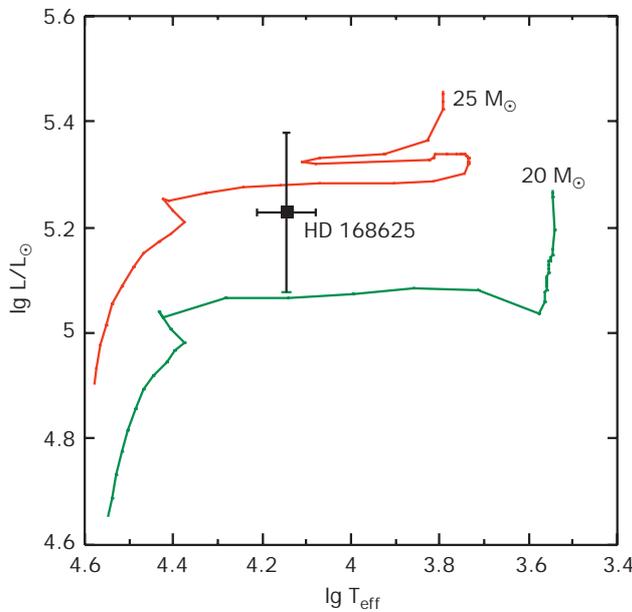


Abb. IV.13: Der nach den neuen Meßdaten ermittelte Entwicklungsstand des Leuchtkräftigen Blauen Veränderlichen HD 168625. Demnach handelt es sich um einen Blauen Überriesen mit etwa 24 Sonnenmassen.

Eine genaue Analyse zeigt, daß sich diese Morphologie weder durch einen den Stern umgebenden Ring oder Torus noch durch eine Schale erklären läßt. Am besten gibt eine bipolare Struktur die Beobachtungsbefunde wieder: Die Astronomen vermuten, daß eine Staubscheibe in der Äquatorebene des Systems liegt, und daß ein bipolarer sanduhrähnlicher Nebel den Stern umgibt, wobei der im Infraroten strahlende Staub sich in einer dünnen Schale befindet. Da die Längsachse des Nebels auf uns zu weist, erscheint uns der bipolare Nebel in Form der zwei hellen Bögen. Mit einem einfachen Modell, in dem etwa einen Mikrometer große Staubteilchen angenommen werden, schätzen die Astronomen ab, daß der Nebel insgesamt 2.8×10^{-3} Sonnenmassen an Staub enthält, der im Infrarotbereich von $4 \mu\text{m}$ bis $300 \mu\text{m}$ Wellenlänge 5.7×10^4 Sonnenleuchtkräfte abstrahlt.

Für den Stern ließ sich ein neues Entwicklungsszenario herleiten (Abbildung IV.13). Demnach betrug die Masse von HD 168625 auf der Hauptreihe 25 Sonnenmassen; von dort entwickelte sich der Stern zunächst zu einem Roten Überriesen, als welcher er einen 10 km/s schnellen Wind mit einer Rate von 2×10^{-5} Sonnenmassen pro Jahr abstieß. Danach entwickelte er sich zum Blauen Überriesen und bläst jetzt einen 183 km/s schnellen Wind ins All hinaus, wobei er pro Jahr schätzungsweise 3×10^{-6} Sonnenmassen verliert. Der heute sichtbare Nebel stammt noch aus der Phase des Roten Überriesen.

Wenn die Morphologie des Nebels tatsächlich bipolar ist, muß auch der damalige Rote Überriese den Teilchenwind anisotrop abgegeben haben. Wodurch dies

bewirkt wurde, ist unklar. Eine Erklärungsmöglichkeit lautet, daß der langsame Teilchenwind aufgrund der Rotation des Sterns verstärkt in der Äquatorebene abgeblasen wird und sich dort zu einer Scheibe verdichtet. Eine andere Hypothese führt das Phänomen auf einen nahen, unsichtbaren Begleitstern zurück. In diesem Fall strömt das Gas von dem Roten Riesen zum Nachbarn hinüber und bildet auf diese Weise die Scheibe. Diese bewirkt nun, daß der später einsetzende schnelle Wind nur noch senkrecht zu der scheibenförmigen dichten Staubscheibe entweichen kann.

Theoretische Arbeiten

Aufgabe der Astronomie ist es, die kosmischen Phänomene zu beobachten und so zu interpretieren, daß die zahllosen unterschiedlichen Momentaufnahmen sich in ein zeitliches Ablaufschema einfügen und so die Entwicklung der Himmelskörper verständlich wird. Allerdings sind diese Abläufe wegen der enormen Zeitskalen so gut wie nie direkt beobachtbar. Hier kommen den Beobachtern die Theoretiker zur Hilfe. Sie können in aufwendigen Computersimulationen die kosmischen Abläufe nachvollziehen und die beobachteten Phänomene zu deuten versuchen. Die Gruppe theoretischer Astrophysiker am MPIA unterstützt mit ihren Rechnungen die beobachtenden Kollegen. Nur wenn die Modelle die beobachteten Phänomene adäquat wiedergeben, kann man davon ausgehen, daß man die physikalischen Zusammenhänge verstanden hat.

Sternentstehung

Sterne entstehen beim Kollaps interstellarer Wolken, die bis zu einigen Millionen Sonnenmassen an Gas und Staub enthalten können. Das Innere dieser Wolken ist vor energiereicher UV-Strahlung geschützt, weswegen sich dort sehr komplexe Moleküle bilden können. Man nennt die Dunkelwolken daher auch Molekülwolken.

Eine Molekülwolke kann sich unter der eigenen Schwerkraft zusammenziehen, wenn die zum Wolkenzentrum gerichtete Gravitationskraft stärker als die nach außen gerichtete Druckkraft der Materie ist. Bereits zu Anfang des 20. Jahrhunderts fand der englische Mathematiker und Astronom Sir James Jeans aufgrund bekannter physikalischer Gesetze heraus, wieviel Masse eine Wolke gegebener Dichte und Temperatur mindestens enthalten muß, damit sie instabil wird und sich unter der eigenen Schwerkraft zusammenzieht. Diese kritische Jeans-Masse beträgt bei einer Temperatur von 20 Kelvin und einer Dichte von $3 \times 10^{-24} \text{ g cm}^{-3}$, entsprechend 100 H_2 -Molekülen cm^{-3} , etwa 400 Sonnenmassen. Die Jeans-Masse gilt noch heute als maßgeblicher Parameter für das Einsetzen der Sternentstehung.

Daß aus solch massereichen Gas- und Staubbansammlungen dennoch Sterne mit Massen von etwa 0.1 bis 100 Sonnenmassen entstehen, hat seine Ursache darin, daß die Wolken während der Kontraktionsphase in mehrere ihrerseits instabile Fragmente zerfallen. In einem großen Wolkenkomplex bilden sich demnach im allgemeinen sehr viele Sterne. Haben sich in einem späteren Stadium die Reste der Wolke verflüchtigt, so wird an dieser Stelle ein Sternhaufen sichtbar. Ein bekanntes Beispiel sind die Plejaden, ein offener Sternhaufen mit etwa 3000 Mitgliedern, dessen Alter auf etwa 50 Millionen Jahre geschätzt wird.

Wenngleich die wesentlichen Phasen der Sternentstehung heute bekannt sind, bleiben doch noch entscheidende Fragen offen: Unter welchen Bedingungen bildet sich ein Einzelstern oder ein Mehrfach-Sternsystem, unter welchen ein Planetensystem? Welcher Bruchteil der Gaswolke wird bei der Sternentstehung verbraucht? Welchen Einfluß haben Magnetfelder auf die Stabilität von Wolken und auf die Sternbildung? Mit welcher Häufigkeit bilden sich Sterne verschiedener Masse? Ist diese sogenannte Massenfunktion universell, und wenn ja, läßt sie sich theoretisch ermitteln? Von welchen äußeren Bedingungen hängt sie ab? Bekannt ist bislang aufgrund von Beobachtungen, daß der Anteil der Sterne mit abnehmender Masse ansteigt. Bis zu welcher Masse aber setzt sich dieser Trend fort? Knickt diese Relation bei einer bestimmten Mindestmasse ab? Diese Frage ist deshalb besonders interessant, weil sie die Häufigkeit von Braunen Zwergen betrifft. Braune Zwerge sind Objekte im Übergangsbereich zwischen Stern und Planet, der bei 0.08 Sonnenmassen vermutet wird. Sie sind äußerst lichtschwach und daher nur sehr schwer nachweisbar, weswegen ihr Anteil an der Gesamtmasse im Weltall unbekannt ist.

Der Kollaps von Molekülwolken

Aus der Gesamtmasse des molekularen Gases im Milchstraßensystem und der Lebensdauer der in ihm entstehenden Sterne läßt sich die mittlere Lebensdauer der Molekülwolken zu einigen zehn Millionen Jahren abschätzen. Gleichzeitig ergibt sich die sogenannte mittlere Freifallzeit lediglich zu wenigen Millionen Jahren. Die Freifallzeit ist der Zeitraum, innerhalb dessen die Materie im freien Fall kollabiert ist, bis sie optisch dicht wird. Wenn aber die Lebensdauer der Wolken rund zehnmal größer ist als ihre Freifallzeiten, muß in ihrem Inneren ein Mechanismus wirken, der sie zumindest eine Zeitlang vor dem Kollaps bewahrt. Dieser Mechanismus beeinflusst die Sternbildungsrate in der Galaxis entscheidend.

Seit längerem ist aus Radiobeobachtungen bekannt, daß das Gas im Inneren der Wolken stark turbulent ist und sich mit Überschallgeschwindigkeit bewegt. Stoßwellen laufen durch die Wolke hindurch und schützen

sie vor dem Kollaps. Bisherige Modellrechnungen hatten jedoch ergeben, daß solche turbulenten Bewegungen ihre Energie zu schnell, nämlich etwa innerhalb der Freifallzeit, in Form von Wärme abgeben (dissipieren). Die Stoßfronten werden also sehr schnell gedämpft und verebben. Sie können somit den Kollaps der Wolken nicht lange verhindern.

Man nahm an, daß Magnetfelder, die lokal einige zehn Mikrogauß erreichen, sogenannte magnetohydrodynamische Turbulenzen auslösen, die ihre Energie langsamer abgeben und somit die Wolke gegen den Kollaps innerhalb der Freifallzeit stabilisieren. Erst zu Beginn der neunziger Jahre wurden Modellrechnungen möglich, welche die Wechselwirkung des Gases mit einem interstellaren Magnetfeld berücksichtigen können.

In der Theoriegruppe des MPIA konnte mit der bislang genauesten Computersimulation das Verhalten magnetohydrodynamischer Wellen in einer Molekülwolke dreidimensional nachvollzogen werden (Abbildung IV.14). Physikalischer Hintergrund solcher Modelle ist die Entstehung sogenannter Alfvén-Wellen. Hierzu stelle man sich ein homogenes Magnetfeld mit parallel verlaufenden Feldlinien in einem teilweise ionisierten Medium vor. In einem bewegten Gas werden die Feldlinien von den (elektrisch geladenen) Ionen mitgezogen und wie Gummibänder in einem Teig in verschiedene Richtungen gedehnt. Dabei treten magnetische Kräfte auf, die einerseits versuchen, die Magnetfeldlinien wieder zu verkürzen. Dadurch entsteht in den Feldlinien eine Welle, die sich entlang der Linien wie in einem schwingenden Gummiband fortpflanzt. Gleichzeitig wirkt diese magnetische Welle wieder auf die umgebenden Ionen ein und treibt sie an. Dadurch entsteht senkrecht zu den Feldlinien eine Materiewelle, die Alfvén-Welle.



Abb. IV.14: Dreidimensionale Computersimulation einer turbulenten interstellaren Wolke. Bei dieser Rechnung wurde ein ursprünglich vertikal angeordnetes, starkes Magnetfeld angenommen, das Anlaß zu Alfvén-Wellen gibt.

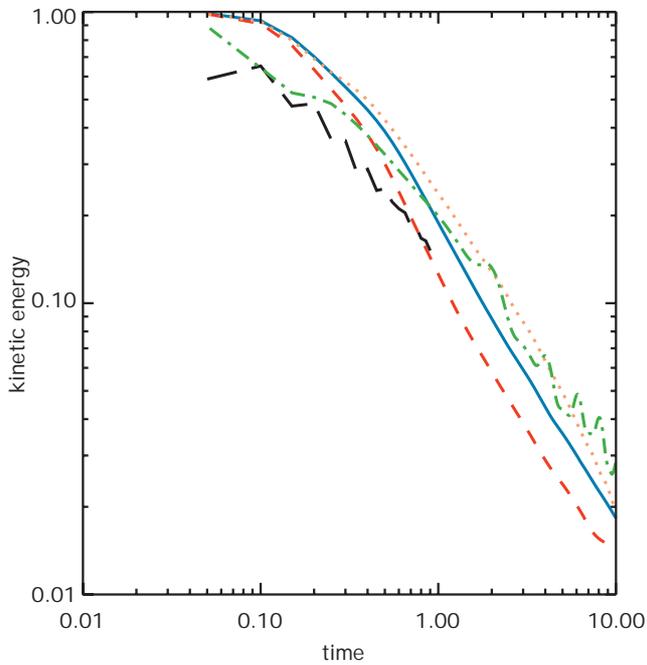


Abb. IV.15: Zeitliche Abnahme der turbulenten kinetischen Energie im Inneren einer Wolke für verschiedene physikalische Bedingungen: isotherm (durchgezogene Linie), adiabatisch (gepunktet), schwach magnetisiert (gestrichelt) und moderat magnetisiert (strichpunktierter). Die Zeit ist in Einheiten von L/c angegeben, wobei L die charakteristische Länge des betrachteten Volumens und c die Schallgeschwindigkeit bedeuten.

Das zeitliche Verhalten von Alfvén-Wellen in Gaswolken wurde am MPIA mit dem gitterbasierten ZEUS-3D-Code auf einem SGI Origin-2000-Rechner der Theoriegruppe simuliert. Ein weiteres, sogenanntes SPH-Hydrodynamikprogramm lief auf einem Spezialrechner der Gruppe mit sogenannten GRAPE (Gravity Pipe)-Prozessoren. GRAPE ist eine spezielle Hardware, die mit einer Geschwindigkeit von 5 Gigaflops pro Prozessor die maßgeblichen physikalischen Gleichungen löst. Es wurde mit einer Auflösung von 2563 Gitterpunkten bzw. 350 000 Teilchen gerechnet. Zwei Fälle wurden unterschieden:

1. ein starkes Magnetfeld, in dem die mittlere turbulente Gasgeschwindigkeit in der Wolke gleich der Geschwindigkeit der Alfvén-Welle ist,
2. ein schwaches Feld, in dem die mittlere turbulente Gasgeschwindigkeit in der Wolke zehnmal höher ist als die Alfvén-Geschwindigkeit.

Es zeigte sich, daß ein schwaches Feld die Beobachtungen besser wiedergibt. In diesem Fall finden sich im Inneren der Wolke zahlreiche klumpige Verdichtungen, und die Magnetfeldstärke steigt mit der Dichte der Teilchen an, während sie im Fall des starken Feldes überall nahezu konstant ist. Alfvén-Stoßwellen können die Materie sogar lokal so stark komprimieren,

daß die Jeans-Masse überschritten wird. Dort kann die Sternentstehung einsetzen.

Überdies ergaben die Simulationen, daß Magnetfelder offenbar nicht in der Lage sind, der Dissipation von Turbulenzen entscheidend entgegenzuwirken. In allen simulierten Fällen, auch in dem mit starkem Magnetfeld, verebbten die turbulenten Bewegungen lange vor Ablauf der beobachteten Lebensdauer der Molekülwolken von einigen zehn Millionen Jahren. In keinem Fall waren die Magnetfelder in der Lage, den Zerfall der Turbulenz signifikant zu hemmen (Abbildung IV.15). Um die Turbulenz aufrechtzuerhalten und dem Kollaps einer Wolke effektiv entgegenzuwirken, muß dem Gas demnach mehr oder weniger kontinuierlich kinetische Energie zugeführt werden. Dies geschieht wahrscheinlich durch stellare Winde und Jets (s.o.), energiereiche Strahlung junger, heißer Sterne und galaktische Scherbewegungen. Letztere kommen durch die differentielle Rotation des Milchstraßensystems zustande: Bereiche, die näher am galaktischen Zentrum liegen besitzen eine größere Winkelgeschwindigkeit als weiter entfernte.

Fragmentation einer Molekülwolke

Wenn in einer turbulenten Gaswolke ein größerer Teilbereich die kritische Jeans-Masse überschreitet, überwiegt die Gravitation den Gasdruck, und der Teilbereich kollabiert. Die anfangs bereits vorhandenen internen Verdichtungen verstärken sich im Laufe des Kollapses, ziehen weitere Materie aus der Umgebung an und wachsen dadurch weiter an. Diese Wolkenfragmente ziehen sich immer weiter zusammen, bis sich aus ihnen nach größenordnungsmäßig einer Million Jahre ein Einzelstern oder Mehrfachsystem gebildet hat. Dieser gesamte Vorgang läßt sich allerdings bis heute nicht in einem einzigen Rechengang simulieren. Allein vom Wolkenstadium bis zur Ausbildung eines Protosterns, der sich durch weitere Massenaufsammlung und mögliches Verschmelzen mit anderen Protosternen noch weiter entwickelt, nimmt die Gasdichte um 15 bis 18 Größenordnungen zu. Um dennoch die gesamte Entwicklung im Computer verfolgen zu können, wird sie in verschiedene Phasen unterteilt, die sich getrennt simulieren lassen.

Die Theoriegruppe am MPIA hat ein Programm zur Simulation der Entstehung eines Sternhaufens erstellt. Hier betrachtet man einen größeren Wolkenbereich, der als Ganzes gravitativ instabil wird. Eine solche Wolke mit 222 Jeans-Massen wurde durch 500 000 Massenpunkte repräsentiert. Übertragen auf beobachtete Sternentstehungsgebiete bedeutet dies: In Taurus-Auriga entspräche das Rechenvolumen einem Bereich mit 17 Lichtjahren Kantenlänge und einer Gesamtmasse von 6300 Sonnenmassen. Die Zeitskala betrüge drei Millionen Jahre. In einem Gebiet mit vielen masserei-

chen jungen Sternen, wie dem Sternentstehungsgebiet im Orion, würde sich das Volumen auf einen Würfel mit einem Lichtjahr Kantenlänge, 1000 Sonnenmassen und einer Zeitskala von 95000 Jahren reduzieren. Jeder Lauf auf einer Sparc Ultra Workstation in Verbindung mit GRAPE-3AF benötigte zwei Wochen Rechenzeit.

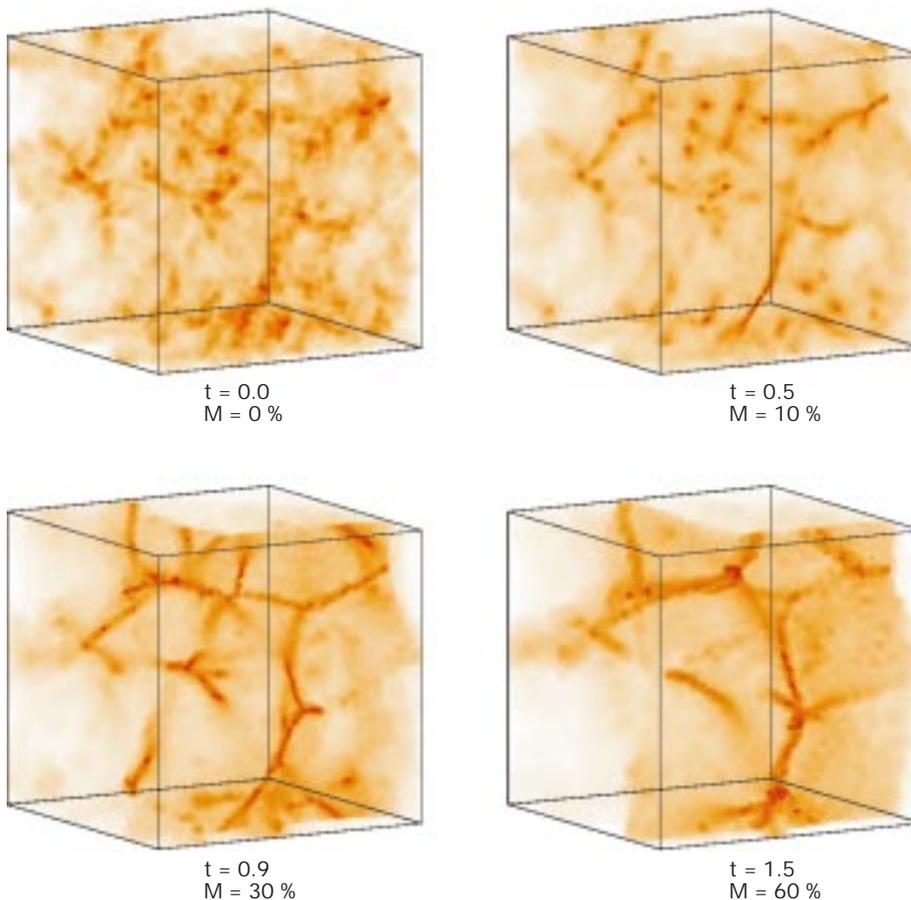
In der bei dieser Simulation betrachteten Phase des Wolkenkollapses kann die Materie als isotherm angenommen werden: Das Verhalten des Gases ergibt sich hier vornehmlich aus dem Zusammenspiel von Gasdruck und Gravitation. Da bei dieser Untersuchung auch nicht die weitere Entwicklung des entstandenen Protosterns zu einem Stern oder zu einem möglichen Planetensystem im Vordergrund steht, sondern die Wechselwirkung der entstehenden Wolkenkerne mit der Umgebung, vereinfacht das Programm einen Wolkenkern zu einer einzigen Massenkugel (einem »Senketeilchen«), wenn eine bestimmte Dichte überschritten ist. Von da an wird die innere Entwicklung dieses Protosterns, der dann nicht mehr isotherm ist, nicht länger verfolgt. Das Programm verfolgt aber die weitere Materieaufnahme des Protosterns aus der Umgebung und die Wechselwirkung mit anderen Protosternen.

Im Hintergrund dieser Simulationen stand die wichtige Frage, ob sich auf theoretischem Wege die anfängliche Massenfunktion, also die Häufigkeitsverteilung der Sterne in Abhängigkeit von ihrer Masse, ableiten läßt.

Um die Kondensation einzelner Wolkenfragmente zu initiieren, wurden dem Dichtefeld Fluktuationen mit einer bestimmten Größenverteilung eingegeben. Zunächst zeigte sich, daß der thermische Druck kleine Verdichtungen sehr schnell »verschmiert«, während die großräumigen Fluktuationen sich weiter zu länglichen Filamenten und Knoten zusammenziehen (Abbildung IV.16). Die ersten stark verdichteten Protosternen entstehen in den Zentren der massereichsten Klumpen, während sich kleinere Verdichtungen erst später ausbilden. Dies führt schließlich zu einem hierarchisch aufgebauten Sternhaufen mit zahlreichen akkretierenden (Masse aufsammelnden) und miteinander wechselwirkenden Protosternen.

Die weitere Entwicklung des untersuchten Protohaufens erweist sich nun als äußerst kompliziert. Die Gasklumpen sammeln weiter Gas auf, bewegen sich dabei, verursacht durch das inhomogene Gravitationsfeld, durch die Wolke hindurch und wechselwirken miteinander auf vielfältige Weise. Es zeigt sich, daß die

Abb.IV.16: Zeitliche Entwicklung der Fragmentation einer interstellaren Wolke mit 222 Sonnenmassen. Die Zeit t ist in Einheiten der Freifallzeit angegeben, die Prozentzahl bezeichnet den Anteil der in die Bildung von Sternen eingegangenen Materie.



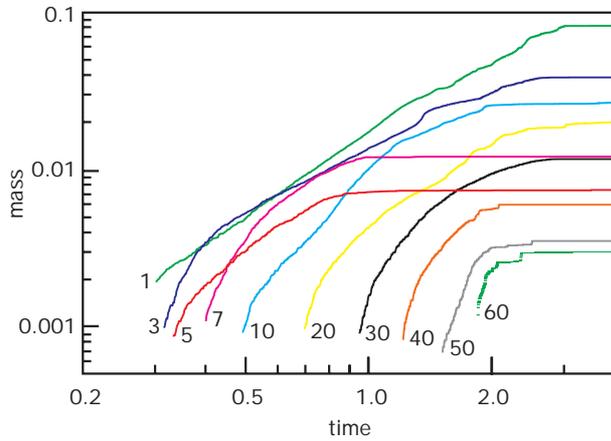


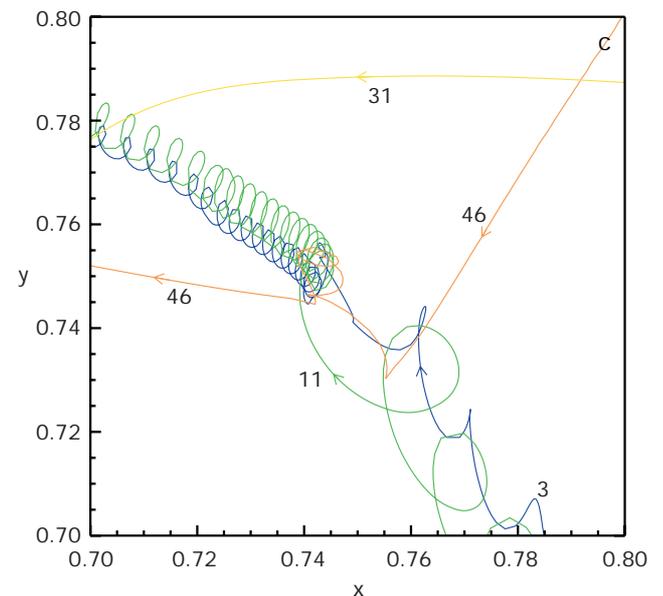
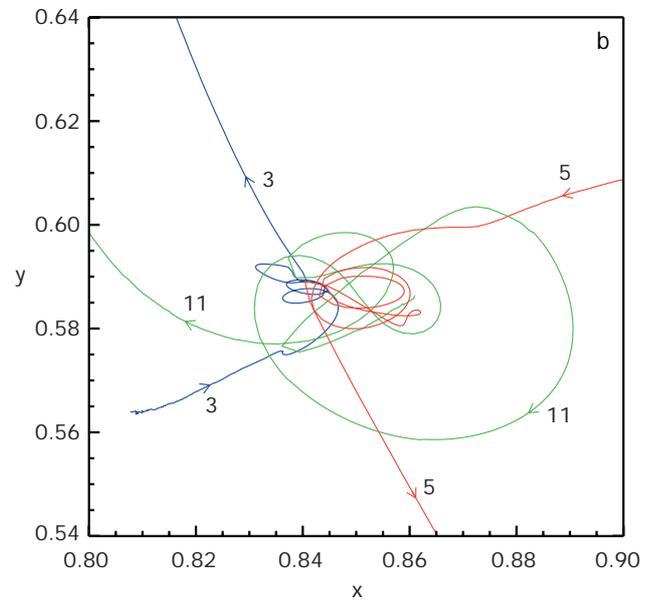
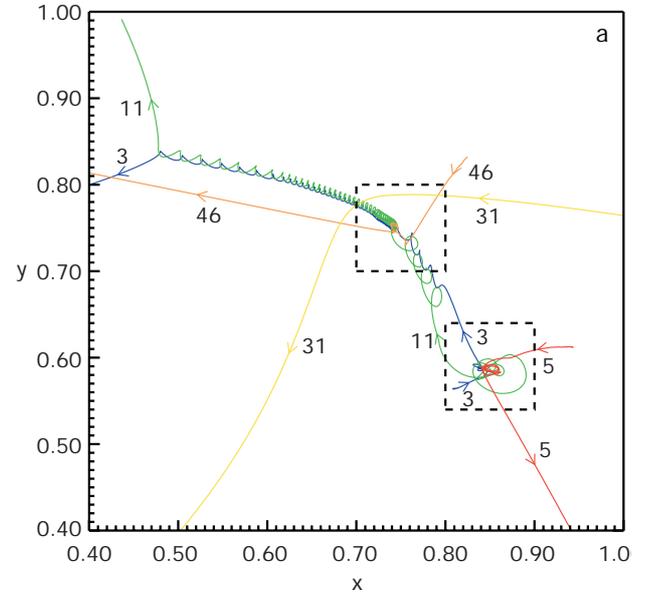
Abb. IV.17: Zeitliche Entwicklung des Massenzuwachses bei den protostellaren Kernen. Die Zahlen geben die Reihenfolge im Erscheinen der Kondensationen wieder. Je früher sich ein Stern zu bilden beginnt, desto massereicher wird er im Durchschnitt.

Rate, mit der Gas aus der Umgebung auf die Protosterne fällt, sehr stark von der dynamischen Wechselwirkung zwischen den Protosternen abhängt. Sehr dicht beieinander stehende Wolkenkerne machen sich gegenseitig die umgebenden Materie streitig. Im Mittel erweist es sich jedoch, daß in den dichtesten Gebieten die ersten protostellaren Kerne entstehen und diese auch am massereichsten werden. (Abbildung IV.17). Eine nahe Begegnung von Protosternen kann zu einem instabilen Mehrfachsystem führen oder die Bahn eines Objekts so stark ändern, daß es aus dem Zentralbereich hoher Gasdichte in gasarme Außenbereiche der Wolke gerät oder sogar aus der Wolke herausgeschleudert wird (Abbildung IV.18).

Bei dieser Simulation wurde deutlich, daß die Entwicklung der Wolkenkerne im einzelnen unvorhersehbar ist und sich am ehesten mit Methoden der deterministischen Chaostheorie beschreiben läßt. Die sich letztendlich einstellende Massenverteilung der Sterne wird demnach durch die vorgegebene Dichteverteilung nicht eindeutig festgelegt. Möglicherweise läßt sie sich aber zukünftig mit statistischen Methoden ermitteln.

Das gemeinsame Ergebnis aller Simulationsläufe ist jedoch ein breites Massenspektrum, dessen Maximum bei etwa 0.2 Sonnenmassen liegt (Abbildung IV.19). Zu bedenken ist dabei, daß am Ende der Simulation nicht mehr zwischen Einzelsternen und Mehrfachsystemen

Abb. IV.18: Räumliche Bewegung einiger ausgewählter protostellarer Kerne im Inneren der Wolke. (a) Kern 5 bildet kurz nach der Entstehung mit Kern 11 ein Doppelsystem. Kurz darauf kommt Kern 3 hinzu, so daß die drei Kerne ein Triplet bilden. Dieses ist jedoch instabil, und Kern 5 wird herausgeschleudert. (b) zeigt diesen Bereich im Detail. Eine ebenfalls sehr interessante Wechselwirkung zwischen mehreren Kernen zeigt (c).



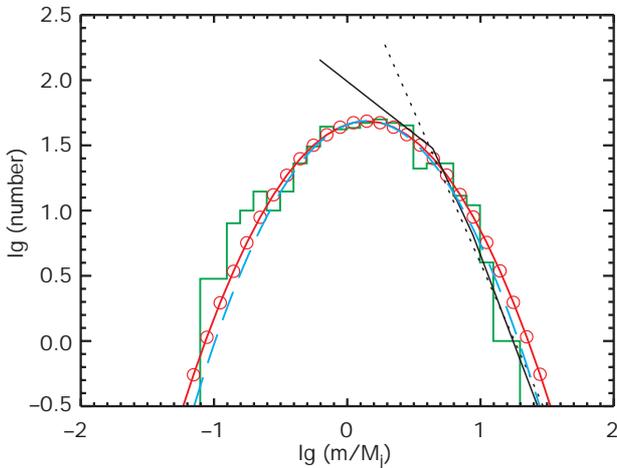


Abb. IV.19: Vergleich der berechneten Massenverteilung der protostellaren Kerne in Einheiten der Jeans-Masse (blau gestrichelte Kurve) mit einer jüngst von anderen Autoren gerechneten Verteilung (rote durchgezogene Kurve mit Kreisen). Die dünne durchgezogene Linie gibt eine gemessene Verteilung wieder, während die schwarz gestrichelte Linie der »klassischen« Miller-Scalo-Verteilung entspricht.

unterschieden werden kann. Denn wenn zwei Protosterne sich zu einem Doppelstern zusammenlagern, werden sie von dem Programm als ein einziges Senketeilchen angesehen. Daher liefert die Simulation letztendlich das Massenspektrum von Mehrfachsystemen (hauptsächlich Doppelsternen). Dieses gibt die beobachtete Massenfunktion oberhalb von 0.2 Sonnenmassen gut wieder. Der interessante Bereich unterhalb dieser Grenze, wo sich auch die Braunen Zwerge mit weniger als etwa 0.08 Sonnenmassen befinden, ist der Beobachtung noch nicht zugänglich.

Weiterführende Simulationen deuten allerdings bereits an, daß Braune Zwerge erst in der Spätphase des gravitativen Kollapses der Wolke entstehen, in der das interstellare Gas weitgehend verbraucht ist. Wenn dies der Fall ist, dann sollten Braune Zwerge zur gesamten in Sternen gebundenen Masse keinen dominierenden Beitrag liefern.

Entstehung und Entwicklung von Protosternen und Mehrfachsystemen

Während die soeben vorgestellten Simulationen die Entstehung eines Sternhaufens in einer Molekülwolke verfolgen, ging die Theoriegruppe am MPIA mit einer Reihe weiterer hydrodynamischer N-Körper-Rechnungen auch der Entwicklung eines individuellen Wolkenkerns zu einem Einzelstern oder Mehrfachsystem nach.

Untersuchungen von Sternentstehungsgebieten, wie dem Taurus-Auriga- oder dem Orion-Komplex, haben gezeigt, daß sich nahezu alle jungen Sterne in einem

Doppel- oder Mehrfachsystem befinden. Bei Hauptreihensternen scheint der Anteil an Einzelsternen wie der Sonne etwas höher zu sein. Dies läßt darauf schließen, daß sich einige Doppelsternsysteme im Laufe ihrer Entwicklung auflösen (s.o.). Im allgemeinen geht man heute davon aus, daß sich die überwiegende Zahl der Mehrfachsysteme bereits während der Kollapsphase zum Protostern bilden.

Um diesen Prozeß nachzuvollziehen, simulierte die Theoriegruppe dreidimensional die Kontraktion eines protostellaren Klumpens bis zum Stadium des Protosterns. Die anfangs sphärische Wolke von einer Sonnenmasse besaß beim Beginn der Rechnung einen Radius von 3300 Astronomischen Einheiten (eine Astronomische Einheit, AE, entspricht dem mittleren Erdbahnradius von 150 Millionen Kilometern). Es wurde eine vom Zentrum nach außen exponentiell abnehmende Dichteverteilung angenommen, wobei die Dichte im Zentrum 20mal größer war als im Außenbereich. Die Freifallzeit einer solchen Wolke beträgt 16000 Jahre. Die Rechnung erstreckte sich über 1.5 Freifallzeiten. Es wurde Isothermie angenommen, die allerdings nur bis zu einer Maximaldichte von etwa $10^{-10} \text{ g cm}^{-3}$, entsprechend 10^{14} Wasserstoffatomen pro cm^3 , gültig ist. Oberhalb dieses Wertes wird das Gas optisch dick, die Strahlung entweicht nicht mehr, und das Gas heizt sich auf. Dieser Zustand wird jedoch erst im Inneren des Protosterns erreicht, der von der weiteren Simulation ausgenommen ist.

Gerechnet wurden zwei Simulationen mit unterschiedlich hoher Auflösung, wobei die Maschenweite des Gitters in beiden Rechnungen den Erfordernissen angepaßt wurde. In der geringer aufgelösten Rechnung betrug die geringste Maschenweite 6 AE, in der hochauflösenden 1.6 AE.

Da die Wolke rotiert, ziehen die Zentrifugalkräfte sie zunächst senkrecht zur Rotationsachse zu einer Scheibe auseinander (Abbildung IV.20). Nach etwa 1.3 Freifallzeiten (20800 Jahren) bildet sich in der Scheibe eine zentrale balkenförmige Struktur aus, deren innerer Teil rasch in eine neue kleinere Scheibe mit zentraler Ver-

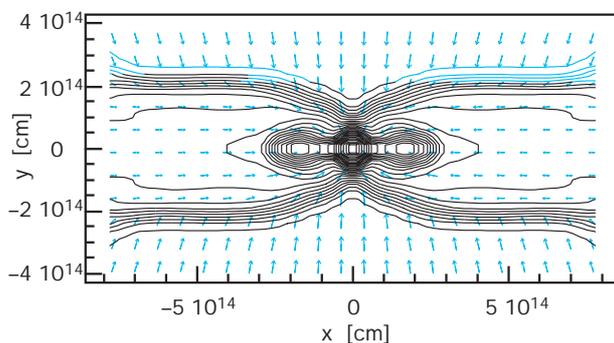


Abb. IV.20: Berechnete Dichteverteilung in der zirkumstellaren Scheibe in der Seitenansicht. Eine Astronomische Einheit entspricht $1.5 \times 10^{13} \text{ cm}$.

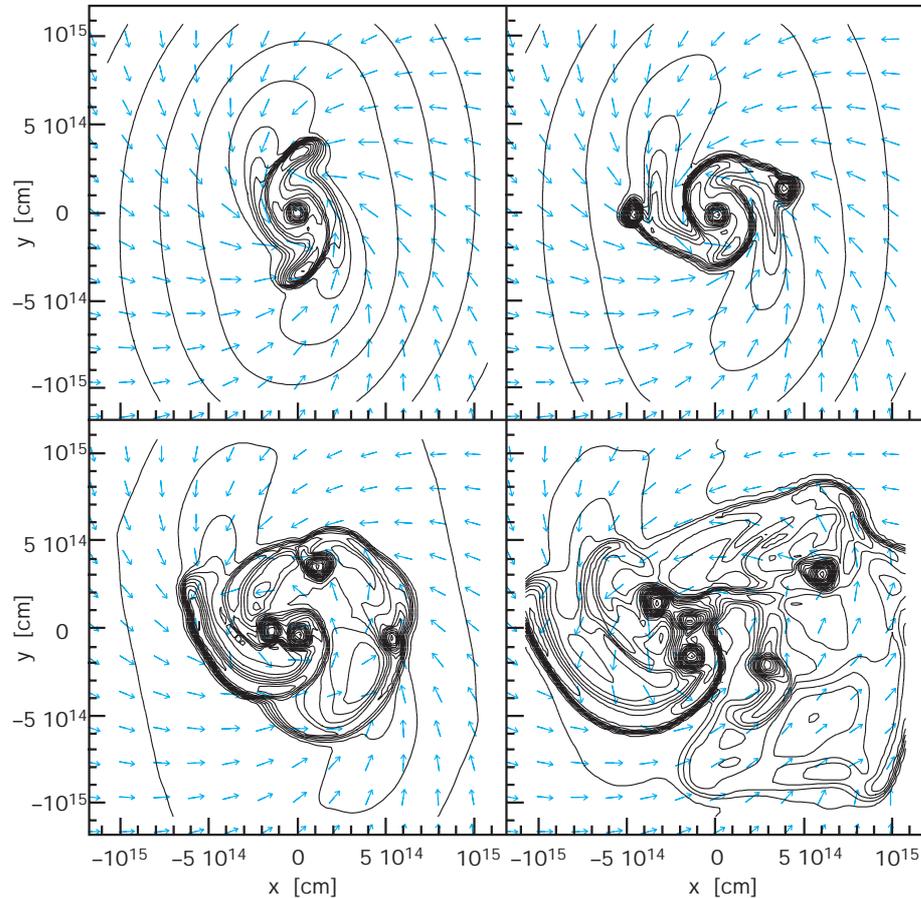


Abb. IV.21: Entstehung protostellarer Kerne in einer Scheibe aus Gas und Staub.

dichtung zerfällt (Abbildung IV.21). Die ehemals äußeren Bereiche des Balkens bilden nun zwei Spiralarme, in denen weiter Gas auf die zentrale Verdichtung einströmt. Die äußere Scheibe bleibt erhalten. Auffällig an dieser Konfiguration ist, daß die innere Scheibe (Radius 20 AE) eine wesentlich geringere Dicke aufweist als die äußere. Gas aus den äußersten Bereichen fällt mit Überschallgeschwindigkeit auf die äußere Scheibe, wo sie in einer Stoßfront abgebremst wird und weiter zum Mittelpunkt absinkt.

Dadurch wird der inneren Scheibe immer mehr Materie zugeführt, die oberhalb einer kritischen Masse nach 1.4 Freifallzeiten (22 400 Jahren) in zwei Kondensationen fragmentiert, die im Abstand von 13 AE um die zentrale Verdichtung kreisen. Die zwei neuen Kondensationen regen die Bildung nach außen führender Spiralarme an, die sich im weiteren Verlauf zu einem zirkumstellaren Ring dehnen, der nun seinerseits nach 1.42 Freifallzeiten (22 700 Jahren) zu einem weiteren Doppelsystem kondensiert. Das jetzige System aus insgesamt fünf Wolkenkernen ist nach wie vor von einer gemeinsamen Scheibe umgeben. Am Ende dieser Phase enthält die zentrale Kondensation 0.015 Sonnenmassen,

die beiden inneren Doppelkondensationen jeweils 0.01 Sonnenmassen und die beiden äußeren Kerne jeweils 0.03 Sonnenmassen.

Es stellt sich nun die Frage, ob dieses Fünffachsystem stabil bleibt. Das Verhalten des inneren Triplets wurde in einer Simulation mit verringerter räumlicher Auflösung studiert. Dabei zeigte sich, daß das innere Dreifachsystem eine stabilere hierarchische Konfiguration annimmt, in der zwei der Körper ein enges Paar bilden, um das der dritte Körper auf einer weiter außen liegenden Bahn herumläuft. Dieser verschmilzt schließlich mit einem der beiden äußeren Fragmente. Das System hat sich somit zu einem inneren und einem äußeren Doppelstern entwickelt. Auch dieses System ist letztlich nicht stabil. In einer späteren Phase sind die vier Protosterne zu zwei verschmolzen und ein weiterer kleiner ist entstanden, der einen der beiden anderen Körper umkreist. Die weitere Entwicklung ließ sich wegen der begrenzten Rechenzeit nicht eindeutig ermitteln. Es ist möglich, daß durch gravitative Wechselwirkung einer der Körper aus dem System herausgeschleudert wird.

Diese Simulationen zeigen also, daß sich die Entstehung von Doppel- und Mehrfachsternen sehr einfach aus der Fragmentation einer interstellaren Gas-scheibe erklären läßt. Dies gilt sowohl für massereiche Doppelsterne auf Bahnen mit verhältnismäßig weiten

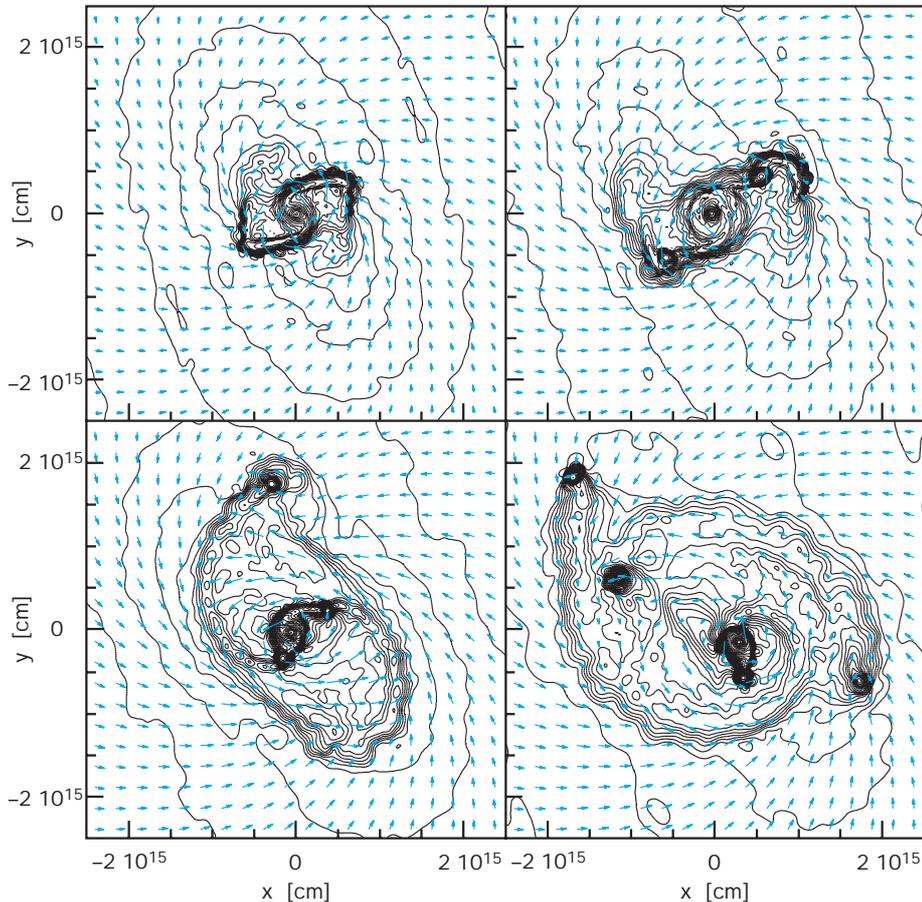


Abb. IV.22: In einer anfangs sphärischen, rotierenden Wolke, deren Dichte umgekehrt proportional mit dem Abstand vom Zentrum nach außen abnimmt, bildet sich nach einiger Zeit eine Scheibe aus, in der mehrere protostellare Kerne entstehen.

Abständen als auch für massenarme Begleiter. Allerdings läßt sich aufgrund dieser Rechnungen die beobachtete Verteilung der Umlaufperioden von Doppelsternen nicht auf einfache Anfangsbedingungen zurückführen. Die Entwicklung eines Mehrfachsystems hängt dafür von zu vielen Parametern ab, wie dem Verhältnis der Rotationsenergie des Gases zur potentiellen Energie der Scheibe oder dem Verhältnis der kinetischen Energie des Gases zur potentiellen Energie. Außerdem bewegen sich die protostellaren Scheiben durch die Molekülwolke hindurch, wodurch es zu gravitativen Wechselwirkungen bis hin zum Verschmelzen von Scheiben kommen kann.

Eine entscheidende Anfangsbedingung bei diesen Rechnungen bestand in der Annahme einer vom Zentrum nach außen exponentiell abnehmenden Dichteverteilung des Gases. Beobachtungen in Molekülwolken haben jedoch ergeben, daß die Dichte in diesen Wolken eher nach einem Potenzgesetz der Form $\rho(r)$ proportional r^{-p} mit $1.25 < p < 2.0$ mit wachsendem Abstand r vom Zentrum abfällt. Das heißt, bei der obigen

Simulation war man von einer zu stark zum Zentrum hin konzentrierten Dichteverteilung ausgegangen. Frühere Simulationen, die von einem Potenzgesetz mit $1 < p < 2$ ausgingen, zeigten allerdings nicht die erhoffte Fragmentation der Scheibenmaterie. Mit ihnen ließ sich also die Entstehung von Doppel- und Mehrfachsystemen nicht erklären.

Am MPIA wurde nun die Entwicklung einer protostellaren, anfangs sphärischen Gaswolke simuliert, deren Dichte umgekehrt proportional zum Abstand r vom Zentrum abfällt ($p = 1$). Im Unterschied zu bisherigen Rechnungen wurde diese Simulationen mit wesentlich besserer Auflösung durchgeführt. Die Gesamtmasse der Scheibe betrug wie im obigen Fall eine Sonnenmasse und die anfängliche Ausdehnung ebenfalls 3300 AE. Die Simulationen wurden mit zwei Techniken durchgeführt, zum einen mit einem Gittercode, bei dem die Auflösung (Maschenweite) den Gegebenheiten angepaßt wurde, wobei die höchste Auflösung 1.6 AE betrug. Zum anderen wurde der Smoothed Particle Hydrodynamics (SPH)-Code mit 200 000 Teilchen verwandt. Beim SPH-Code wächst die Auflösung automatisch mit zunehmender Teilchendichte. Er konnte im Vergleich zu früheren Versionen wesentlich beschleunigt werden, indem für jedes Teilchen ein der Situation angepaßter individueller Zeitschritt gewählt wurde. (Früher definierte man ein

Zeitintervall für alle Teilchen.) Außerdem ließ sich die Rechenzeit allein durch den Einsatz der Spezialhardware GRAPE (s.o.) um einen Faktor 5 verkürzen.

Beim ersten Simulationslauf wurde für das Verhältnis der Rotationsenergie zur potentiellen Energie ein vergleichsweise großer Wert von 0.23 angenommen. In diesem Fall wuchs die Dichte im inneren Bereich der Scheibe zunächst um sechs Größenordnungen an, bevor sie nach 37 000 Jahren zu fragmentieren begann. Um die zentrale Verdichtung herum bildete sich eine Spiralstruktur, in der zwei Kondensationen entstanden. Letztendlich entwickelte sich dieses System qualitativ ganz ähnlich weiter wie das oben beschriebene mit der anfänglich exponentiellen Dichteverteilung. Nach 38 000 Jahren hatten sich fünf Protosterne gebildet, deren dynamisches Verhalten nicht weiter verfolgt wurde.

Im zweiten Rechenlauf wurde die Rotationsenergie der Wolke auf die Hälfte verringert (Abbildung IV.22). Auch in diesem Fall fragmentierte die Scheibe, jedoch etwas früher als im Fall hoher Rotationsenergie, und sie zerfiel ebenfalls in fünf Kondensationen. Im Unterschied zum ersten Fall waren die Abstände der Protosterne jetzt aber etwa um einen Faktor vier kleiner und die Massen etwas geringer.

Damit konnte erstmals gezeigt werden, daß auch zentral stark verdichtete protostellare Kerne fragmentieren können. Bei den bisherigen Rechnungen hatte eine zu geringe räumliche Auflösung dazu geführt, daß ein wesentlicher Effekt übersehen wurde: Bereits im Anfangsstadium steigt im Zentralbereich der Gasdruck stärker an als der Gravitationsdruck. Dadurch dehnt sich der zentrale Bereich aus, was zu einem flacher abfallenden Dichteprofil führt. Eine Scheibe mit geringem Dichtegradienten aber fragmentiert leichter als eine mit steilem Profil, also mit starker zentraler Verdichtung. Beruhigend war überdies, daß beide Simulationstechniken, Gittercode und SPH, nahezu identische Ergebnisse lieferten.

Die Entstehung von Doppel- und Mehrfachsystemen scheint demnach die Regel zu sein, weswegen heute eher die Herkunft der Einzelsterne problematisch erscheint. Eine Möglichkeit besteht darin, daß ein anfängliches Dreiersystem instabil wird und eines der Mitglieder herausgeschleudert wird.

Wie verhalten sich nun diese theoretischen Ergebnisse zur Realität? Eine Untersuchung der schweizer Astronomen Antoine Duquennoy und Michel Mayor von 164 G-Sternen auf der Hauptreihe bis in eine Entfernung von 72 Lichtjahren ergab 1991, daß nur ein Drittel der Objekte Einzelsterne sind. Ihre Untersuchung zeigte einige generelle Eigenschaften der beobachteten Doppelsterne auf:

- die Abstände der Komponenten können einige Sternradien bis 10000 AE betragen,
- die Abstandsverteilung zeigt eine Häufung um 30 AE, entsprechend einer Umlaufperiode von etwa 180 Jahren,

- die Exzentrizität der Bahnen nimmt mit dem Bahnradius zu. Nur in engen Systemen bewegen sich die Komponenten auf Kreisbahnen, was sich durch den Einfluß starker Gezeitenreibung erklären läßt.
- das Massenverhältnis der zwei Komponenten scheint ein breites Maximum um 0.2 zu besitzen.

Wie lassen sich diese beobachteten Eigenschaften als Folge der Vorgänge bei der Sternentstehung verstehen? Hierzu betrachtete die Theoriegruppe am MPIA die Entwicklung eines bereits entstandenen Doppelsternsystems, das weiterhin aus der Umgebung Materie aufammelt. Dieser Vorgang hat unterschiedliche Folgen: Zum einen nimmt die Masse der Sterne weiter zu, wodurch sich ihre Schwerkraft erhöht und folglich ihr gegenseitiger Abstand abnimmt. Gleichzeitig besitzt die aus der umgebenden Scheibe einfallende Materie einen Drehimpuls, den sie auf die Sterne überträgt, wodurch sich die Abstände vergrößern. (Der Drehimpuls ergibt sich aus dem Produkt von Masse und Rotationsgeschwindigkeit der Scheibe.) Andererseits können die beiden Komponenten durch Reibung mit dem Restgas in der sie umgebenden Scheibe Drehimpuls verlieren, wodurch sich der gegenseitige Abstand wiederum verringert.

Um diese Vorgänge zu simulieren, wurde erneut mit einem SPH-Code und Senketeilchen gerechnet. Das heißt, wenn Teilchen aus der Scheibe von einem Stern eingefangen wurden, verschwanden sie in ihm und wurden nicht weiter berücksichtigt. Gleichzeitig wurden der Scheibe ständig Teilchen mit konstantem Drehimpuls von außen zugeführt, so daß sich das Reservoir nicht erschöpfen konnte. Das Gas wurde hydrodynamisch, das heißt mit Druck und Viskosität, behandelt. Die Teilchendichte war so gering, daß die Scheibe nicht zu einem weiteren Protostern fragmentieren konnte. In der Scheibe befanden sich ständig 3000 Teilchen mit einer Masse von jeweils 5×10^{-7} der Gesamtmasse beider Sterne zusammen. (Bei einer Gesamtmasse der beiden Sterne von zwei Sonnenmassen besäße dann jedes »Teilchen« etwa die halbe Masse des Planeten Mars.) Die Simulationen waren beendet, nachdem der Scheibe etwa 20 000 Teilchen zugeführt worden waren.

Die Simulationen ergaben, daß die Entwicklung eines Materie akkretierenden Doppelsternsystems entscheidend vom Drehimpuls der Scheibe, also im wesentlichen von deren Rotationsgeschwindigkeit abhängt (Abbildung IV.23). Ein solches System zeigt drei unterschiedliche Regimes. Unterhalb eines bestimmten Drehimpulswertes bildete sich eine Scheibe um den Primärstern, oberhalb dieses Wertes formierte sich um beide Sterne jeweils eine Scheibe. Wird der Drehimpuls noch größer und überschreitet einen zweiten kritischen Wert, so bildet sich eine gemeinsame Scheibe um beide Sterne, eine zirkumbinäre Scheibe, aus. Dieses unterschiedliche Verhalten äußert sich auch in einer unterschiedlichen Entwicklung des Doppelsterns.

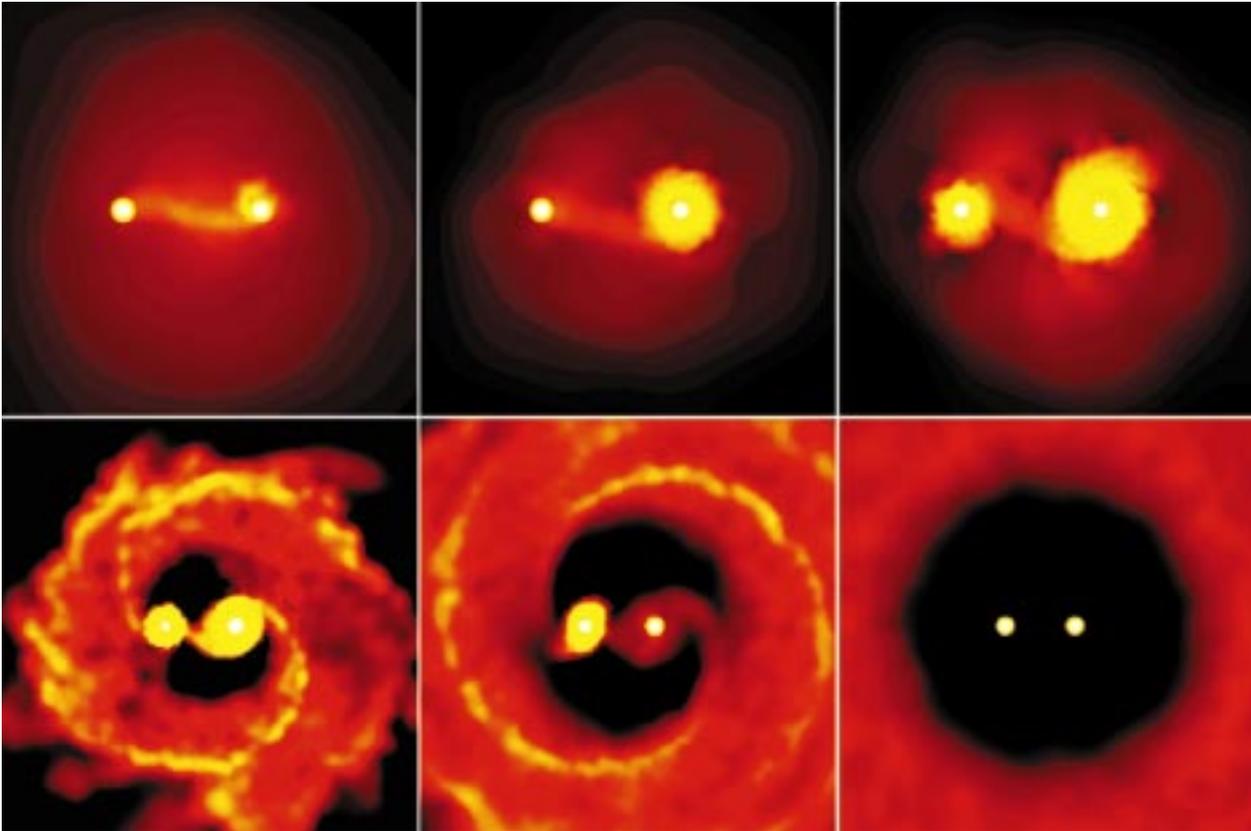


Abb.IV.23: Materieeinfall aus einer Scheibe aus Gas und Staub auf ein rotierendes Doppelsystem protostellarer Kerne mit unterschiedlichem Drehimpuls. Von links oben nach rechts unten steigt der Drehimpuls an. Aus einer zunächst beide Kerne umgebenden Scheibe werden zwei Scheiben, die sich dann zu einer beide gemeinsam umgebenden zirkumbinären Scheibe entwickeln.

Gas aus einer Scheibe mit geringem Drehimpuls (Scheibe um Primärstern) fällt vornehmlich auf den Primärstern und erhöht dessen Masse. Dadurch verringert sich das Massenverhältnis von Sekundär- zu Primärstern und der gegenseitige Abstand nimmt ab. Dies gilt für alle Doppelsysteme, unabhängig vom anfänglichen Massenverhältnis. Bei steigendem Drehimpuls der Scheibe (beide Sterne von je einer Scheibe umgeben) wird der Sekundärstern mehr Materie aufnehmen, so daß sich das Massenverhältnis dem Wert 1 annähert. Der Impulsübertrag auf die Sterne ist in diesem Fall so groß, daß der gegenseitige Abstand wächst. Steigt der Drehimpuls weiter an, so bildet sich langsam die zirkumbinäre Scheibe aus. Auch in diesem Fall akkretiert

der Sekundärstern mehr Masse als der Primärstern, und der Abstand wächst.

In dieser Simulation ergibt sich also: Bei geringem Drehimpuls sinkt das Massenverhältnis und der Abstand nimmt ab; bei größerem Drehimpuls steigt das Massenverhältnis und der Abstand nimmt zu.

Sollte die Akkretion von Materie aus einer Scheibe die physikalischen Parameter von Doppelsystemen maßgeblich beeinflussen, so würde man bei Doppelsternen mit mittleren bis langen Perioden ein geringes Massenverhältnis erwarten, während man bei engen Doppelsternen eher gleich massereiche Komponenten vermuten würde. Der Grund hierfür ist, daß bei engen Systemen der spezifische Drehimpuls der einfallenden Materie eher größer ist als der des Doppelsterns und bei weiten Systemen kleiner. Diese Voraussage wird durch zwei beobachterische Untersuchungen andeutungsweise bestätigt.

Eingeschränkt wird die Aussagekraft der Rechnungen dadurch, daß die Scheibe in der Realität fragmentieren kann, so daß sich in ihr ein weiterer Protostern bildet. Außerdem bewegt sich das gesamte Protosystem durch die Molekülwolke und wird daher mit anderen Systemen gravitativ wechselwirken oder mit ihnen verschmelzen.

IV.2 Extragalaktische Astronomie

Jets von Galaxien und Quasaren

Seit den achtziger Jahren haben Astronomen des MPIA immer wieder zur Entschlüsselung eines außergewöhnlichen Phänomens beigetragen: der extragalaktischen Jets. Die Erforschung der Jets begann bereits vor über einem halben Jahrhundert.

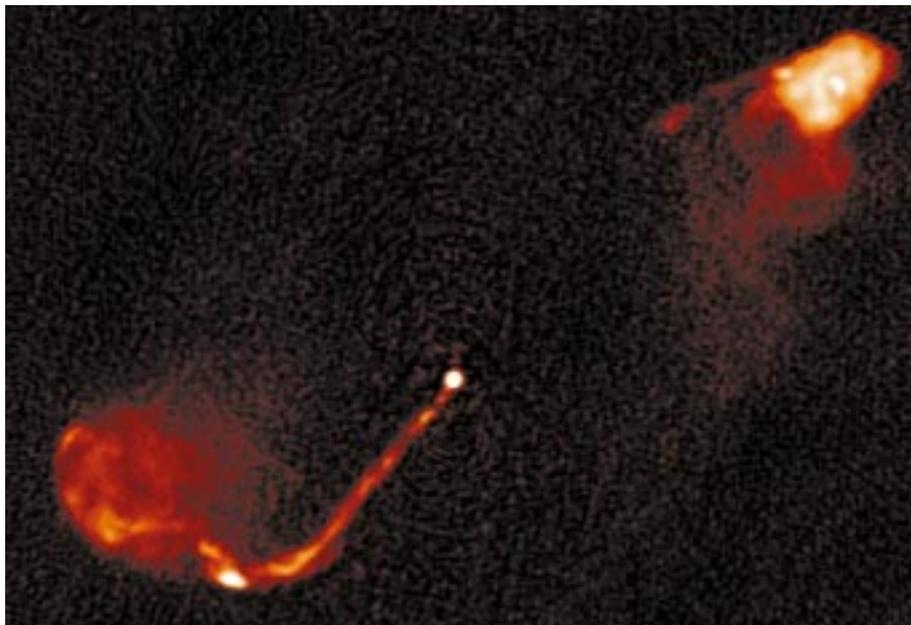
Im Jahre 1946 wurde am Himmel eine starke Radioquelle entdeckt, welche die Bezeichnung Cygnus A erhielt. Aber erst in den fünfziger Jahren erreichten die Radioteleskope eine ausreichende räumliche Auflösung, um Cygnus A im Sichtbaren mit einem Himmelskörper zu identifizieren. Man fand an dieser Stelle eine Galaxie 18. Größe, die jedoch nur einen geringen Teil der beobachteten Radiostrahlung aussandte. Der überwiegende Teil stammte von zwei fast symmetrisch zu ihr, weit außen liegenden ausgedehnten Strahlungsquellen. Der gegenseitige Abstand dieser beiden »Radioblasen« betrug 200 000 pc (650 000 Lj). 1984 wurde schließlich ein Materiestrahl (Jet) entdeckt, der den Galaxiekern mit einer der beiden Radioblasen verbindet.

Diese Grundstruktur, zentrale Galaxie – Jets – Radioblasen, ist heute bei vielen extragalaktischen Radioquellen bekannt (Abbildung IV.24). Über hundert Jets wurden bereits beobachtet, die Zahl der Radio-Doppelquellen ist weitaus größer. Die Ausdehnung dieser Objekte, also der Abstand zwischen den beiden Radioblasen, kann über eine Million Lichtjahre betragen. Damit sind sie die größten bekannten zusammenhängenden Gebilde im Universum.

Jets und Radioblasen senden Synchrotronstrahlung aus. Sie entsteht, wenn elektrisch geladene Teilchen sich nahezu mit Lichtgeschwindigkeit in starken Magnetfeldern bewegen. In den Jets strömen wahrscheinlich überwiegend Elektronen, möglicherweise auch deren Antiteilchen, Positronen. Da die Synchrotronstrahlung ein reines Kontinuum ohne Absorptions- oder Emissionslinien ist, läßt sich die Strömungsgeschwindigkeit des Gases nicht spektroskopisch messen. Aufgrund zahlreicher Befunde gilt es heute aber als sicher, daß sich die Knoten im Inneren der Jets annähernd mit Lichtgeschwindigkeit bewegen und die Radioblasen mit Energie versorgen.

Bei den zentralen Objekten handelt es sich um Radiogalaxien oder Quasare. Deren Kernregionen, in denen die Jets erzeugt werden, lassen sich mit heutigen Teleskopen nicht auflösen. Nach den gängigen Vorstellungen werden dort Schwarze Löcher mit einigen hundert Millionen Sonnenmassen vermutet, die von Gasscheiben umgeben sind, aus denen Materie auf die Schwarzen Löcher herabstürzt und dabei große Energiemengen freisetzt. Die Jets treten senkrecht zu dieser Scheibe aus, wobei Magnetfelder bei der Beschleunigung der Teilchen und der Bündelung der Materiestrahlen eine entscheidende Rolle spielen.

Abb. IV.24: Eine typische Radio-Doppelquelle: Im Zentrum steht der Quasar 3C 334, von dem aus zu einem der beiden nahezu symmetrischen Radio-Lobes ein Jet führt. (Bild: NRAO/VLA).



Die Jets

Die über hundert bekannten Jets sind fast ausschließlich im Radiobereich nachweisbar. Lediglich vier verhältnismäßig helle Jets wurden bislang im Optischen beobachtet, davon nur einer, der von einem Quasar ausgeht: 3C 273. Dieser Jet wird auch am MPIA bereits seit den achtziger Jahren intensiv untersucht. Der Teilchenstrahl läßt sich im Optischen zwischen 11 und 20 Bogensekunden Abstand vom Quasar nachweisen, entsprechend einer projizierten, vom Kern der Galaxie aus gemessenen Länge von 123 000 Lichtjahren. Typisch für diese Materiestrahlen ist die auch beim Jet von 3C 273 beobachtbare knotige Struktur.

War der Jet im optischen Bereich vom Boden aus auch detailliert untersucht, so gab es bislang noch keine Beobachtungen im Infraroten. IR-Daten schließen die Lücke zwischen dem optischen und dem Radiobereich und sind somit für eine genaue Bestimmung des spektralen Intensitätsverlaufs der Synchrotronstrahlung sehr wichtig. Mit der Kamera MAGIC am 3.5-Meter-Teleskop gelang 1997 erstmals eine tiefe Aufnahme bei der Wellenlänge 2.1 µm (Abbildung IV.25). Diese Aufnahme weist eine ausgezeichnete Auflösung von 0.7 Bogensekunden auf. Der Jet läßt sich vom ersten Knoten A bis in eine Entfernung von 23 Bogensekunden vom Quasar verfolgen.

Die spektrale Verteilung der Synchrotronstrahlung, also die Intensität der Emission in Abhängigkeit von der Frequenz, enthält wesentliche Informationen über den physikalischen Zustand der Elektronen im Jet. Mit den neuen Messungen ließ sich der Spektralverlauf erstmals für den gesamten Bereich vom Blauen über das nahe Infrarot bis zum Radiobereich ermitteln.

Im allgemeinen fällt die Intensität von Synchrotronstrahlung mit steigender Frequenz ab. Für die physikalische Interpretation hat es sich jedoch als sinnvoll erwiesen, die abgestrahlte Leistung pro Frequenzintervall in Abhängigkeit von der Frequenz aufzutragen (Abbildung IV.26). Dabei wird deutlich, in welchem Frequenzbereich die Teilchen die meiste Energie abstrahlen. Es ist zu ersehen, daß diese Leistung stets bis zu einer bestimmten Frequenz ansteigt und jenseits davon steil abfällt. Dieser Umkehrpunkt nimmt mit steigender Entfernung vom Quasar (im Bereich der Hauptknoten B bis D) etwa von 10^{14} Hz bis 10^{13} Hz beständig ab. Das heißt, er verschiebt sich vom nahen zum mittleren Infrarot. Dieses Verhalten unterstreicht die besondere Bedeutung der Infrarotbeobachtungen. Lediglich im ersten Knoten, A, ließ sich ein Abbruch des Spektrums nicht erkennen: Er muß jenseits von 10^{15} Hz liegen.

Dieser Umkehrpunkt spiegelt unmittelbar die Energieverteilung der strahlenden Elektronen wider: Ab diesem Wert nimmt die Anzahl der Teilchen mit wachsender Energie rasch ab. Verschiebt sich die kritische Frequenz »stromabwärts« im Jet zu kleineren Werten, so

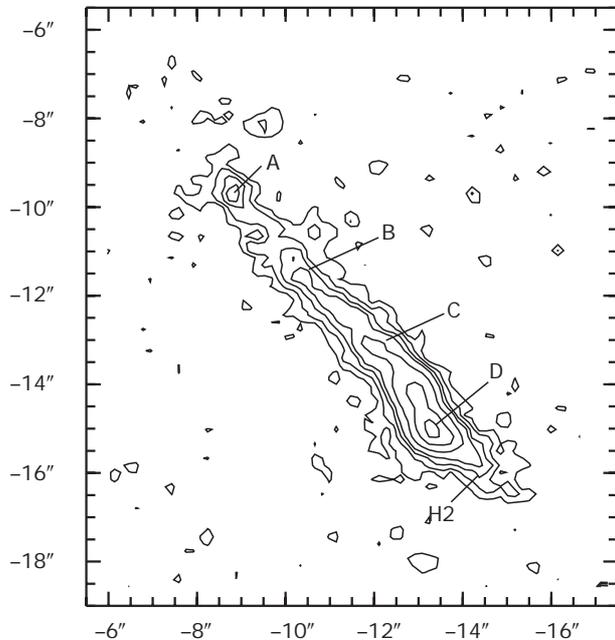
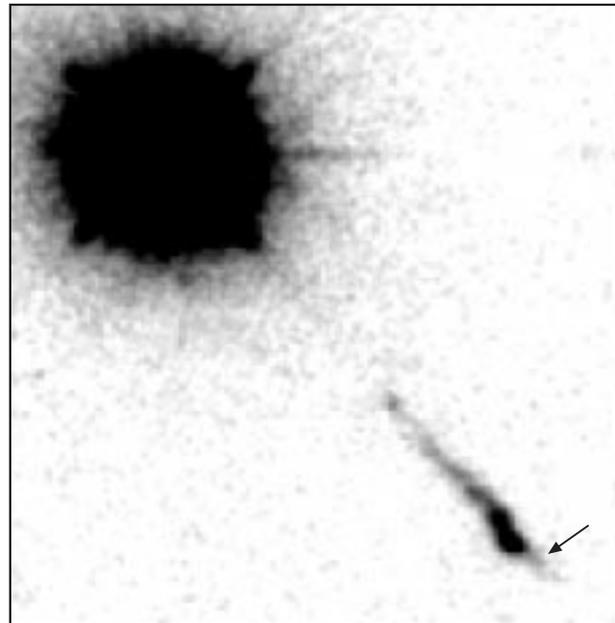


Abb.IV.25: Der Jet des Quasars 3C 273. Oben die erste Aufnahme im nahen Infrarot (Belichtungszeit: 90 Minuten). Unten eine Konturdarstellung der Intensität. Mit A bis D sind die hellen Knoten im Jet, mit H2 ist der Hot Spot bezeichnet. Die Koordinaten bezeichnen den Abstand vom Quasar in Bogensekunden.

bedeutet dies, daß die mittlere Energie der Elektronen mit wachsender Entfernung von der Galaxie abnimmt.

Erstaunlicherweise stammt ein großer Teil der Infrarotemission aus den Gebieten zwischen den Knoten. Die Spektralverläufe im Inneren und außerhalb der Knoten weichen nicht wesentlich voneinander ab. Dies unterstreicht ein schon lange bekanntes, ungelöstes Problem: Es läßt sich errechnen, daß ein Elektron, das

optische oder infrarote Synchrotronstrahlung aussendet, sich vom Ort der Beschleunigung nur wenige hundert Lichtjahre weit entfernen kann, denn durch die emittierte Strahlung verliert es Energie und wird schnell langsamer. In der Entfernung von 3C 273 entspricht die überbrückbare Distanz nur rund einer zehntel Bogensekunde. Die ursprünglich aus der Zentralquelle stammenden Elektronen müssen also ständig nachbeschleunigt werden, und zwar dort, woher wir ihre Synchrotronstrahlung empfangen. Aus den IR-Daten muß man schließen, daß die Teilchen nicht nur, wie lange Zeit vermutet, im Inneren der Knoten, sondern auch in den Gebieten zwischen den Knoten beschleunigt werden. Wie dies funktioniert, ist unklar.

Die Hot Spots

In den Außenbereichen einiger Radioblasen finden sich im Radiobereich oft kompakte Gebiete mit besonders intensiver Emission. Man vermutet heute, daß diese sogenannten Hot Spots jene Stellen markieren, an denen die Jets abgebremst werden. Wie in einem gigantischen Kraftwerk wird hier die kinetische Energie der Jetströmung in die Beschleunigung hochenergetischer Elektronen umgesetzt. Diese strömen dann in die Radioblasen hinein und erzeugen die beobachtete Radiostrahlung. Daß in diesen Hot Spots andere physikalische Vorgänge ablaufen als in den Jet-Knoten, belegt das Synchrotronpektrum von 3C 273 (Knoten H2 in

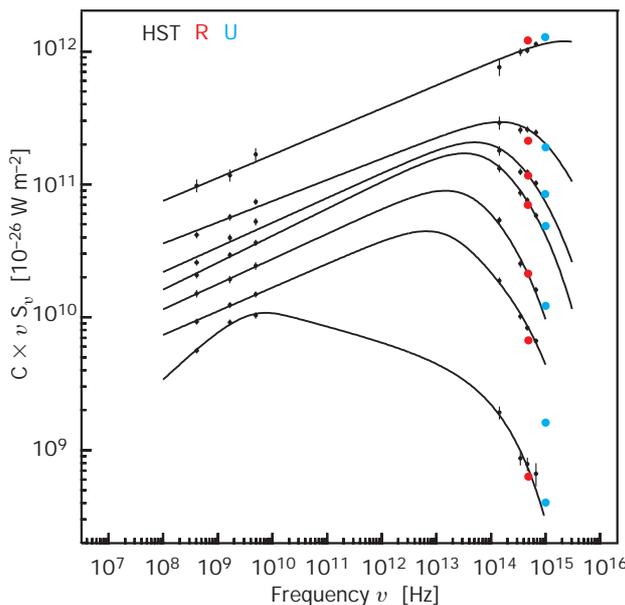


Abb. IV.26: Die abgestrahlte Leistungsleistung in Abhängigkeit von der Frequenz. Man erkennt den Abbruch des Verlaufs, dessen Position sich entlang des Jets mit wachsender Entfernung vom Quasar (A12 bis DH3) zu niedrigeren Frequenzen vom nahen ins mittlere Infrarot verschiebt. Im Hot Spot (H2) bricht die Leistung bereits bei einer wesentlich geringeren Frequenz ab.

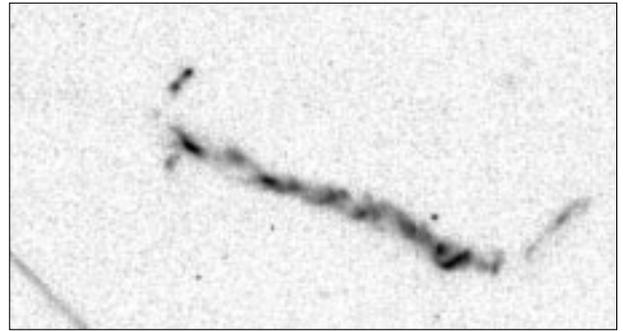


Abb. IV.27: Aufnahme des Jets von 3C 273 mit dem Hubble-Weltraumteleskop. (Bild: NASA).

Abbildung IV.26), dessen Verlauf sich deutlich von den im Jet gemessenen Verläufen unterscheidet. Es knickt bereits bei einer Frequenz von 10^{10} Hz stark ab.

Mitte der achtziger Jahre konnten Astronomen des MPIA erstmals nachweisen, daß einige der Hot Spots nicht nur im Radiobereich, sondern auch im sichtbaren Bereich Synchrotronstrahlung aussenden. Die dazu erforderlichen Elektronen sind mindestens tausendmal energiereicher als jene, welche die Radiostrahlung abgeben.

Die von den Hot Spots ausgehende Strahlung läßt sich erstaunlich gut mit einem Modell erklären, das am MPIA in Zusammenarbeit mit Kollegen der Universität Edinburgh entstand. Es ist eine leicht abgewandelte Version der sogenannten Fermi-Beschleunigung erster Ordnung. Demnach stellt der Hot Spot eine Stoßfront senkrecht zur Strömungsrichtung dar, in der ein verhältnismäßig starkes Magnetfeld herrscht. Darin werden die einströmenden Elektronen durch das etwa senkrecht zur Strömungsrichtung angeordnete Magnetfeld wie Ping-Pong-Bälle hin und zurück beschleunigt, wobei die Impulszunahme in der ursprünglichen Bewegungsrichtung, also vom Quasar fort, größer ist als diejenige in Rückwärtsrichtung. In der Summe werden die Teilchen also in Vorwärtsrichtung beschleunigt und senden intensive Synchrotronstrahlung aus. Die Strahlungsverluste bewirken eine anschließende Abbremsung der Teilchen, die nun entweder in den Radioblasen verwirbeln oder außerhalb des Jet-Kanals in Richtung Quelle zurückströmen.

Da sich diese Vorgänge auf sehr kleinen Skalen von etwa einer zehntel Bodensekunde abspielen, waren extrem hochauflösende Aufnahmen nötig, um das Modell der Fermi-Beschleunigung zu testen. Möglich wurde dies mit Aufnahmen des Jets von 3C 273 mit dem Hubble-Weltraumteleskop (Abbildung IV.27). Sie erlaubten erstmals einen detaillierten Vergleich der Jet-Struktur im optischen und im Radiobereich mit einer Auflösung im Bereich von 0.1 Bogensekunden. Eine Überlagerung der beiden Karten (Abbildung IV.28) zeigt, daß die Maxima der optischen und der Radiostrahlungen aus dem Hot Spot signifikant voneinander abweichen. Die Radioemission hat ihr Maximum in einem Gebiet etwa 0.15

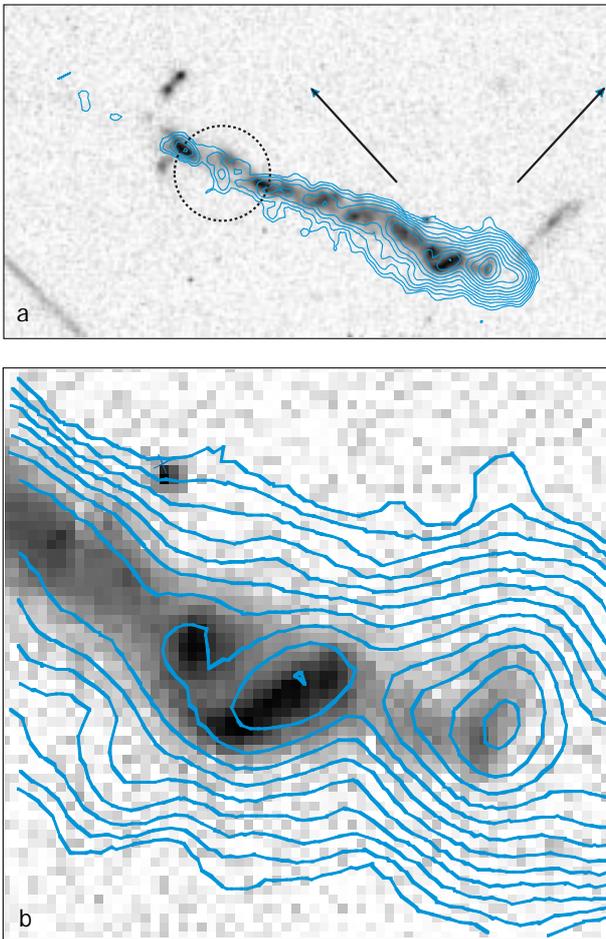


Abb. IV.28: (a) Überlagerung der optischen HST-Aufnahme mit den Konturen einer Radioaufnahme. (b) Im Hot Spot zeigt sich, daß die Radioemission um etwa 1.5 Bogensekunden versetzt hinter der optischen Emission (stromabwärts) erscheint. Die Röntgenemission kommt aus dem mit einem gepunkteten Kreis markierten Gebiet.

Bogensekunden »stromabwärts« hinter dem der optischen Strahlung.

Dies bestätigte in hervorragender Weise eine Vorhersage des Modells, wonach die Elektronen hinter dem Hot Spot durch Synchrotronemission Energie verlieren. Dabei verschiebt sich das Strahlungsmaximum stromabwärts vom energiereicheren optischen zum energieärmeren Radiobereich, also zu niedrigeren Frequenzen.

Eine weitere Möglichkeit, die Theorie der Elektronenbeschleunigung in den Hot Spots zu überprüfen, ergab sich aufgrund von IR-Aufnahmen, welche die MPIA-Gruppe am UKIRT erhalten hatte. Insgesamt vier Hot Spots in den Radioblasen heller Radiogalaxien, die auch im Optischen sichtbar sind, konnten die Astronomen erstmals auch im nahen Infrarot bei 2.1 μm Wellenlänge nachweisen. Es handelte sich um die Objekte 3C 20 (West), 3C 33 (Süd), 3C 111 und 3C 303. Der zusätzliche IR-Meßwert ermöglichte es, die

Intensitätsverteilung des gesamten Spektrums genauer als zuvor zu bestimmen und als Grundlage für ein Synchrotronstrahlungsmodell zu verwenden, in das verschiedene physikalische Größen eingehen.

In einigen der untersuchten Hot Spots konnte das Modell der Fermi-Beschleunigung die Beobachtungsdaten sehr gut erklären. Danach beträgt der Durchmesser der Hot Spots typischerweise 6500 Lichtjahre, längs der Strömungsrichtung variiert die Ausdehnung zwischen 320 Lichtjahren und 6400 Lichtjahren. Die Magnetfeldstärken liegen in einem engen Bereich von 30 bis 50 nT, und die im Jet strömenden Teilchen treffen mit 30 bis 50 Prozent der Lichtgeschwindigkeit im Hot Spot ein. Im Rahmen dieses Modells läßt sich hieraus schließen, daß die Zeitskala für die Beschleunigung der Elektronen zwischen 300 und 20 000 Jahren beträgt. Sie gibt an, innerhalb welcher Zeit die Elektronen ihre Energie verdoppeln.

Es scheint, als müßten die Teilchen sehr schnell (innerhalb von etwa 500 Jahren) beschleunigt werden, damit sie für die Emission optischer Synchrotronstrahlung ausreichend hohe Energien erreichen. Es ist unklar, welche Bedingungen dafür erforderlich sind. Hier spielen offenbar spezielle Verhältnisse im Plasma, wie Turbulenzen oder Scherströmungen, die starke Magnetfelder erzeugen können, eine Rolle. Überdies erwies es sich, daß Fermi-Beschleunigung nicht in allen Fällen als Erklärung ausreicht. Beispiele hierfür sind die Hot Spots in der Radioquellen 3C 33, 3C 303 W und Pictor A.

Röntgenaufnahme des Jets

Die Tatsache, daß das Synchrotronspektrum im ersten Knoten, A, bis hin zum Ultraviolettbereich (10^{15} Hz) nicht abbricht (Abbildung IV.26), gab zu der Vermutung Anlaß, daß sich dieses Emissionsgebiet sogar im Röntgenbereich nachweisen ließe. In den achtziger Jahren hatte man mit dem Einstein-Observatorium vage Andeutungen für Röntgenstrahlung aus diesem Gebiet erhalten. Auf einer ersten Aufnahme mit dem Röntgenteleskop ROSAT im Jahre 1992 war der Jet bei einer Belichtungszeit von fast fünf Stunden bereits eindeutig erkennbar. Eine zweite Aufnahme mit 19 Stunden Belichtungszeit erfolgte drei Jahre später.

Auf der resultierenden Röntgenaufnahme zeigt sich im Bereich des optisch sichtbaren Jets knapp 15 Bogensekunden vom Quasar entfernt ein Röntgenknoten. Dieser fällt jedoch nicht, wie erwartet, mit Knoten A zusammen. Vielmehr scheint die Röntgenemission in einem Bereich nahe Knoten B zu entstehen. Dort gibt es eine kleine aber signifikante räumliche Abweichung der Strahlungsverteilungen im optischen von derjenigen im Radiobereich, die, wie oben gezeigt, im übrigen Teil des Jets sehr gut übereinstimmen. Allerdings ist die gemessene Röntgenleuchtkraft so hoch, daß sie sich nicht als Synchrotronstrahlung erklären läßt. Ihre Natur ist bis-

lang noch völlig unklar. Nicht auszuschließen ist derzeit die Möglichkeit, daß sie gar nicht aus dem Jet selbst kommt, sondern von einem anderen Objekt, daß nur zufällig auf der Sichtlinie zum Jet liegt.

Trotz weiterer Fortschritte im Verständnis der Radiogalaxien und ihrer Jets, sind doch noch zahlreiche Fragen offen. Hierzu zählt insbesondere die nach der Teilchenbeschleunigung. Die MPIA-Gruppe hat bereits weitere hochauflösende Beobachtungen vorgenommen, um möglichst in die Beschleunigungszonen hineinzuschauen.

Galaxien in der Umgebung von Quasaren und der Gravitationslinseneffekt

Quasare sind die leuchtkräftigsten Objekte im Universum. In einem Gebiet, das vermutlich nicht wesentlich größer ist als unser Planetensystem, erzeugen diese Himmelskörper bis zu 10^{15} Sonnenleuchtkräfte und sind damit – eine isotrope Abstrahlung vorausgesetzt – bis zu einigen zehntausendmal heller als ganze Galaxien. Sie sind daher bis in große Entfernungen nachweisbar. Die höchste bislang bekannte Rotverschiebung wurde für einen Quasar gemessen und beträgt $z = 4.92$. Quasare erscheinen zwar auf Aufnahmen stets punktförmig, um einige von ihnen ließen sich jedoch Galaxien nachweisen. Das heißt, Quasare sind extrem kompakte und leuchtkräftige Zentralgebiete von Galaxien.

Die Untersuchung der Quasar-Galaxien gehört bereits seit Beginn der 80er Jahre zu den Schwerpunkten der Forschung am MPIA. Im Jahre 1997 stand jedoch eine andere Frage im Vordergrund, die seit über zehn Jahren kontrovers diskutiert wird: Gibt es in der Umgebung von Quasaren eine signifikante Überhäufigkeit von Galaxien?

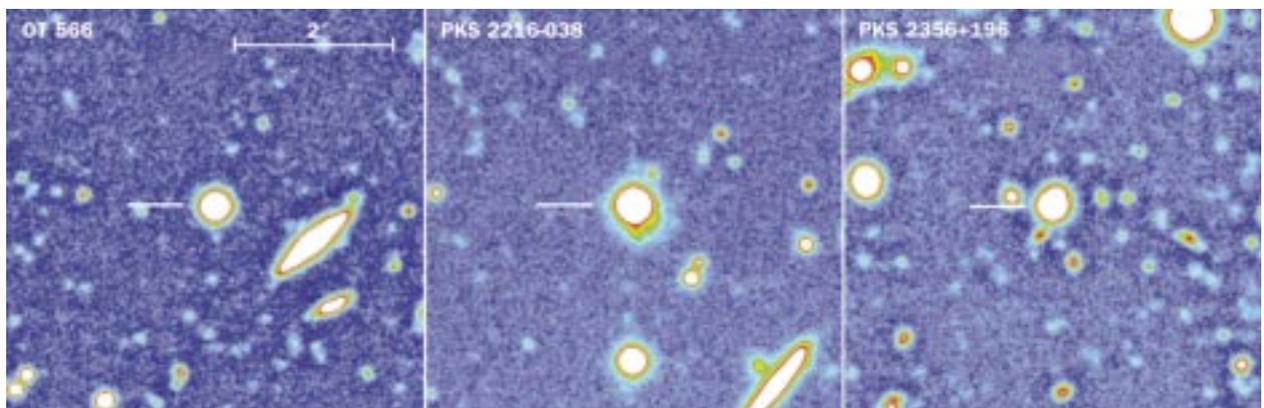
Vor zehn Jahren beispielsweise glaubten amerikanische Astronomen innerhalb eines bestimmten Radius um einige Quasare eine Anhäufung von Galaxien, die scheinbar heller waren als 21 mag, nachgewiesen zu haben. Sie deuteten dies damit, daß Galaxien in der Nähe von Quasaren eine größere Leuchtkraft entwickeln. Eine

nachfolgende Studie konnte den Befund nicht bestätigen, ergab aber angeblich eine Anhäufung schwächerer Galaxien in der näheren Umgebung der Quasare. Später wurde auch dieses Resultat angezweifelt und als statistisch nicht signifikant erachtet.

Bisherige Untersuchungen beschränkten sich auf sehr nahe Quasare bis etwa $z = 0.3$. Eine am Calar-Alto-Observatorium angefertigte Studie sollte mit sehr tiefen Aufnahmen zu schwächeren Objekten und somit zu größeren Rotverschiebungen vorstoßen. Um schwache Galaxien bis 26. Größe noch registrieren zu können, waren lange Belichtungszeiten zwischen etwa vier und sieben Stunden im Primärfokus des 3.5-Meter-Teleskops nötig. Ein Himmelskörper 26. Größe erscheint etwa so hell wie eine brennende Kerze auf dem Mond! Ausgewählt wurden drei Felder, in deren Zentrum sich jeweils ein Quasar bei einer Rotverschiebung um $z = 1$ befand (Abbildung IV.29):. In dieser Entfernung waren auf den Aufnahmen noch Galaxien erkennbar, die bis zu 2.5 Größenklassen, also einen Faktor 10, schwächer sind als das Milchstraßensystem. Damit ging diese Studie um drei Größenklassen tiefer als alle vorherigen.

Da von den Galaxien keine Spektren gewonnen wurden, waren bezüglich der Entfernungen lediglich statistische Aussagen aufgrund der scheinbaren Helligkeiten der Sternsysteme möglich. Demnach sollten Vordergrundgalaxien im Helligkeitsbereich zwischen 18 und 23 mag erscheinen, Galaxien in den Entfernungsbereichen der Quasare hingegen zwischen 23 und 26 mag. Für diese beiden Untergruppen wurde die Galaxiendichte in drei verschiedenen Abstandsbereichen um die Quasare bestimmt. Das Ergebnis war eindeutig: Weder die Gruppe der hellen, mutmaßlichen Vordergrundgalaxien noch die der schwächeren, vermutlich mit dem Quasar assoziierten Galaxien zeigte eine signifikant erhöhte Flächendichte in der nahen Umgebung der Quasare. Diese, bislang am tiefsten gehende Untersuchung spricht demnach deutlich gegen frühere Vermutungen, Galaxien

Abb. IV.29: Ausschnitt der drei Felder um die Quasare OT 566, PKS 2216-038 und PKS 2356+196.



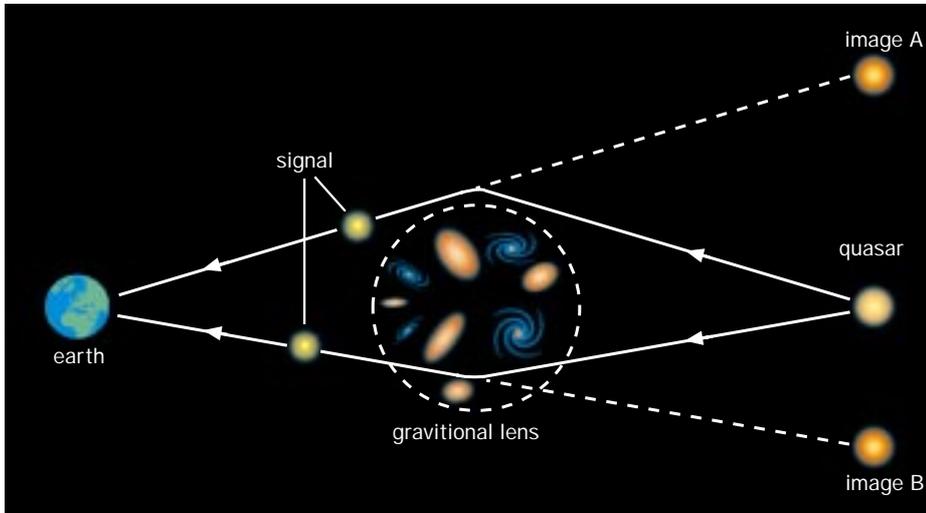


Abb.IV.30: Prinzip des Gravitationslinseneffekts. Das Schwerkraftfeld eines Galaxienhaufens lenkt das Licht eines entfernten Quasars ab. Als Folge hiervon sieht man am Himmel zwei Bilder A und B des einen Quasars. Eines der beiden Bilder ist gegenüber dem ungestörten Bild verstärkt.

würden sich um Quasare häufen oder durch Wechselwirkung mit Quasaren aufgehellt werden.

Die Quasar-Studie hat neben diesem wichtigen Ergebnis zu einer weiteren wesentlichen Schlußfolgerung geführt: Vermutlich sind so gut wie alle Galaxien mit Rotverschiebungen $z > 1$ durch den Gravitationslinseneffekt beeinflusst und in ihrer Helligkeit statistisch um Faktoren 1.2 bis 2 aufgehellt.

Der Gravitationslinseneffekt beruht auf der von der Allgemeinen Relativitätstheorie beschriebenen Tatsache, daß Materie die sie umgebende Raumzeit krümmt (Abbildung IV.30). Licht von einem entfernten Objekt, das auf dem Weg zur Erde eine solche Krümmung der Raumzeit durchläuft, weicht von seiner geradlinigen Bewegungsrichtung ab. Der Ablenkwinkel ist proportional zur wirkenden Masse und umgekehrt proportional zum geringsten Abstand des Lichtstrahls vom Massenmittelpunkt. Solche, durch die Gravitation gekrümmten Raumzeitgebiete wirken wie optische Linsen. Je nach Geometrie erscheint von der Erde aus gesehen das hintere, »gelinste« Objekt aufgrund dieses Effekts entweder als Mehrfachbild oder als Ring. Letzteres ist dann der Fall, wenn Hintergrundobjekt und davorstehende »linsende« Masse genau auf derselben Sichtlinie des Beobachters liegen.

Darüber hinaus verstärkt der Gravitationslinseneffekt die Intensität eines der erzeugten Bilder. Ein »gelinstes« Objekt erscheint heller, als es ohne diesen Effekt der Fall wäre.

In der MPIA-Studie fanden sich bei zwei der drei beobachteten Quasare nahezu auf der Sichtlinie schwache, vermutlich vor dem Quasare stehende Galaxien. Es

besteht daher der Verdacht, daß die Quasarbilder durch den Gravitationslinseneffekt verstärkt sind.

Da weder Entfernung noch Masse der Vordergrundgalaxien bekannt waren, mußte der Effekt aufgrund ihrer Helligkeit und mit Hilfe statistischer Argumente abgeschätzt werden. Dabei stellte sich heraus, daß die scheinbare Helligkeit der Quasare um einen Faktor 1.2 bis 2 verstärkt ist.

Die drei Aufnahmen gingen sehr tief, so daß auf ihnen eine hohe Galaxiendichte erkennbar wurde. Bis zur Grenzgröße von 26 mag beträgt die Flächendichte etwa 2×10^5 Galaxien pro Quadratgrad. Das bedeutet, daß je zwei benachbarte Galaxien im Mittel nur 8.2 Bogensekunden voneinander entfernt sind. Es stellt sich deshalb die Frage, ob diese hohe Galaxiendichte dazu führt, daß wir weit entfernte Objekte generell durch den Gravitationslinseneffekt beeinflusst sehen.

Diese Frage ließ sich statistisch abschätzen. Dazu wurde angenommen, daß die Galaxien in einem Rotverschiebungsbereich zwischen 0 und 1 beliebig verteilt sind. Es stellte sich heraus, daß eine beliebige Quelle bei einer Rotverschiebung von $z = 1.2$ mit hoher Wahrscheinlichkeit »gelinst« ist, und daß ihre scheinbare Helligkeit um das 1.1- bis 1.5fache verstärkt ist. Das heißt, daß wir das ferne Universum nie gänzlich ungestört werden beobachten können. Der Gravitationslinseneffekt verändert die scheinbaren Helligkeiten und teilweise auch das Erscheinungsbild der Objekte.

Interessant ist in diesem Zusammenhang auch die Frage nach dem sogenannten Mikro-Gravitationslinseneffekt. Er wird nicht durch das gesamte Gravitationsfeld einer Galaxie verursacht, sondern durch das Schwerefeld der einzelnen darin befindlichen Sterne. Wegen der Bewegung der einzelnen Sterne relativ zu dem hinteren Objekt bewirkt der Mikro-Gravitationslinseneffekt kurzzeitige Schwankungen der scheinbaren Helligkeit. Es besteht daher schon seit längerem der Verdacht, daß beobachtete Intensitätsschwankungen bei Quasaren im Zeitraum von Stunden bis Tagen nicht auf

intrinsische Helligkeitsvariationen der Quasare selbst zurückzuführen sind, sondern durch den Mikro-Gravitationslinseneffekt nur vorgetäuscht werden. Dies hätte wichtige Konsequenzen, da aus der schnellen Variation der Helligkeit auf die räumliche Ausdehnung des das Licht emittierenden Quasars geschlossen wird.

Die in der neuen Studie nachgewiesene Flächendichte der Galaxien deutet indes darauf hin, daß der Mikro-Gravitationslinseneffekt keinen signifikanten Einfluß hat. Dies gilt allerdings nur bis zu der beobachteten Grenzgröße von 26 mag. Sollte aber die Häufigkeit von Galaxien mit bis etwa zur 30. Größe abnehmender Helligkeit weiter ansteigen, wie von einigen Astronomen vermutet, so würde der Mikro-Gravitationslinseneffekt tatsächlich so gut wie jeden entfernten Quasar betreffen. In diesem Fall würde also ebenfalls gelten: Quasare mit Rotverschiebungen $z > 1$ lassen sich nicht ungestört beobachten.

Optische Identifikation eines Gamma Ray Bursters

Seit nahezu 30 Jahren registrieren Astronomen ein kosmisches Phänomen, dessen Natur bis vor kurzem gänzlich ungeklärt war: Unvermittelt leuchtet irgendwo am Himmel im Gammabereich für wenige Sekunden bis Minuten eine Strahlungsquelle auf, um danach wieder zu verschwinden. In dieser kurzen Zeitspanne sind diese sogenannten Gamma Ray Bursters die hellsten Gammquellen am gesamten Himmel. Da Gammateleskope die Positionen dieser Ausbrüche nur sehr ungenau festlegen können, waren die Quellen lange Zeit mit optischen Teleskopen nicht identifizierbar. Mit dem 1991 gestarteten Compton Gamma Ray Observatory der NASA, an dem auch Physiker vom MPI für extraterrestrische Physik in Garching beteiligt sind, ließ sich dieses Phänomen erstmals kontinuierlich über mehrere Jahre hinweg beobachten.

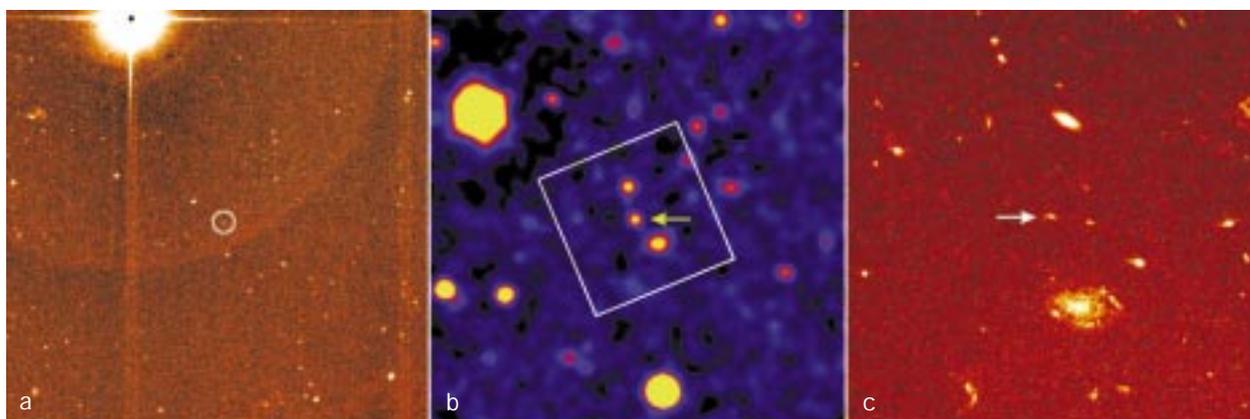
Der Satellit Compton konnte zeigen, daß etwa einmal pro Tag ein Gamma Burst zu beobachten ist, und daß diese ominösen Quellen völlig gleichmäßig über den

Himmel verteilt sind. Sie müssen sich demnach entweder in einem relativ nahen sphärischen Bereich um das Sonnensystem oder das Milchstraßensystem herum aufhalten, oder aber in anderen, weit entfernten Galaxien stehen. Über hundert Theorien wurden entworfen, um die Natur der Bursts zu erklären.

Die Wende kam 1997 mit dem von Italien und den Niederlanden gebauten Satelliten BeppoSAX. Er ist in der Lage, die Gamma Bursts zu registrieren und sie binnen kurzer Zeit mit einem ebenfalls an Bord befindlichen Röntgenteleskop zu lokalisieren. So gelang es am 28.2.1997 und am 8.5.1997, die Positionen von zwei Bursts genau zu bestimmen. Bei ersten Nachbeobachtungen mit optischen Teleskopen, wie dem Hubble-Weltraumteleskop und dem Keck-Teleskop, fanden sich an den fraglichen Stellen langsam schwächer werdende Lichtquellen, bei denen es sich sehr wahrscheinlich um die optischen Gegenstücke der Gamma Bursts handelte. In einem Fall gab es sogar spektroskopische Beobachtungen. Sie ließen kaum noch Zweifel daran, daß sich die Ausbrüche in fernen Galaxien ereignen.

Im dritten Fall, am 14.12. 1997, konnte auch das 3.5-Meter-Teleskop auf dem Calar Alto einen wichtigen Beitrag zu diesem hochaktuellen Forschungsgebiet liefern. Der Gamma Burst mit der Bezeichnung GRB 971214 ereignete sich gegen 23.34 Uhr Weltzeit und dauerte 25 Sekunden. Alberto Castro-Tirado vom Astrophysikalischen Institut Madrid rief auf dem Calar Alto an und bat den dortigen beobachtenden Astronomen des MPIA um Aufnahmen des entsprechenden Himmelsgebietes im Infrarotbereich. Es entstanden zwei Belichtungen mit der Infrarotkamera OMEGA bei 22 μm Wellenlänge, jeweils 3.5 und 5 Stunden nach dem Aus-

Abb.IV.31: (a) Mit dem 3.5-Meter-Teleskop gewonnene Infrarotaufnahme des Gamma Ray Bursts GRB 971214. Es ist die Summe von zwei Aufnahmen 3.5 und 5 Stunden nach dem Aufblitzen im Gammabereich. (b) Aufnahme eines kleineren Gebietes um den Gamma Ray Burst mit dem Keck-Teleskop zwei Tage und (c) mit dem Hubble-Weltraumteleskop vier Monate nach dem Gammablitz. (Bilder: (b) Keck Telescope, (c) NASA).



bruch. Tatsächlich zeigten diese Aufnahmen ein schwaches Objekt 18. Größe (Abbildung IV.31a), das im Vergleich mit späteren Beobachtungen anderer optischer Teleskope (Abbildung IV.31b, c) eindeutig als »Nachglühen« des Gamma Bursts identifiziert werden konnte.

Beobachtungen an anderen Observatorien ergaben zusammen mit denen am Calar Alto die spektrale Energieverteilung der Quelle über einen weiten Wellenlängenbereich bis $2.2 \mu\text{m}$, die als Grundlage für theoretische Modelle dient. Leider war in der darauf folgenden Nacht wegen schlechter Wetterverhältnisse keine erneute Beobachtung möglich, so daß sich die zeitliche Entwicklung des IR-Leuchtens nicht weiter verfolgen ließ. Dennoch deuten die Daten darauf hin, daß der Gamma Burst im Infraroten sein Helligkeitsmaximum etwa zehn Stunden nach dem Ausbruch im Gamma-Bereich erreichte.

Als wahrscheinliche Erklärung für die Bursts gilt für viele Astrophysiker die Verschmelzung zweier Neutronensterne. Neutronensterne sind extrem dichte Himmelskörper mit nur zwanzig Kilometern Durchmesser, deren Masse etwa eine Sonnenmasse beträgt. Umkreisen sich zwei Neutronensterne in einem engen Doppelsternsystem, so strahlen sie Gravitationswellen ab. Dadurch verlieren sie Energie und nähern sich einander langsam an. Schließlich berühren sich ihre Oberflächen, und in Bruchteilen einer Sekunde verschmelzen die beiden Körper. Dies löst eine Explosion aus, in der sich die Materie auf einige hundert Milliarden Grad erhitzt und nahezu mit Lichtgeschwindigkeit explodiert. In diesem Feuerball entsteht auch intensive Gammastrahlung, die blitzartig entweicht.

Bei einem Vorgang dieser Art sollte eine Energie von bis zu 10^{51} erg frei werden. Während diese Hypothese die zwei ersten Bursts erklären konnte, entpuppte sich GRB 971214 als ungewöhnlicher Fall. Spektroskopische Untersuchungen ergaben, daß dieser Ausbruch sich in einer Galaxie mit einer sehr großen Rotverschiebung $z = 3.42$ ereignet hatte, was eine sehr große Entfernung und Leuchtkraft bedeutet: Hat GRB 971214 seine Strahlung isotrop abgegeben, so wurde allein im Gammabereich eine Energie von über 10^{53} erg freigesetzt. Das ist rund hundertmal mehr als eine Supernova über den gesamten Wellenlängenbereich abstrahlt.

Damit bleibt dieses Phänomen rätselhaft. Um ihm auf die Spur zu kommen, wird es entscheidend darauf ankommen, noch wesentlich mehr Gamma Bursts, insbesondere auch in nahen Galaxien, zu untersuchen.

Theoretische Arbeiten

Die leuchtenden Arme der Spiralgalaxien

Spiralgalaxien gehören zu den ästhetisch ansprechendsten Objekten im Universum. Auch unser Milchstraßensystem ist eine Galaxie von diesem Typ. Ihr charakteristisches Merkmal aber, die Spiralstruktur, birgt

noch viele Unklarheiten. Erklärt wird dieses Phänomen im Rahmen der sogenannten Dichtewellentheorie. Am MPIA befaßt sich die Theoriegruppe seit einigen Jahren mit der Frage, wie sich aus der beobachteten Form der Galaxien bestimmte physikalische Parameter dieser Theorie herleiten lassen.

Seit längerem ist bekannt, daß Spiralgalaxien differentiell rotieren. Das heißt, in unterschiedlichen Abständen vom Zentrum bewegen sich Sterne und Gaswolken mit unterschiedlichen Winkelgeschwindigkeiten. Im allgemeinen benötigt ein in großem Abstand vom Zentrum umlaufender Stern für einen Umlauf länger als ein weiter innen laufender. Würden die Spiralarme stets aus denselben Sternen bestehen, so wären die Arme innerhalb weniger Rotationsperioden aufgewickelt. In der Natur beobachtet man jedoch fast ausschließlich Spiralgalaxien mit offenen Spiralarmen. Hieraus folgt, daß sich die Spiralarme, anders als die Sterne, mit konstanter Winkelgeschwindigkeit drehen, ähnlich wie Speichen eines Rades. Allerdings handelt es sich nicht um die Bewegung von Materie, sondern um eine Welle im Gravitationsfeld der Scheibe.

Bereits in den zwanziger Jahren äußerte der schwedische Astronom Bertil Lindblad erste Gedanken zu einer Dichtewellentheorie. 1964 entwickelten Chia C. Lin und Frank Shu die erste mathematisch ausformulierte Theorie. Seitdem werden die Spiralgalaxien mit großen Armen, sogenannte Grand-Design-Galaxien, mit Hilfe dieser Dichtewellentheorie beschrieben.

Die Dichtewellentheorie beruht auf folgenden Gedanken. Alle Sterne und das interstellare Gas erzeugen ein Schwerkraftpotential. Im Idealfall wäre dieses Potential symmetrisch zum Zentrum. In der Dichtewellentheorie nimmt man an, daß diesem Potential eine spiralförmige Störung überlagert ist, welche die gesamte Materie der Scheibe, also Gas und Sterne, erfaßt und sich relativ zu diesen Objekten bewegt. Sie rotiert mit fester Winkelgeschwindigkeit um das Zentrum. Die sichtbaren Spiralarme kennzeichnen die örtlichen Maxima dieser Welle.

Im Einflußbereich der Welle wird die Materie leicht abgebremst. Das interstellare Gas wird dadurch örtlich komprimiert und kann sich zu neuen Sternen verdichten. Die jungen heißen Sterne und leuchtenden Gasnebel sind dann entlang der Spiralform der Dichtewelle angeordnet und markieren ihren Verlauf, ähnlich wie Lampen nachts das Straßennetz einer Stadt sichtbar machen.

Viele Fragen sind aber bis heute noch ungeklärt: Wodurch werden die Potentialstörungen ausgelöst? Welches dynamische Verhalten stabilisiert die Wellen, und über welchen Zeitraum hinweg? Wie schnell bewegen sich die Wellen durch die Scheibenmaterie hindurch?

Bei der Beantwortung dieser Fragen spielen gemäß der wichtigsten Dichtewellentheorie sogenannte Resonanzen eine wesentliche Rolle. Sie lassen sich wie folgt verstehen. Die Sterne laufen auf epizyklischen Bahnen

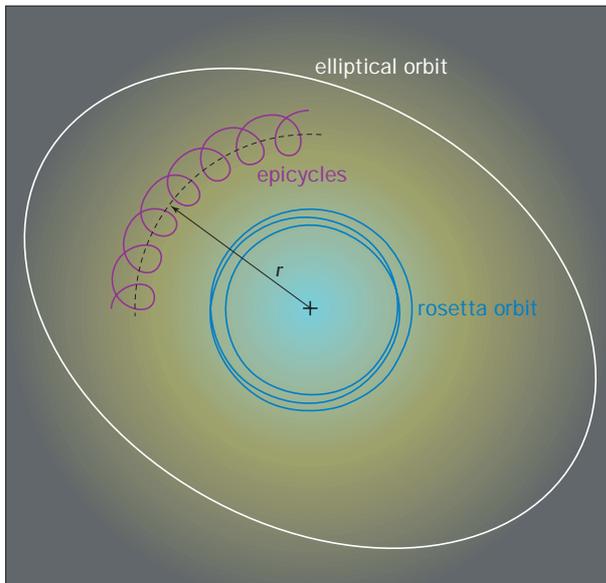


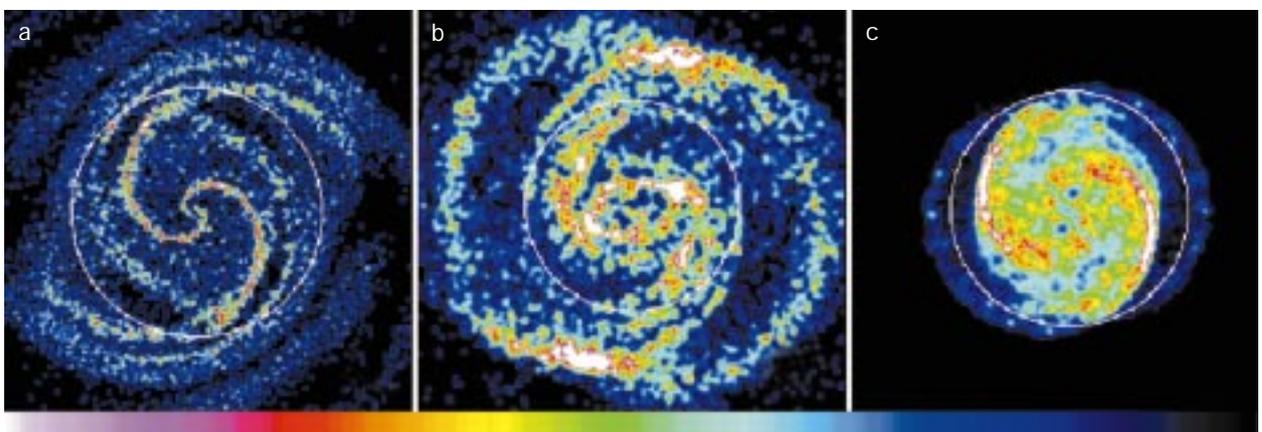
Abb.IV.32: Veranschaulichung der Epizykelbahnen von Sternen in Spiralgalaxien.

um das Zentrum (Abbildung IV.32). Eine solche Bahn kann man durch zwei Bahnkomponenten darstellen: eine große kreisförmige um das Zentrum und eine weitere kleinere elliptische Bahn, deren Mittelpunkt auf dem großen Kreis entlangwandert. Dies ist eine Epizykelbahn. Nun kann es zwischen den Frequenzen der Bahnkomponenten zu Resonanzen kommen, wobei eine Resonanz durch ein ganzzahliges Verhältnis der jeweiligen Frequenzen definiert ist. Man unterscheidet bei den Sternen zwischen der Epizykelfrequenz k und der Rotationsfrequenz Ω sowie der Frequenz der Dichtewelle Ω_S . Drei Resonanzen werden in den Arbeiten besonders erwähnt: die innere 4/1-Resonanz ($\Omega - \Omega_S = k/4$), die innere und äußere Lindblad-Resonanz ($\Omega - \Omega_S = \pm k/2$) sowie die Korotation ($\Omega = \Omega_S$). Im letzten Fall laufen also die Dichtewelle und die Sterne auf der großen kreisförmigen Bahn mit gleicher Geschwindigkeit um das Zentrum.

Viele Theoretiker sind sich heute darüber einig, daß die großen, offenen Spiralarme in Grand-Design-Galaxien an einer dieser Resonanzen enden. Unklar ist aber, bei welcher. Die Antwort auf diese Frage ist sehr bedeutsam für das Verständnis der dynamischen Entwicklung und der Stabilität der Spiralstruktur. Anfänglich wurden die äußere Lindblad- und die Korotationsresonanz als Begrenzung der Spiralarme bevorzugt, in den neunziger Jahren sprachen jedoch immer mehr Argumente dafür, daß die Spiralarme bei Galaxien mit stark ausgeprägten, offenen Armen («Anstellwinkel» größer als 20 Grad) bei der 4/1-Resonanz enden. Eine 4/1-Dichtewelle wäre die langsamste der genannten drei Möglichkeiten.

Am MPIA befaßt sich die Theoriegruppe bereits seit einigen Jahren mit der Dynamik der Spiralstruktur. Im Berichtsjahr gab es Fortschritte in der Frage nach der Bewegung der Wellen in der Scheibe. In Computersimulationen wurden Galaxienscheiben durch 20000 anfänglich gleichmäßig verteilte Teilchen dargestellt. Dann wurde diesem Ensemble eine Dichtewelle in Form einer logarithmischen Spirale aufgeprägt und beobachtet, wie das Gas darauf reagiert. Gerechnet wurde mit dem Smoothed Particle Hydrodynamic Code (SPH), dem für einige physikalische Größen, wie Schallgeschwindigkeit, Viskosität des Gases und Amplitude der Dichtewelle, verschiedene Werte eingegeben wurden. Ein Vergleich mit dem beobachteten Spiralmuster galt als Test für die Modelle. Dabei ist es wesentlich, daß sich die Rotationskurve (die Geschwindigkeiten der Sterne in Abhängigkeit von ihrem Abstand vom Zentrum) messen läßt, während sowohl die Lage der Resonanzen als auch die Rotationsgeschwindigkeit der Dichtewelle nicht aus Beobachtungen ableitbar sind. Beide ergeben sich erst aus dem Modell.

Abb.IV.33: Computersimulation von Spiralmustern bei unterschiedlichen angenommenen Resonanzen. (a) 4/1-Resonanz, (b) Korotation, (c) äußere Lindblad-Resonanz. Das 4/1-Resonanz-Modell gibt die beobachteten Strukturen am besten wieder.



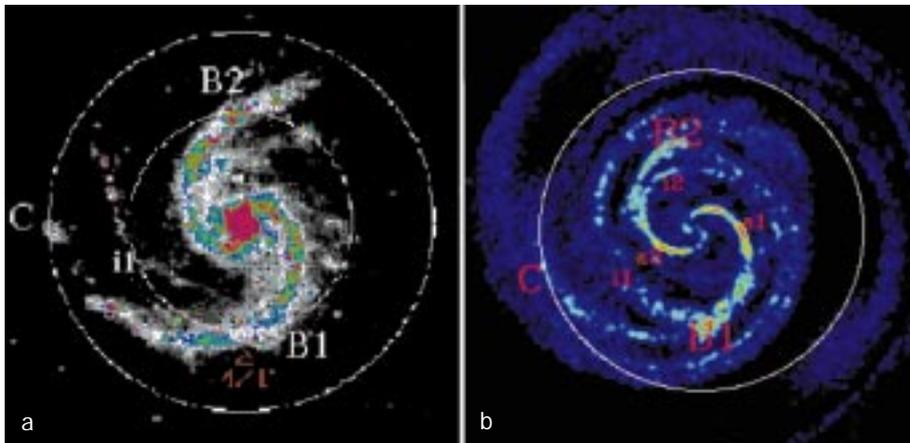


Abb.IV.34: Vergleich des beobachteten Spiralmusters in der Galaxie NGC 5247 (a) mit dem simulierten 4/1-Modell (b). Dieses erklärt nicht nur die großräumige Struktur, sondern auch Details, wie Aufspaltungen der Arme (i1 und i2).

Zunächst wurden drei Simulationsläufe durchgeführt, in denen die Spiralarme jeweils an der 4/1-Resonanz, bei Korotation oder an der äußeren Lindblad-Resonanz endeten (Abbildung IV.33). Nach zehn Umläufen wurden die entstandenen Spiralmuster beispielsweise mit demjenigen der Galaxie NGC 5247, einer Sc-Galaxie, verglichen. Das Korotationsmodell gab die Realität in verschiedener Hinsicht nicht adäquat wieder. So bildete sich im inneren Bereich eine rautenförmige Struktur aus, die in der Natur nicht beobachtet wird. Weiter außen entstand ein Ring, der ebenfalls nicht beobachtet wird. Auch der Fall, in dem die Spirale an der äußeren Lindblad-Resonanz endete, entsprach nicht den Beobachtungen. Ein grundsätzliches Problem der Morphologie dieser Modelle ist eine viel zu schwach ausgeprägte innere Spiralstruktur, und außerdem sind die Arme enger gewunden als es bei echten Galaxien der Fall ist.

Da das 4/1-Modell die realen Verhältnisse am besten beschreibt, wurde dieses detaillierter untersucht. Zunächst wurde dem Teilchenensemble eine symmetrische, zweiarmige Dichtewelle aufgeprägt. Dabei bildeten sich nach einigen Umläufen nicht nur die beiden Hauptspiralarme aus, sondern es trat auch eine Aufspaltung der beiden Arme auf. Dieses Phänomen entsteht durchaus nicht zufällig, vielmehr ist es ein typisches Merkmal der 4/1-Resonanzmodelle, das bereits in den achtziger Jahren theoretisch erklärt wurde. Solche Aufspaltungen werden bei Spiralgalaxien auch sehr häufig beobachtet.

Eine bessere Übereinstimmung der 4/1-Modelle mit der Realität wurde erzielt, wenn zusätzlich zur zweiarmigen Dichtewelle eine einarmige Störung eingebaut wurde, die mit derselben Winkelgeschwindigkeit rotiert wie die Spiralstruktur. Dann entstehen auch im Spiralarmmuster Asymmetrien, wie sie sich beispielsweise in NGC 5247 beobachten lassen (Abbildung IV.34). So tritt die Aufspaltung im einen Arm näher am Zentrum auf als im gegenüberliegenden (in der Abbildung mit i1 und i2 bezeichnet). Auch andere in Galaxien beobachtete Details, wie Gasbrücken zwischen

zwei Armen oder schwache Ausläufer der Hauptarme im Bereich der äußeren Lindblad-Resonanz, traten in den Simulationen auf.

In zwei weiteren Simulationsläufen wurde zudem jeweils eine Dichtewelle mit konstanter und eine mit langsam anwachsender Amplitude eingegeben. Das resultierende Spiralmuster unterschied sich nicht wesentlich. Eine höhere Viskosität führte zu prägnanteren Spiralarmen.

Die eindrucksvolle Übereinstimmung der gezeigten Modelle mit der Morphologie von fünf beobachteten Spiralgalaxien liefert weitere gewichtige Argumente für die Annahme, daß in Grand-Design-Spiralgalaxien mit offenen Armen das Ende des symmetrischen Teiles der Spiralstruktur bei der 4/1-Resonanz liegt.

Dunkle Materie in Spiralgalaxien

Die leuchtenden Arme dominieren das Erscheinungsbild einer Spiralgalaxie. Seit Mitte der siebziger Jahre deuten Beobachtungen jedoch darauf hin, daß diese Sternsysteme von Materie umgeben sind, die zwar nicht leuchtet, die aber über große Bereiche das dynamische Verhalten der Galaxien beherrscht. Diese Dunkle Materie, so deuten Untersuchungen an, könnte bis zu zehnmal so viel Masse enthalten wie die gesamte leuchtende Materie, also Sterne und Wolken interstellarer Materie, zusammen. Die Theoriegruppe am MPIA versucht, mit Hilfe von Computersimulationen Hinweise auf die Natur der Dunklen Materie zu erhalten.

Die Gesamtmasse der leuchtenden Materie in einer Galaxie, also der Sterne und Gasnebel, läßt sich bestimmen, indem man Helligkeit und Entfernung mißt und daraus die Leuchtkraft errechnet. Die Gesamtmasse der

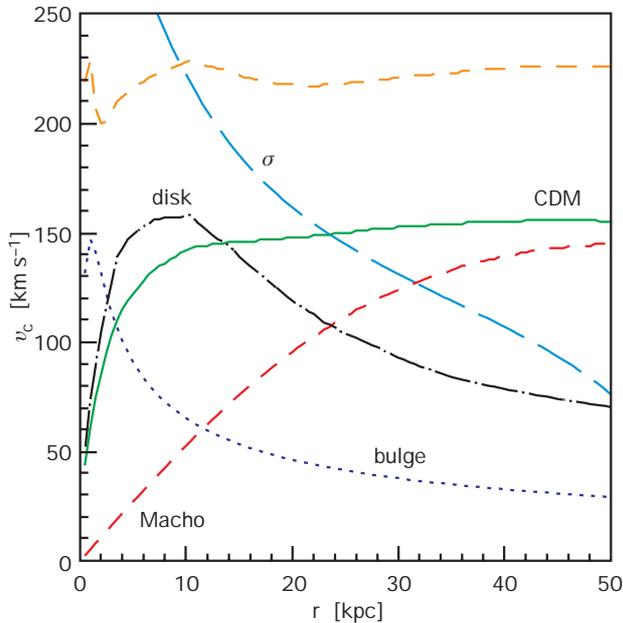


Abb. IV.35: Die gemessene Rotationsgeschwindigkeit der Galaxie DDO 154 in Abhängigkeit von der Entfernung r zum Zentrum (obere dicke gestrichelte Kurve) läßt sich durch die gravitative Wirkung mehrerer Komponenten erklären. CDM = Elementarteilchen der kalten Dunklen Materie, disk = Sterne und Gas in der Galaxienscheibe, bulge = Sterne und Gas im zentralen Bauch der Galaxie und MACHO = dunkle Körper im Halo der Galaxie.

leuchtenden Materie erhält man, wenn man ein für Spiralgalaxien typisches Verhältnis der Masse zur Leuchtkraft annimmt. Dieses liegt bei zwei bis drei Sonnenmassen pro Sonnenleuchtkraft.

Auf anderem Wege läßt sich die Masse aller Materie bestimmen, die gravitativ in der Galaxie wirkt. Hierzu mißt man die Rotationsgeschwindigkeit von Sternen und Gas in unterschiedlichen Abständen vom Zentrum. Das Newtonsche Gravitationsgesetz ermöglicht es, allein aus der Umlaufgeschwindigkeit der Objekte die Masse zu berechnen, die sich innerhalb von deren Umlaufbahn befindet. Das heißt, je größer der Abstand der beobachtbaren Objekte vom Zentrum ist, desto besser läßt sich die Gesamtmasse einer Spiralgalaxie bestimmen.

Messungen von Rotationskurven ergaben nun, daß alle Spiralgalaxien wesentlich mehr gravitativ wirksame Materie enthalten müssen, als aus der Leuchtkraftbestimmung ermittelt wurde. Anders gesagt: Gäbe es nur die sichtbaren Sterne und das Gas, so würden die durch die beobachteten Rotationsgeschwindigkeit hervorgerufenen Zentrifugalkräfte die Spiralgalaxien zerreißen. Es muß also große Mengen an Dunkler Materie geben, welche die Sternsysteme zusammenhalten.

Aus verschiedenen Gründen gehen die Theoretiker davon aus, daß die Dunkle Materie nicht in den Scheiben der Spiralgalaxien konzentriert, sondern in einem die Galaxien sphärisch umgebenden Halo verteilt ist. Eine

der spannendsten Fragen der modernen Astrophysik betrifft nun die Natur dieser Materie. Grundsätzlich kommen zwei Möglichkeiten in Betracht:

- lichtschwache, aus »normaler« Materie bestehende Objekte wie massearme Sterne, Braune Zwerge, Neutronensterne oder Schwarze Löcher. Man nennt sie Massive Compact Halo Objects, kurz: MACHOs.
- ein fein verteiltes Gemisch aus unbekanntem, sogenannten nicht-baryonischen Elementarteilchen. Sie werden als Weakly Interacting Massive Particles, WIMPs, bezeichnet. Man unterscheidet hier wiederum zwischen heißer Dunkler Materie (HDM) und kalter Dunkler Materie (CDM).

Auch unser Milchstraßensystem muß von einem solchen Dunklen Halo umgeben sein. Im Jahre 1993 gelang einer Gruppe amerikanischer Astronomen der indirekte Nachweis von unsichtbaren Himmelskörpern, den MACHOs. Eine lediglich auf sechs nachgewiesenen Objekten beruhende statistische Analyse führte zu dem Ergebnis, daß die MACHOs massearme Objekte im Bereich von 0.5 ± 0.25 Sonnenmassen sind. Eine solche Population sollte indes im Infrarotbereich bei anderen Spiralgalaxien nachweisbar sein, wenn es sich um Sterne handelt. In diese Analyse geht jedoch eine Modellannahme über die räumliche Verteilung der MACHOs entscheidend ein. Diese Verteilung ist jedoch nicht bekannt.

Um diese Modellannahme zu testen, beschäftigte sich die Theoriegruppe am MPIA mit der Zwergspiralgalaxie DDO 154. Sie weist die bislang wohl von allen Galaxien am genauesten gemessene Rotationskurve auf. Diese deutet darauf hin, daß sich im Halo rund 15mal so viel Dunkle Materie befindet wie leuchtende Materie in der Scheibe. Die bis in eine Entfernung von 30 000 Lichtjahren vom Zentrum gemessene Rotationskurve ließ sich indes bisher nicht erklären. Kosmologische Modelle mit kalter Dunkler Materie (CDM), welche den inneren Teil der Rotationskurve gut wiedergaben, lieferten viel zu viel Dunkle Materie in äußeren Bereichen, und jene Modelle, welche die äußere Rotationskurve beschrieben, enthielten zu viel Dunkle Materie im Zentralbereich.

In einem neuen Ansatz ging die Gruppe am MPIA davon aus, daß sich im Halo von DDO 154 sowohl MACHOs als auch CDM-Teilchen befinden. Die Rotationskurve ließ sich in allen Bereichen ausgezeichnet mit einem Modell beschreiben, in dem sich die MACHOs in einem sphärischen Gebiet mit einem Radius von etwa 16 000 Lichtjahren befinden (Abbildung IV.35). Die Dichteverteilung der Objekte entspricht dann einer isothermen Sphäre. Die CDM-Wolke dehnt sich hingegen bis zu einem Radius von mindestens 30 000 Lichtjahren aus. Aus diesem Modell ergeben sich für DDO 154 die folgenden Massenanteile: 74 % CDM, 22 % MACHOs und 4 % leuchtende Materie.

Dieses Zwei-Komponenten-Modell für den dunklen Halo ließ sich nun überraschend gut auch auf das Milchstraßensystem übertragen, indem alle Maße etwa um einen Faktor zehn hochskaliert wurden. Die gemessene Rotationskurve ließ sich am besten mit folgenden Werten beschreiben: Leuchtende Materie im zentralen Bulge: 10^{10} Sonnenmassen, leuchtende Materie in der Scheibe 5.6×10^{10} Sonnenmassen, MACHOs im Halo: 3.4×10^{11} Sonnenmassen, CDM im Halo: 6.5×10^{11} Sonnenmassen. Damit macht die Dunkle Materie im Halo 97 % der Gesamtmasse des Milchstraßensystems aus. Etwa ein Drittel davon würde aus MACHOs bestehen.

Dieses Modell besitzt eine andere Dichteverteilung der MACHOs im Halo als bislang angenommen, was

sich auf die oben genannte statistische Massenbestimmung der sechs beobachteten MACHO-Ereignisse auswirkt. Mit dem neuen Modell liegt die Masse der dunklen Körper nun im Bereich von 0.06 ± 0.03 Sonnenmassen. Und damit könnte es sich zumindest bei einem größeren Teil um Braune Zwerge handeln. Dies sind sehr lichtschwache Objekte, deren Masse zwischen jener der Sterne und jener der Planeten liegt. Die obere Grenze für ihre Masse liegt, abhängig von der chemischen Zusammensetzung, bei 0.08 bis 0.1 Sonnenmassen. Die Suche nach Braunen Zwergen wird zukünftig auch am MPIA eine wichtige Rolle spielen. Sie sollten sich im Infrarotbereich nachweisen lassen.

IV.3 Sonnensystem

Striae im Schweif des Kometen Hale-Bopp

Die Jahre 1996 und 1997 bescherten den Kometenforschern eine reiche Ernte: Im Frühjahr 1996 erschien der Komet Hyakutake am Himmel. Er wurde sehr hell, doch bereits ein Jahr später sollte ihm Hale-Bopp den Rang ablaufen. Komet Hale-Bopp (C/1995 O1) – so seine vollständige Bezeichnung – erreichte im Frühjahr 1997 eine maximale Helligkeit von -0.5 mag und blieb sieben Wochen lang heller als 0. Größe. Übertroffen wurde er in diesem Jahrhundert in Bezug auf seine Helligkeit lediglich von den Kometen Ikeya-Seki (1965) und West (1976). Für viele Menschen war Hale-Bopp der erste helle Komet ihres Lebens.

Am Calar-Alto-Observatorium eignet sich der lichtstarke Schmidt-Spiegel mit seinem großen Bildfeld ideal für die Untersuchung der vielfältigen und zum Teil noch unverständlichen Phänomene, die in der Koma und im Schweif auftreten. Dazu gehören die sogenannten Striae.

Striae sind helle längliche »Streifen« im Staubschweif eines Kometen. Sie konvergieren nicht in einem bestimmten Punkt, sondern verlaufen nahezu parallel aus dem Staubschweif heraus in eine Richtung, die zwischen denen des Gas- und des Staubschweifs liegt. Sie entstehen also nicht unmittelbar im Kern.

Striae sind über mehrere Tage hinweg sichtbar. Beobachtet wurden sie bislang lediglich im Schweif heller Kometen, wie Donati (1858) und zuletzt West (1976). Sie hatten sich stets erst nach dem Periheldurchgang in Abständen von weniger als einer Astronomischen Einheit von der Sonne entwickelt, traten aber nicht bei allen hel-

len Kometen auf, zum Beispiel auch nicht beim Halleyschen Kometen.

Bei Hale-Bopp vermeldete der Calar Alto als erster die Sichtung von Striae (Abbildung IV.36). Am 17. und 18.3.1997 waren sie auf den Aufnahmen des Calar-Alto-Schmidt-Teleskops als Teil des Staubschweifs deutlich erkennbar. Nach einer Kontrastverstärkung zeigten sich im einen Fall 21 Striae und im anderen 16. Die Entdeckung wurde sofort per IAU-Circular verbreitet. Später stellte sich heraus, daß ein japanischer Astronom am Kiso-Observatorium diese Streifen bereits am 5. 3. im Staubschweif beobachtet, die Sichtung aber nicht gemeldet hatte. Überraschend war, daß die Striae bereits vor dem Periheldurchgang auftauchten. Zusammen mit Aufnahmen anderer Astronomen ließen sie sich während des Zeitraums vom 2. März bis zum 8. April nachweisen.

Die Photoplatten der Schmidt-Kamera des MPIA wurden vermessen und die Daten in einem ersten Versuch mit einem Modell von Zdenek Sekanina interpretiert. Demnach entstehen die Striae auf folgende Weise: Aus dem Kometenkern lösen sich größere Brocken oder auch lockere Staubwolken heraus und bewegen sich, angetrieben durch den Strahlungsdruck des Sonnenlichts, zunächst im Innern des Schweifes vom Kern fort. Nach einiger Zeit lösen sich diese Brocken oder dichten Wolken in unzählige Staubteilchen auf, die je nach Größe unterschiedlich stark vom Sonnenlicht beschleunigt werden. Dieser Partikelschwarm verteilt sich schließlich über längliche Streifen – die Striae.

Dieses Modell besitzt drei freie Parameter: 1) Die Ausstoßzeit der Brocken oder der Teilchenwolke aus



Abb. IV.36: Aufnahme des Kometen Hale-Bopp im Frühjahr 1997 mit dem Schmidt-Teleskop auf dem Calar Alto. Sie zeigt das seltene Phänomen länglicher, streifenförmiger Strukturen im Staubschweif, sogenannter Striae.

dem Kern, 2) die Beschleunigung durch den Strahlungsdruck und 3) den Zeitraum bis zur Auflösung. Eine erste Analyse der Aufnahmen deutet nun darauf hin, daß der Ausstoß in Zeitintervallen von 11 bis 12 Stunden erfolgte. Dies stimmt mit der beobachteten Rotationsdauer des Kometenkerns von 11 Stunden 21 Minuten gut überein. Es erscheint daher plausibel, aber keineswegs sicher, daß die Ursache der Striae auf einen einzigen aktiven Bereich auf der Oberfläche des Kerns zurück-

geht. Solche aktiven Zentren sind bekannt dafür, daß sie helle Gasstrahlen, sogenannte Jets, erzeugen, wie sie auch bei Hale-Bopp beobachtet wurden. Die Zeitspanne zwischen dem Austritt des Materials aus dem Kern und seiner Auflösung und Bildung der Striae beträgt maximal 15 Tage.

Das Modell erklärt die beobachteten Striae demnach zufriedenstellend. Die weitere Auswertung des Beobachtungsmaterials wird vielleicht Aufschlüsse darüber liefern, ob die Jets tatsächlich ursächlich mit den Striae zusammenhängen, und somit eventuell auch über die Struktur des Kometenkerns selbst Informationen liefern können.

Personal

In Heidelberg

Direktoren: Beckwith (Geschäftsführung),
Elsässer (bis 31.3.)

Wissenschaftliche Mitarbeiter: Abraham (ab 1.2.), Beetz, Bogun, Braun (ab 1.1.–31.12.), Burkert, DiNella (bis 16.6.), Finocchi (1.9.–31.12.), Fried, Glindemann (bis 30.9.), Graser, Haas, Hamilton (bis 31.12.), Herbst, Herbstmeier, Hippelein, Huang (ab 1.9.), Huth, Kalas, Kinkel (15.8.), Klaas, Kunkel, Leinert, Lemke, Lenzen, Mac Low, Marien, Meisenheimer, Meyer (bis 31.8.), Th. Müller (ab 1.8.), Mundt, Neckel, Neeser (1.2.–30.9.) Pitz, Porro (ab 15.10.), Röser, Schubert (bis 31.1.), Staude, Stickel, Thommes (bis 16.11.), Thompson, Tusche, R. Wolf.

Doktoranden: Baumann, Berkefeld, Eckardt, Fockenbrock, Kasper (ab 15.8.), Kessel, Klessen, Petr, Seidel, v. Kuhlmann (ab 1.11.) Woitas, Wolf, Chr.

Diplomanden: Kranz (ab 1.9.), Martin (bis 31.3.), Naab (ab 1.2.), Phleps (ab 1.9.). Von der FH Mannheim: Cordoba (10.3.–9.5.), Hipp (ab 1.9.), Lehmitz (ab 1.9.), Marx, Röttker (bis 28.2.), Schwenker (1.3.–31.8.), Sebb (bis 28.2.), Spar (1.3.–31.8.).

Wissenschaftliche Dienste: Birk (bis 30.6.), Bizenberger, Hille, Hiller, Ortlieb, Quetz, Rohloff.

Rechner, Datenverarbeitung: Brüge, Engelhardt, Hippler, Kallidis (1.2.–30.11.), Rauh, Storz, Tremmel, Zimmermann.

Elektronik: Becker, Ehret, Grimm, Grözinger, Klein, Ridinger, Salm, Schnürer (bis 31.3.), Schütz (bis 31.1.), Unser, Wagner, Werner, Westermann, Wrhel.

Feinwerktechnik: Bellemann, Benesch, Böhm, U. Dorn, Ebert (ab 1.2.), Franke, Heitz, Meister (ab 1.8.), Meixner, Morr, Münch, J. Pihale, Plottke (bis 30.9.), Sauer.

Fotolabor: Anders–Özáan, Meißner–Dorn, Neumann, Weckauf.

Verwaltung, Sekretariat: Behme, Cronin (bis 31.12.), Fink, Flock, Gieser, Hartmann, Janssen-Bennynck, Kellermann, Klenk, Papousado, Rushworth, Schleich, Schnell, Schürmann, Thüringer (bis 31.12.), Zähringer.

Technischer Dienst, Hausdienst: Gatz, O. Götz, Klingmann, Lang, Nauss (ab 1.10.), Reutner (bis 6.5.), B. Witzel, F. Witzel, Zergiebel.

Auszubildende: (Feinmechanik) Fabianatz (ab 1.9.), Ebert (bis 31.1.), Engel (bis 31.3.), Greiner (ab 1.9.), Geuer, Jung (ab 1.9.).

Freie Mitarbeiter: Dr. Hirth, Dr. Preiss.

Stipendiaten: Abraham (bis 31.1.), Andersen (ab 1.9.), Bate, Eislöffel (bis 31.7.), Fernandez (bis 31.12.), Heraudeau (ab 1.3.), Kania (ab 1.6.), Köhler (ab 1.6.), O'Dell (bis 15.8.), Patsis, Popescu (bis 28.2.), Robberto, Surace, Toth (ab 1.2.),

Praktikanten: Bugert, Grözinger, Krause, Stracker.

Calar Alto/Almeria

Lokale Leitung: Birkle, Vives.

Astronomie, Nachtassistenten: Aguirre, Alises, Frahm, Hoyó, Quesada, Thiele.

Teleskoptechnik: Capel, de Guindos, Garcia, Helmling, Henschke, L. Hernández, Lingenfelder, Raúl López, Morante, W. Müller, Nuñez, Parejo, Schachtebeck, Usero, Valverde, Wilhelm.

Technischer Dienst, Hausdienst: A. Aguila, M. Aguila, Ariza, Barón, J. Braun, Carreño, Dominguez, Gómez, Góngora, Manuel Hernandez, Klee, Rosario López, Marquez, Martinez, Puertas, F. Restoy, Romero, Sáez, Sanchez, Schulz, Tapias.

Verwaltung, Sekretariat: Magdalena Hernández, M.J. Hernández, M.I. López, C. Restoy.

Gäste

Dr. Bodenheimer, Santa Cruz (Sept.); Prof. K.-H. Böhm, Seattle (August); Dr. Cao, Peking (Nov.–Dez.); Dr. Faucherre, Montpellier (Juli); Dr. Hozumi, Shiga (Juni); Dr. Kaufmann, Maryland (Nov.–Dez.); Dr. Manucci, Florenz (Sept.); Dr. Perley, Socorro (Jan.); Dr. Ratnam, Bangalore (Sept.); Dr. A. Sargent, Pasadena (Juli); Dr. W. Sargent, Pasadena (Juli); Dr. Sun, Peking (Nov.–Dez.); Dr. Tsuchiya, Nagoya (Juni–Juli); Dr. Walker, Chilton (Juni–Aug.).

Durch die regelmäßigen ISOPHOT-Arbeitstreffen mit den aus- und inländischen Co-Investigatoren, der beteiligten Industrie und anderen Institutionen hielten sich viele Gäste kurzfristig am Institut auf, die hier nicht im einzelnen aufgeführt sind.

Arbeitsgruppen und Wissenschaftliche Zusammenarbeit

Instrumentelle Arbeiten

ALFA

A. Glindemann, P. Kalas, S. Hippler, M. Kasper, R.-R. Rohloff, K. Wagner sowie alle Abteilungen des MPIA und des Calar-Alto-Observatoriums in Zusammenarbeit mit:
MPI für extraterrestrische Physik, Garching
University of Massachusetts, Amherst, USA

CAFOS 2.2

K. Meisenheimer, L. Brüge, C. Storz

CONICA

R. Lenzen, H. Bellemann, Benesch, Franke, B. Grimm, Münch, Ortlieb, Storz, Salm, Tusche, K. Wagner in Zusammenarbeit mit:
MPI für extraterrestrische Physik, Garching

MAX

T. Herbst, S.V.W. Beckwith, M. Robberto, P. Bizenberger, C. Birk

MIDI

Ch. Leinert, U. Graser, B. Grimm, T. Herbst, St. Hippler, R. Mundt, R. Lenzen, E. Pitz, I. Porro, M. Robberto, R.-R. Rohloff, N. Salm in Zusammenarbeit mit:
Universität Amsterdam,
Sterrewacht Leiden,
Observatoire Meudon, Meudon,
Observatoire Nice, Nizza,
Kiepenheuer-Institut,
Thüringische Landessternwarte Tautenburg

MOSCA

J. Fried, H. Bellemann, Benesch, Franke, Münch, N. Salm, Grün, K. Marien, Zimmermann, Brüge, v. Kuhlmann

OMEGA-Cass

R. Lenzen, T. Herbst, H. Bellemann, P. Bizenberger, P. Frank, N. Salm, C. Storz

OMEGA Prime

M. Mc Caughrean, D. Thompson, R. Lenzen, H. Bellemann, C. Birk, P. Bizenberger, Franke, B. Grimm

PACS für FIRST

D. Lemke, S. Eckardt, U. Grözinger, U. Klaas unter Federführung des MPI für extraterrestrische Physik, Garching, in Zusammenarbeit mit:
DLR, Berlin

Beobachtende Arbeiten

Jets von jungen Sternen und T Tauri

R. Mundt, G.A. Hirth, T.M. Herbst, M. Robberto, S.V.W. Beckwith in Zusammenarbeit mit:
Institute for Advanced Studies, Dublin,
University of Hawaii, Honolulu,
NRAL Jodrell Bank,
STScI, Baltimore,
University of Colorado, Boulder,
Leeds University,
Thüringer Landessternwarte, Tautenburg,
MPI für extraterrestrische Physik, Garching

Molekulare Ströme bei jungen Sternen

T.M. Herbst, S.V.W. Beckwith, M. Robberto, M. McCaughrean, M.-M. Mac Low

Bipolare Nebel

Th. Neckel, J. Staude, U. Kania in Zusammenarbeit mit:
Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Florenz,

Ae/Be- und T-Tauri-Doppelsterne

Ch. Leinert, M. Haas, R. Köhler, T. Herbst in Zusammenarbeit mit:
Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Florenz,
State University of New York, Stony Brook

Struktur von L 1521B

D. Lemke in Zusammenarbeit mit
Universitätssternwarte Helsinki

Nahinfrarot-Halo von Elias 1

M. Haas, Ch. Leinert in Zusammenarbeit mit:
Osservatorio Astronomico di Arcetri, Florenz

Zirkumstellare Scheiben bei entwickelten Sternen

P. Kalas

Leuchtkräftige Blaue Veränderliche

M. Robberto, T.M. Herbst

Kühle M-Zwergsterne

C. Wolf, R. Mundt, D. Thompson, S.V.W. Beckwith, R. Fockenbrock, H. Hippelein, J.-S. Huang, B.V. Kuhlmann, Ch. Leinert, K. Meisenheimer, S. Phleps, H.-J. Röser in Zusammenarbeit mit
W.M. Keck Observatory, Kamuela, Hawaii,
Royal Observatory, Edinburgh

Beobachtung eines Wolf-Rayet-Ringnebels

M.–M. Mac Low in Zusammenarbeit mit:
University of Colorado, Boulder,
Goddard Space Flight Center, NASA,
University of Illinois, Urbana,
California Institute of Technology

CADIS

K. Meisenheimer, H.J. Röser, H. Hippelein, S.V.W. Beckwith, J. Fried, R. Fockenbrock, C. Leinert, E. Thommes, Ch. Wolf

Jets von Galaxien und Quasaren

K. Meisenheimer, H.-J. Röser, M. Neumann, M.G. Yates in Zusammenarbeit mit:
Oxford University,
Jodrell Bank, (GB),
NRAO, Socorro, (USA)

Emission der Radiogalaxie 3C 34

M.J. Neeser, K. Meisenheimer, H. Hippelein

Quasare

J. Fried

Gamma-Ray-Burst

H. Hippelein
in Zusammenarbeit mit:
Palomar Observatory, Pasadena,
Laboratorio de Astrofisica Espacial y Fisica Fundamental, Madrid,
Instituto de Astrofisica de Andalucia, Granada,
Oxford University,
Astrophysikalisches Institut Potsdam,
Astronomisches Observatorium, Nikolaew, Ukraine,
Istituto di Astrofisica Spaziale, Frascati, Italien
Universita di Ferrara, Ferrara, Italien
Istituto Astrofisica Spaziale, Rom, Italien
Istituto Tecnologie e Studio Radiazioni Extraterrestri,
Bologna, Italien

Infrarote Emissionslinien-Galaxien

S.V.W. Beckwith, D. Thompson
in Zusammenarbeit mit:
C.A.I.S.M.I. – C.N.R., Florenz,
Goddard Space Flight Center, NASA,

Clustering von Galaxien

H. Hippelein in Zusammenarbeit mit:
University of Wales, Cardiff

Super-Galaxienhaufen in Corona Borealis

D. Hamilton in Zusammenarbeit mit
Palomar Observatory (California Institute of Technology, Pasadena)

Sternpopulationen in M 3

D. Hamilton in Zusammenarbeit mit:
Osservatorio Astronomico di Bologna,
Osservatorio Astronomico di Roma,
Dipartimento di Astronomia, Bologna

Mögliche »Superwind-Galaxie« NGC 4666

M.G. Petr in Zusammenarbeit mit:
Space Telescope Science Institute, Baltimore
Observatorium Leiden,
Lawrence Livermore National Laboratory,
Johns Hopkins University,
ATNF/CSIRO, Australien

Galaxien in Voids

B. Kuhn, H. Elsässer, C.C. Popescu
in Zusammenarbeit mit: Universitätssternwarte München

Multiwellenlängen–Beobachtung des BL-Lacertae-Objektes PKS 2155-304

B. Kunkel in Zusammenarbeit mit:
25 Instituten im In- und Ausland

Erste Supernova in einer blauen kompakten Zwerggalaxie

C.C. Popescu, K. Birkle, H. Elsässer
in Zusammenarbeit mit:
Universitätssternwarte München,
Universität Padua,
ESO, Chile,
Astronomisches Institut Bukarest

Seyfert–Galaxien

K. Birkle, U. Thiele in Zusammenarbeit mit:
Universität Padua,
Astrophysikalisches Institut Potsdam

Komet Hale-Bopp

K. Birkle in Zusammenarbeit mit:
Jet Propulsion Laboratory, Pasadena,
ESO, Garching und Chile,
Hamburger Sternwarte, Hamburg-Bergedorf,
Universitätssternwarte München,
MPI für Aeronomie, Katlenburg-Lindau,
MPI für Kernphysik, Heidelberg,
DLR, Berlin,
ESA, Noordwijk,
Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Florenz

ISO–Datenzentrum

D. Lemke, ISOPHOT-PI und die ISO-Gruppe des MPIA: P. Ábrahám, M. Haas, P. Heraudeau, S. Hotzel, U. Klaas, T. Kranz, M. Kunkel, T. Müller, M. Radovich, L. Schmidtobreick, M. Stickel, C. Surace, L.V. Toth

Arbeiten mit ISOPHOT:

Staub im Coma-Haufen

M. Stickel, D. Lemke, M. Haas
in Zusammenarbeit mit: Universität Helsinki

Starburst-Galaxie NGC 6090

J.A. Acosta-Pulido, U. Klaas, R.J. Laureijs, U. Kinkel,
P. Abraham, H.O. Castaneda, U. Herbstmeier, H. Krüger,
G. Pelz in Zusammenarbeit mit:
ISO Science Operations Center, Madrid,
Rutherford Appleton Laboratory, Chilton, (GB),
Instituto de Astrofísica de Canarias,
MPI für Kernphysik, Heidelberg,
Konkoly-Observatorium, Budapest

ISO Serendipity Survey

M. Stickel, S. Bogun, D. Lemke, U. Klaas, L.V. Toth,
U. Herbstmeier in Zusammenarbeit mit:
ISO Science Operations Center, Madrid,
Universität Budapest,
Astrophysikalisches Institut Potsdam,
California Institute of Technology, Pasadena,
Imperial College, London

Helligkeitsfluktuationen im Zodiaklicht

U. Herbstmeier, P. Abraham, D. Lemke, Ch. Leinert,
C. Surace, M. Kunkel in Zusammenarbeit mit: Konkoly-
Observatorium, Budapest, Ungarn

Zirkumstellare Scheiben um junge Sterne

S.V.W. Beckwith, M.R. Meyer, T.M. Herbst, M. Rob-
berto.

**Die wechselwirkenden Galaxien Arp 244, NGC 6240
und Arp 220**

U. Klaas, M. Haas, in Zusammenarbeit mit:
ISO Science Operations Center, Villafranca, Spanien,
MPI für Kernphysik, Heidelberg

Theoretische Arbeiten

**Fragmentation von Molekülwolken und Sternent-
stehung**

M.-M. Mac Low, R.S. Klessen, A. Burkert
in Zusammenarbeit mit:
Universität Würzburg,
University of California Observatories

**Entstehung und Entwicklung von Protosternen und
Mehrfachsystemen**

M.R. Bate, A. Burkert in Zusammenarbeit mit:
University of California Observatories

Dynamik von Spiralgalaxien

P. Patsis in Zusammenarbeit mit:
ESO, Chile,
Universität Athen

Dunkle Materie in Spiralgalaxien

A. Burkert in Zusammenarbeit mit:
University of California, Berkeley

Entwicklung von Zwerggalaxien

A. Burkert in Zusammenarbeit mit:
MPI für Astrophysik, Garching,
Universitat de Barcelona

**Substruktur des Kugelsternhaufensystems der
Milchstraße**

A. Burkert in Zusammenarbeit mit:
University of California, Santa Cruz

**Superbubbles in Zwerggalaxien und in der Großen
Magellanschen Wolke**

M.-M. Mac Low in Zusammenarbeit mit:
Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Florenz,
University of Illinois, Urbana,
University of Michigan, Ann Arbor,
University of Wisconsin, Madison

Zusammenarbeit mit Firmen

Calar-Alto-Observatorium

British Aerospace/Matra Marconi

ALFA

AOA Inc., Cambridge, Massachusetts,
Bernhard Halle Nachfl., Berlin
Cambridge Innovations, Framingham, Massachusetts,
Coherent Inc., Ashburn, Virginia,
EHROS Inc, Bridgetown, Barbados
FISBA Optik AG, St. Gallen, Schweiz
Hommel-Hercules Werkzeughandel GmbH & Co. KG,
Viernheim
Life Science Resources/AstroCam Ltd., Cambridge,
(GB)
MIT/Lincoln Laboratory, Lexington, Massachusetts,
NewFocus, Santa Clara, California,
Newport GmbH, Darmstadt
OWIS GmbH, Staufen
Spindler & Hoyer GmbH, Göttingen
THK GmbH, Ratingen
University of Massachusetts, Amherst, Massachusetts,
Xinetics Inc., Ayer, Massachusetts,

MIDI

L.O.T. GmbH, Darmstadt
Physik Instrumente, Waldbronn

Omega Cass

Barr, Westford, Massachusetts,
Carl Zeiss, Jena
EKSMA, Vilnius, Litauen
Infrared Laboratories, Tucson, Arizona,
Janos, Townshend, Vermont,
Präzisionsoptik, Gera

Conica

AP&T, Nürtingen
Barr, Westford, Massachusetts,
Carl Zeiss, Jena
Cryo-Technic, Büttelborn
Janos, Townshend, Vermont,
Leybold, Hanau
Möller, Wedel
Philips, Hamburg
Pörschke, Höchst
Präzisionsoptik, Gera
Queensgate, Barkshire, GB
Richardson Grating, Rochester,
Schenk, Maulbronn
Spindler & Hoyer, Göttingen
Vitron, Jena

MAX-Kamera

Infrared Laboratories, Tucson, Arizona,
Janos, Townshend, Vermont,
Mr. Julian, Kalina, Hawaii

Magic-Kamera

MKD, Neuhausen

PACS

ANTEC, Kelkheim
IMEC, Leuven

ISO/ISOPHOT

Antec, Kelkheim
Carl Zeiss, Oberkochen
Dornier Satellitensysteme, Friedrichshafen
IMEC, Leuven, Belgien

CCD-Technik

Dataman, Pliezhausen
Glenair Electric, Oberursel.
Haeefe, Schriesheim.
Heraeus, Hanau
New Focus, Santa Clara,
Philips, Eindhoven, Niederlande
Roth, Karlsruhe
SITE Corp., Beaverton, Oregon,
Steward Observatory, Tucson, Arizona,
Tafelmeier, Rosenheim

Instrumentierung für Calar-Alto-Teleskope

Carl Zeiss, Jena
Faulhaber Motoren, Schönaich
Kaufmann Präzisions-Optik, Crailsheim-Wittau
Layertec Feinoptik, Mellingen
Proxitronic, Bensheim
Schott Glaswerke, Mainz
Spindler & Heuer, Göttingen

Rechnerausstattung

Additive, Friedrichsdorf
Creaso, Gilching
Draco, Hamburg
Edo, Hockenheim
Laserprint, Darmstadt
ProMedia, Oftersheim
Seicom, Ismaning
SUN, Langen
Transtec, Tübingen

Verschiedenes

Focus Software, Tucson, Arizona,
Hahn & Kolb, Stuttgart
Korth, Kiel
Melles Griot, Bensheim
Mitutoyo, Leonberg
Würzburger Fotoversand, Würzburg

Werkstätten

Adam + Hecker, Wiesloch
Almet-AMB, Mannheim
Amphenol-Tuchel Electronics, Heilbronn
AVNET EMG, Braunschweig
Börsig, Neckarsulm
Bubenzler Bremsen, Kirchen-Wehrbach
Bürklin, München
Cadillac-Plastic, Viernheim
Carl Roth, Karlsruhe
Cherry Mikroschalter, Auerbach
Com Pro, Stuttgart
Compumess Elektronik, Unterschleissheim
Conrad Electronic, Hirschau
CTS Corp. Microelectronics, Chicago, Illinois,
CTS Microelectronics, West Lafayette, Indiana,
Dalektron, Dreieich
Dannewitz, Linsengericht
Dürkes & Obermayer, Heidelberg
Dyna Systems NCH, Mörfelden-Walldorf
EBJ, Ladenburg
EBV-Elektronik, Leonberg
EC Motion, Mönchengladbach
Edsyn Europa, Kreuzwertheim
Eldon, Büttelborn
Elna Transformatoren, Sandhausen
ELV Elektronik, Leer
ERNI, Adelberg
eurodis Enatechnik, Quickborn
Euromicron, Mittenaar
EWF, Eppingen
Farnell Electronic Components, Deisenhofen
FCT Electronic, München
Fischer Elektronik, Lüdenscheid
Fritz Faulhaber, Schönaich
Gould Nicolet Meßtechnik, Dietzenbach
Hartmann + Braun, Alzenau
Helukabel, Hemmingen
Herz, Leister Geräte, Neuwied
Hewlett-Packard Direkt, Böblingen
Holz Elektronik, Kirchheim
Hommel-Hercules Werkzeughandel, Viernheim
Horst Göbel, Ludwigshafen
Huber + Suhner, Taufkirchen
IBF Mikroelektronik, Oldenburg
Inkos, Reute/Breisgau
iSystem, Dachau

Jacobi Eloxal, Altlussheim
Jarmyn, Limburg
Kniel, Karlsruhe
Knürr, München
Lambda Electronics, Achern
Lemo Elektronik, München
LPKF CAD/CAM Systeme, Garbsen
Macrotron, München
Matsuo Electronics Europe, Eschborn
Maxim Ges. f. elektronische integrierte Bausteine,
Planegg
Menges electronic, Dortmund
Metrofunkkabel-Union, Berlin
MSC Vertriebs-GmbH, Stutensee
MTI, Baden-Baden
Nanotec, Finsing
Nickel Schalt- und Meßgeräte, Villingen-Schwenningen
Niebuhr Optoelektronik, Hamburg
Nies Electronic, Frankfurt
Nova Elektronik, Pulheim
Otto Faber, Mannheim
pbe Electronic, Elmshorn
Phytec Meßtechnik, Mainz
Plastipol, Runkel
PSI Tronix, Tulare, California,
Püschel Elektronik, Mannheim
R.E.D. Regional-Electronic-Distribution, Rodgau-Jü-
gesheim
Radiall, Rödermark
Rau-Meßtechnik, Kelkheim
Reinhold Halbeck, Offenhausen
Retronic, Ronneburg
Riekert & Sprenger, Wertheim
Rittal-Werk, Herborn
Roland Häfele, Schriesheim
RS Components, Mörfelden-Walldorf
Rufenach Vertriebs-GmbH, Heidelberg
Rutronik, Ispringen
Sasco, Putzbrunn
Scantec, Planegg
Schuricht, Fellbach-Schmidlen
SCT Servo Control Technology, Taunusstein
SE Spezial-Electronic, Bückeberg
Spindler & Hoyer, Göttingen
Spoerle Electronic, Dreieich
Synatron, Hallbergmoos
TMS Test- und Meßsysteme, Herxheim/Hayna
Tower Electronic Components, Schriesheim
TreNew Electronic, Pforzheim
TS-Optoelectronic, München
Vero Electronics, Bremen
W. & W. Schenk, Maulbronn
Wikotec, Bramsche
Wilhelm Gassert, Schriesheim
WS CAD Elektronik, Berk Kirchen

Lehrveranstaltungen

Wintersemester 96/97 und Sommersemester 97

Kursvorlesungen

H.J. Röser und M. Scholz (ARI): Einführung in die Astronomie und Astrophysik I

Glindemann, Ch.Leinert: Hochauflösende Abbildungsmethoden in der Astronomie

H.J. Röser und P. Ulmschneider (Univ. Heidelberg): Einführung in die Astronomie und Astrophysik II

J. Fried und A. Just (ARI): Galaxien

Seminare und Kolloquien

D. Lemke, R. Mundt und J. Krautter, B. Wolf, (Landessternwarte), H. Schwan (ARI): Seminar: Einführung in die Astronomie und Astrophysik III

K. Meisenheimer und J. Kirk (MPI für Kernphysik): Seminar: Nichtthermische Strahlung aktiver Galaxien

D. Lemke, K. Meisenheimer, R. Mundt und H.P. Gail (Univ. Heidelberg), B. Fuchs (ARI), J. Krautter (Landessternwarte): Seminar: Einführung in die Astronomie und Astrophysik III

K. Meisenheimer, H.J. Röser und J. Kirk (MPI für Kernphysik): Oberseminar: Galaxienhaufen

Ch. Leinert und F. Arnold, E. Grün (MPI für Kernphysik), W.J. Duschl, W.M. Tscharnuter (Univ. Heidelberg): Seminar: Kometen

Öffentliche Vorträge

S.V.W. Beckwith: Suche nach benachbarten Planetensystemen, 8.12.1997, Olbers-Gesellschaft, Bremen

D. Lemke: Das Infrarot-Observatorium ISO, Planetarium/Univ. Göttingen, Januar 1997

D. Lemke: Das kalte Universum, Schulvortrag, Bremen, Juni 1997

H. Elsässer: Neue Wege und Ziele astronomischer Forschung, Nordrhein-Westfälische Akademie der Wissenschaften

Tagungen

Das 11. Calar-Alto-Kolloquium mit über 20 Kurzvorträgen fand am 12. und 13. März statt.

Das Deutsch-Spanische Astronomische Zentrum organisierte in Almeria zusammen mit der dortigen Universität im Mai die 7. Woche der Astronomie und Astrophysik.

Mitarbeit in Gremien

S.V.W. Beckwith fungierte als geschäftsführender Direktor der LBT-Beteiligungsgesellschaft und vertrat somit die deutschen Interessen im LBT-Projekt; nahm an folgenden internationalen Sitzungen teil: als Chairman des ESO Science and Technical Committee im April und Oktober, im ESO Council im Juni und Dezember, als Mitglied des ESO VLTI Governing Committee im Juli, als Board Member der LBT Corporation im Februar, Juli und November und als Mitglied des UKIRT Program Committee im Mai; nahm an folgenden Sitzungen teil: als geschäftsführender Direktor der LBT-Beteiligungsgesellschaft im Mai, Juli und November, als Mitglied des DARA-Beraterkreises im Juni und Oktober und als Ex-officio-Mitglied der MPIA-Findungskommission im Juli und Oktober und fungierte als Receiving Editor für die Fachzeitschrift *New Astronomy*.

T. Herbst wurde eingeladen, am Gemini Review Panel für den Mid-Infrared Imager in Tucson im Januar teilzunehmen; nahm als Mitglied der folgenden Komitees an Sitzungen teil: LBT Science Advisory Committee, VLT MIDI Team und LBT Near IR Spectroscopy Working Group.

Ch. Leinert war Mitglied des Organisationskomitees der IAU-Kommission 21 und diente von August 1994 bis August 1997 als deren Präsident.

Ch. Leinert und *R. Mundt* nahmen als Mitglieder des ESO VLTI Science Advisory Committee an einer Sitzung in Garching teil.

R. Mundt nahm als Mitglied des Calar-Alto-Programmausschusses an zwei Sitzungen in Heidelberg und als Mitglied der Arbeitsgruppe »Extrasolare Planeten« der ESO an einer Sitzung in Garching teil.

Eingeladene Vorträge auf Tagungen

S.V.W. Beckwith: Konferenz »Science with the NGST«, Washington (USA); Konferenz »Extrasolar Planets«, Blois (Frankreich); Workshop »The Orion Complex Revisited«, Schloß Ringberg; Konferenz »Origins of Solar Systems«, New Hampshire (USA)
Konferenz »ISO's View on Stellar Evolution«, Noordwijkerhout (Niederlande); Konferenz »The Young Universe«, Monte Porzio (Italien); Physik-Kolloquium der Universität Dortmund

K. Birkle: Workshop »Seyfert Galaxies«, Asiago (Italien); Workshop »Gamma Ray Astronomy with systems of Cherenkov Telescopes«, Schloß Ringberg

A. Burkert: Workshop »The Orion Complex Revisited«, Schloß Ringberg; Graduiertenkolleg der Universität Bochum; T3E-Workshop am Rechenzentrum Garching

M.-M. Mac-Low: Workshop »The Orion Complex Revisited«, Schloß Ringberg

M. Petr: Workshop »The Orion Complex Revisited«, Schloß Ringberg

Veröffentlichungen

- Ábrahám, P., J.A. Acosta-Pulido, U. Klaas, R.J. Laureijs, C. Leinert, D. Lemke, A. Moneti and A. Salama: ISOPHOT-S Measurements of the Zodiacal Light: A Calibration Tool. In: The first ISO workshop on analytical spectroscopy. Proc. Conf. Madrid. ESA SP-419, 119–122 (1997).
- Ábrahám, P., Ch. Leinert and D. Lemke: Search for brightness fluctuations in the zodiacal light at 25 μm with ISO. *Astronomy and Astrophysics* 328, 702–705 (1997).
- Bate, M.R.: Accretion during Binary Star Formation I. Ballistic Accretion. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 285 (1), 16–32 (1997).
- Bate, M.R.: Disc Formation in Protobinary Systems. In: *Star Formation, Near and Far*, (Eds.) S.S. Holt, L.G. Mundy. AIP Press, Woodbury, NY 1997. AIP Conference Proceedings 393, 371–374.
- Bate, M.R. and I.A. Bonnell: Accretion during Binary Star Formation II. Gaseous Accretion and Disc Formation. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 285 (1), 33–48 (1997).
- Bate, M.R. and I.A. Bonnell: The Effects of Accretion during Binary Star Formation. In: *Visual Double Stars: Formation, Dynamics and Evolutionary Tracks*, (Eds.) J.A. Docobo et al. Kluwer, Dordrecht 1997. *Astrophysics and Space Science Library* 223, 153–164.
- Bate, M.R. and A. Burkert: Resolution Requirements for Smoothed Particle Hydrodynamics Calculations with Self-gravity. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 288 (4), 1060–1072 (1997).
- Benítez, N., E. Martínez-González, J.L. Sanz, A. Aguirre and M. Alises: The absorbers towards Q0836+113. *Astronomy and Astrophysics* 321, 129–133 (1997).
- Birkle, K., H. Bönhardt, G. Richter, L. Jorda, J. Lecacheux and F. Colas: Comet C/1995 01 (Hale-Bopp). IAU Circular No. 6583 (1997).
- Birkle, K., U. Thiele and H. Bönhardt: Comet C/1995 01 (Hale-Bopp). IAU Circular No. 6598, 1 (1997).
- Böhm, T. and G.A. Hirth: Forbidden lines in Herbig Ae/Be stars. The [OI] (1F) 6300.31Å and 6363.79Å lines. II. Longslit observations of selected objects. *Astronomy and Astrophysics* 324, 177–184 (1997).
- Bonnell, I.A., M.R. Bate, C.J. Clarke and J.E. Pringle: Accretion and the Stellar Mass Spectrum in Small Clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 285 (1), 201–208 (1997).
- Borosen, B., R. McCray, C.O. Clark, J. Slavin, M.-M. Mac Low, Y.-H. Chu and D. van Buren: An Interstellar Conduction Front within a Wolf-Rayet Ring Nebula Observed with the Goddard High Resolution Spectrograph. *The Astrophysical Journal* 478, 638–647 (1997).
- Boselli, A., R.J. Tuffs, G. Gavazzi, H. Hippelein and D. Pierini: Near infrared surface photometry of late-type Virgo cluster galaxies. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series* 121, 507–551 (1997).
- Bouvier, J., R. Wichmann, K. Grankin, S. Allain, E. Covino, M. Fernández, E.L. Martín, L. Terranegra, S. Catalano and E. Marilli: COYOTES IV: the rotational periods of low-mass Post-T Tauri stars in Taurus. *Astronomy and Astrophysics* 318, 495–505 (1997).
- Brandner, W., J.M. Alcalá, S. Frink and M. Kunkel: An ESO 3.6m/adaptive optics search for young brown dwarfs and giant planets. *The Messenger* 89, 37–40 (1997).
- Burkert, A.: Do Dwarf Spheroidal Galaxies Contain Dark Matter? *The Astrophysical Journal Letters* 474, 99–102 (1997).
- Burkert, A., M.R. Bate and P. Bodenheimer: Protostellar Fragmentation in a Power-Law Density Distribution. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 289 (3), 497–504 (1997).
- Burkert, A., D.H. Hartmann and S.A. Majewski: Galactic Chemodynamics 4: The History of the Milky Way and Its Satellite System. *Astronomical Society of the Pacific Conference Series* Vol. 112, (Eds.) A. Burkert, D.H. Hartmann, S.A. Majewski. Astron. Soc. Pac., San Francisco 1997, 216 pp.
- Burkert, A. and P. Ruiz-Lapuente: Dormant Dwarf Spheroidal Galaxies, Deactivated by Type Ia Supernovae. *The Astrophysical Journal* 480, 297–302 (1997).
- Burkert, A. and J. Silk: Dark Baryons and Rotation Curves. *Bulletin of the American Astronomical Society* 191, 24.05 (1997).
- Burkert, A. and J. Silk: Dark Baryons and Rotation Curves. *The Astrophysical Journal Letters* 488, 55–58 (1997).
- Burkert, A. and G.H. Smith: Substructure in the Globular Cluster System of the Milky Way: The Highest Metallicity Clusters. *The Astrophysical Journal Letters* 474, 15–18 (1997).
- Carpenter, J.M., M.R. Meyer, C. Dougados, S.E. Strom and L.A. Hillenbrand: Properties of the Monoceros R2 Stellar Cluster. *The Astronomical Journal* 114 (1), 198–221 (1997).
- Castro-Tirado, A.J., J. Gorosabel, J. Heidt, T. Seitz, E. Thommes, C. Wolf, N. Lund, H. Pedersen, E. Costa, F. Frontera, J. Heise, J. In't Zand, C. Bartolini, A. Guarnieri, A. Masetti, A. Piccioni and E. Palazzi: GRB 970111 and GRB 970228. IAU Circular No. 6598, 2 (1997).
- Castro-Tirado, A.J., J. Gorosabel, N. Masetti, C. Bartolini, A. Guarnieri, A. Piccioni, J. Heidt, T. Seitz, E. Thommes, C. Wolf, E. Costa, M. Feroci, F. Frontera, D. Dal Fiume, L. Nicastro, E. Palazzi and N. Lund: The GRB 970111 error box 19-hours after the high energy event. In: *The Fourth Compton Symposium Williamsburg*, Eds: Ch. Dermer, M. Strickman, J. Kurfess. AIP Conference Series 410, 1516 (1997).
- Castro-Tirado, A.J., J. Gorosabel, H. Pedersen, E. Costa, M. Feroci, L. Piro, F. Frontera, E. Palazzi, L. Nicastro, D. Delfiume, N. Benitez, E. Martinez-Gonzalez, J. Heidt, T. Seitz, E. Thommes, C. Wolf, R. Fockenbrock, K. Birkle, J. Greiner, C. Bartolini, A. Guarnieri, N. Masetti, A. Piccioni, M. Mignoli, L. Metcalfe and N. Lund: Optical follow-up observations of GRBs detected by BeppoSAX (I). 4th Huntsville Gamma-Ray Burst Symposium, 15–20 September, 1997.
- Castro-Tirado, A.J., J. Gorosabel, D. Thompson, K. Birkle and J. Greiner: GRB 970616. IAU Circular No. 6688, 2 (1997).
- Castro-Tirado, A.J., J. Gorosabel, C. Wolf, R. Fockenbrock, E. Martinez-Gonzalez, N. Benitez, J. Greiner, E. Costa, M. Feroci, L. Piro, F. Frontera, E. Palazzi, G. Pizzichini, L. Nicastro, J. In't Zand, C. Bartolini, A. Guarnieri, A. Piccioni, N. Masetti, J. Gallego, J. Zamorano, H. Pedersen and K. Birkle: GRB 970508. IAU Circular 6657, 1 (1997).
- Coudé du Foresto, V., S. Ridgway and J.-M. Mariotti: Deriving object visibilities from interferograms obtained with a fiber stellar interferometer. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series* 121, 379–392 (1997).
- Dahlem, M., M.G. Petr, M.D. Lehnert, T.M. Heckman and M. Ehle: Evidence for a New »Superwind« Galaxy – NGC 4666. *Astronomy and Astrophysics* 320, 731–745 (1997).
- Doublier, V., G. Comte, A. Petrosian, C. Surace and M. Turatto: Multi-spectral study of a new sample of blue compact dwarf galaxies. I. B and R surface photometry of 23 objects from the Byurakan lists. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series* 124, 405–424 (1997).
- Eislöffel, J.: Molecular Hydrogen Emission in Embedded Flows. In: *Herbig-Haro Flows and the Birth of Low Mass Stars*, (Eds.) B. Reipurth, C. Bertout. IAU Symposium No. 182, Kluwer, Dordrecht 1997, 93–102.

- Eislöffel, J. and R. Mundt: Parsec-Scale Jets from Young Stars. *The Astronomical Journal* 114 (1), 280–287 (1997).
- Elsässer, H.: Sichtexpedition auf dem Peloponnes. In: *The Earth and the Universe*, (Eds.) G. Asteriadis, A. Bantelas, M. E. Contadakis, K. Katsambalos, A. Papadimitriou, I. N. Tziavos. Ziti Editions, Thessaloniki 1997, 73–77.
- Elsässer, H.: Neue Wege und Ziele astronomischer Forschung. Nordrhein-Westfälische Akademie der Wissenschaften. Westdeutscher Verlag, Düsseldorf 1997, Vorträge N 426, 1–27.
- Fernández, M., J.M. Alcalá, E. Covino, L. Terranegra and C. Chavarría: Looking for the spectral fingerprints of some mechanisms responsible of the T Tauri stars variability. In: *Low Mass Star Formation – from Infall to Outflow*, Poster proceedings of IAU Symposium No. 182 on Herbig-Haro Objects and the Birth of Low Mass Stars. 20–24 January 1997, Chamonix, France, (Eds.) F. Malbet, A. Castets, 269.
- Ferraro, F.R., E. Carretta, C.E. Corsi, F. Fusi Pecci, C. Cacciari, R. Buonanno, B. Paltrinieri and D. Hamilton: The stellar population of the globular cluster M 3. II. CCD photometry of additional 10,000 stars. *Astronomy and Astrophysics* 320, 757–775 (1997).
- Fried, J.W.: Extended emission-line gas in the high luminosity, low redshift QSO E1821+643. *Astronomy and Astrophysics Letters* 331, 73–76 (1997).
- Fried, J.W.: Faint galaxies around quasars at $z = 1$ and gravitational lensing of distant objects. *Astronomy and Astrophysics* 319, 365–370 (1997).
- Fockenbrock, R., E. Thommes, H. Hippelein, K. Meisenheimer and H.-J. Röser: Object detection and classification in CADIS. In: *The Early Universe with the VLT*, (Ed.) J. Bergeron. ESO Astrophysics Symposia, Springer, Berlin 1997, 390–391.
- Gabriel, C., I. Heinrichsen and U. Klaas: Experience and Lessons learnt by the Development of the ISOPHOT Interactive Analysis PIA. In: *The Far Infrared and Submillimeter Universe*, Proc. Symp. Grenoble. ESA SP-401, 261 (1997).
- García-Segura, G., N. Langer and M.-M. Mac Low: LBV Outbursts: The Effects of Rotation. In: *Luminous Blue Variables: Massive Stars in Transition*, (Eds.) A. Nota, H. J. G. L. M. Lamers. San Francisco 1997. *Astronomical Society of the Pacific Conference Series* 120, 332.
- Glindemann, A.: Relevant Parameters for Tip-Tilt Systems of Large Telescopes. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 109, 682–687 (1997).
- Glindemann, A., D. Hamilton, S. Hippler, R.-R. Rohloff and K. Wagner: ALFA – The Laser Guide Star Adaptive Optics System for the Calar Alto 3.5-m Telescope. In: *Laser Technology for Laser Guide Star Adaptive Optics Astronomy*, (Ed.) N. Hubin. European Southern Observatory, Garching, 1997, 120–125.
- Glindemann, A., M.J. McCaughrean, S. Hippler, C. Birk, K. Wagner and R.-R. Rohloff: CHARM – A Tip-Tilt Tertiary System for the Calar Alto 3.5m Telescope. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 109, 688–696 (1997).
- Glindemann, A. and A. Quirrenbach: Künstlicher Stern über dem Calar Alto. *Adaptive Optik mit ALFA am 3.5m-Teleskop. Sterne und Weltraum* 36, 950–955 (Teil I) und 1038–1044 (Teil II), (1997).
- Haas, M., Ch. Leinert and A. Richichi: On the near-infrared halo of Elias 1. *Astronomy and Astrophysics* 326, 1076–1080 (1997).
- Hawarden, T.G., C.P. Cavedoni, T.C. Chuter, I.A. Look, N.P. Rees, D.G. Pettie, R.J. Bennett, E. Atad, J.W. Harris, C.M. Humphries, B. Mack, E. Pitz, A. Glindemann, S. Hippler, R.-R. Rohloff and K. Wagner: Progress of the UKIRT Upgrades Programme. In: *Optical Telescopes of Today and Tomorrow*, (Ed.) A.L. Ardeberg. SPIE Vol. 2871, Bellingham 1997, 256–266.
- Hawkins, M.R.S., D. Clements, J.W. Fried, A.F. Havens, P. Véron, E.M. Minty and P. van der Werf: The double quasar Q2138-431: lensing by a dark galaxy? *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 291 (4), 811–818 (1997).
- Heinrichsen, I., C. Gabriel, P.J. Richards and U. Klaas: The ISOPHOT Observational Modes and their Pipeline Processing. In: *The Far Infrared and Submillimeter Universe*. Proc. Symp. Grenoble. ESA SP-401, 273 (1997).
- Héraudeau, Ph. and F. Simien: Near-Infrared Surface Photometry of Spiral Galaxies: II Derivation of mass models. *Astronomy and Astrophysics* 326, 897–907 (1997).
- Herbst, T.M., S.V.W. Beckwith and M. Robberto: A New Molecular Hydrogen Outflow in Serpens. In: *Low Mass Star Formation – from Infall to Outflow*, Poster proceedings of IAU Symposium No. 182 on Herbig-Haro Objects and the Birth of Low Mass Stars. 20–24 January 1997, Chamonix, France, (Eds.) F. Malbet, A. Castets, 135.
- Herbst, T.M., S.V.W. Beckwith and M. Robberto: A New Molecular Hydrogen Outflow in Serpens. *The Astrophysical Journal Letters* 486, 59–62 (1997).
- Herbst, T.M., M. Robberto and S.V.W. Beckwith: Molecular and Atomic Shocks in the Near Environment of T Tauri. In: *Low Mass Star Formation – from Infall to Outflow*, Poster proceedings of IAU Symposium No. 182 on Herbig-Haro Objects and the Birth of Low Mass Stars. 20–24 January 1997, Chamonix, France, (Eds.) F. Malbet, A. Castets. Laboratoire d'Astrophysique, Obs. de Grenoble, Grenoble 1997, p. 215.
- Herbst, T.M., M. Robberto and S.V.W. Beckwith: Wind-Disk-Ambient Cloud Interactions in the Near Environment of T Tauri. *The Astronomical Journal* 114 (2), 744–756 (1997).
- Herbstmeier, U.: Future radio and infrared observations of dust in galactic halos. In: *The Physics of Galactic Halos*, (Eds.) H. Lesch, R.-J. Dettmar, U. Mebold, R. Schlickeiser. Proc. 156th WE-Heraeus Workshop. Akademie Verlag, Berlin 1997, 203.
- Herbstmeier, U., P. Abraham, R.J. Laureijs, D. Lemke, K. Mattila, C. Leinert and C. Surace: ISOPHOT observations of cirrus. In: *Taking ISO to the Limits: Exploring the Faintest Sources in the Infrared*, (Eds.) R.J. Laureijs, D. Levine. Proc. Workshop Madrid. ESA Publication (1997), 184–192.
- Hirth, G.A., R. Mundt and J. Solf: Spatial and kinematic properties of the forbidden emission line region of T Tauri stars. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series* 126, 436–469 (1997).
- Huchtmeier, W.K., U. Hopp and B. Kuhn: HI observations of dwarf galaxies in voids. *Astronomy and Astrophysics* 319, 67–73 (1997).
- Juvela, M., K. Lehtinen, K. Mattila, D. Lemke and L. Haikala: Structure of L 1521B: CO observations of a dense core in Taurus. *Astronomy and Astrophysics* 317, 898–906 (1997).
- Kalas, P.: A candidate dust disk surrounding the binary stellar system BD+31° 643. *Nature* 386, 52–54 (1997).
- Katterloher, R., D. Engemann, M. Fabbriotti, O. Frenzl, L. Hermans, D. Lemke, J. Wolf, E. Czech, E.E. Haller, N. Haegel, Th. Henning, M. Konuma and G. Pilbratt: FIRSA and FIRGA: Development of photoconductor arrays for FIRST, In: *The Far Infrared and Submillimeter Universe*. Proc. Symp. Grenoble. ESA-SP-401, 393 (1997).
- Klaas, U., P. Abraham, J.A. Acosta-Pulido, H.O. Castañeda, L. Cornwall, F. Garzón, P. Hammersley, I. Heinrichsen, U. Kinkel, D. Lemke, J. Schubert and M. Wells: ISOPHOT-S: Capabilities and Calibration. In: *The first ISO workshop on analytical spectroscopy*. Proc. Conf. Madrid. ESA SP-419, 113–118 (1997).
- Klaas, U., S. Bogun, U. Herbstmeier, D. Lemke, M. Burgdorf and R. Laureijs: The ISO Serendipity Survey. In: Proc. of a Denis Euroconference Workshop, Puerto de la Cruz, Tenerife, Spain, 1996, (Eds.) F. Garzón, N. Epchtein, A. Omont, B. Burton, P. Persi. Kluwer, Dordrecht, *Astrophysics and Space Science Library* 210, 45 (1997).
- Klaas, U., M. Haas, I. Heinrichsen and B. Schulz: Infrared spectral energy distributions of the interacting galaxies Arp 244, NGC 6240, and Arp 220. *Astronomy and Astrophysics Letters* 325, 21–24 (1997).
- Klessen, R.S.: Fragmentation of Molecular Clouds with GRAPE-SPH, In: *Star Formation, Near and Far*, (Eds.) S.S. Holt, L.G. Mundy. AIP Conference Proceedings 393, 133–137 (1997).
- Klessen, R.S.: GRAPESPH with Fully Periodic Boundaries: Fragmentation of Molecular Clouds. In: 12th Kingston Meeting on Computational Astrophysics, (Eds.) D.A. Clarke, M.J. West. *Astronomical Society of the Pacific Conference Series* Vol. 123, 169–171 (1997).

- Klessen, R.S.: GRAPESPH with Fully Periodic Boundary Conditions: Fragmentation of Molecular Clouds. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 292 (1), 11–18 (1997).
- Klessen, R.S. and A. Burkert: Fragmentation in Molecular Clouds: The Initial Phase of a Stellar Cluster. *Astronomische Gesellschaft Abstract Series* 13, 16 (1997).
- Köhler, R.: Multiplicity of T Tauri Stars. *Astronomische Gesellschaft Abstract Series* 13, 28 (1997).
- Koresko, C.D., T.M. Herbst and Ch. Leinert: The infrared companions of T Tauri stars. *The Astrophysical Journal* 480, 741–753 (1997).
- Kroupa, P. and R.S. Klessen: Dwarf Galaxies without Dark Matter: Comparing two Numerical Schemes. *Astronomische Gesellschaft Abstract Series* 13, 54 (1997).
- Kuhn, B., U. Hopp and H. Elsässer: Results of a search for faint galaxies in voids. *Astronomy and Astrophysics* 318, 405–415 (1997).
- Lahulla, J.F., A. Aguirre and J. Hilton: BVRI photometric sequences for nine selected dark globules. *Astronomy and Astrophysics Suppl. Ser.* 126, 73–80 (1997).
- Leech, K.J., H.J. Völk, I. Heinrichsen, H. Hippelein, L. Metcalfe, D. Pierini, C.C. Popescu, R.J. Tuffs and C. Xu: LWS Observations of a Statistical Sample of Late-type Galaxies from the Virgo Cluster. In: *The First ISO workshop on analytical spectroscopy. Proc. Conf. Madrid. ESA SP-419*, 279 (1997).
- Leinert, Ch.: Light of the night sky. In: *Reports on Astronomy, Transactions of the IAU, Vol. XXIII A, (Ed.) I. Appenzeller. Kluwer, Dordrecht 1997*, 231–256.
- Leinert, Ch., T. Henry, A. Glindemann and D.W. McCarthy, Jr.: A search for companions to nearby southern M dwarfs with near-infrared speckle interferometry. *Astronomy and Astrophysics* 325, 159–166 (1997).
- Leinert, Ch., A. Richichi and M. Haas: Binaries among Herbig Ae/Be stars. *Astronomy and Astrophysics* 318, 472–484 (1997).
- Lemke, D.: Die kalte Welt durch ISO sichtbar. *Sterne und Weltraum, Spezialausgabe* 2/30, 1997.
- Lemke, D.: ISOPHOT instrument overview. In: *Taking ISO to the Limits: Exploring the Faintest Sources in the Infrared, (Eds.) R.J. Laureijs, D. Levine. Proc. Workshop, Madrid. ESA Publication (1997)*, 53–67.
- Lemke, D.: ISO: The first 10 months of the mission. In: *Reviews in Modern Astronomy* 10, (Ed.) R.E. Schielicke. *Astronomische Gesellschaft (1997)*, 263–272.
- Lemke, D.: Observations with ISOPHOT. In: *The Far Infrared and Submillimeter Universe, Proc. Symp., Grenoble. ESA-SP-401*, 181–186 (1997).
- Mac Low, M.-M., R. Klessen, A. Burkert, M.D. Smith and O. Kessel: Simulations of MHD Turbulence in Molecular Clouds: Decay Timescales and Spatial Structure. *Bulletin of the American Astronomical Society* 191, 20.02 (1997).
- Mac Low, M.-M. and M.D. Smith: Nonlinear Development and Observational Consequences of Wardle C-Shock Instabilities. *The Astrophysical Journal* 491, 596–614 (1997).
- Mac Low, M.-M. and M.D. Smith: Time dependent, multidimensional models of C-Shocks. In: *Low Mass Star Formation – from Infall to Outflow, Poster proceedings of IAU Symposium No. 182 on Herbig-Haro Objects and the Birth of Low Mass Stars. 20–24 January 1997, Chamonix, France, (Eds.) F. Malbet, A. Castets*, 155.
- Mattila, K., D. Lemke, L.K. Haikala, R.J. Laureijs, A. Léger, K. Lehtinen, Ch. Leinert and P.G. Mezger: Spectrophotometry of UIR bands in the diffuse emission of the galactic disk. *Astronomy and Astrophysics Letters* 315, 353–356 (1996).
- McCaughrean, M.J. and Mac Low, M.-M.: The OMC-1 Molecular Hydrogen Outflow as a Fragmented Stellar Wind Bubble. *The Astronomical Journal* 113, 391–400 (1997).
- Meisenheimer, K., S. Beckwith, R. Fockenbrock, J. Fried, H. Hippelein, U. Hopp, Ch. Leinert, H.-J. Röser, E. Thommes and Ch. Wolf: The Calar Alto Deep Imaging Survey. In: *The Early Universe with the VLT, (Ed.) J. Bergeron. ESO Astrophysics Symposia, Springer, Berlin 1997*, 165–172.
- Meisenheimer, K., M.G. Yates and H.-J. Röser: The synchrotron spectra of radio hot spots II. Infrared imaging. *Astronomy and Astrophysics* 325, 57–73 (1997).
- Meyer, M.R., S.V.W. Beckwith, T.M. Herbst and M. Robberto: The Transitional Pre-Main-Sequence Object DI Tauri: Evidence for a Substellar Companion and Rapid Disk Evolution. *The Astrophysical Journal Letters* 489, 173–178 (1997).
- Meyer, M.R., S.V.W. Beckwith and A. Natta: The structure of disks and envelopes around young stars: new results from ISO. In: *Low Mass Star Formation – from Infall to Outflow, Poster proceedings of IAU Symposium No. 182 on Herbig-Haro Objects and the Birth of Low Mass Stars. 20–24 January 1997, Chamonix, France, (Eds.) F. Malbet, A. Castets*, 224.
- Neeser, M.J., K. Meisenheimer and H. Hippelein: A Detailed Study of the Complex Line Emission Regions in the Radio Galaxy 3C 34. *The Astrophysical Journal* 491, 522–535 (1997).
- Neumann, M., K. Meisenheimer and H.-J. Röser: Near-infrared photometry of the jet 3C 273. *Astronomy and Astrophysics* 326, 69–76 (1997).
- Neumann, M., K. Meisenheimer, H.-J. Röser and H.H. Fink: ROSAT-HRI observations of the jet in M87. *Astronomy and Astrophysics* 318, 383–389 (1997).
- O'Dell, C.R.: Herbig-Haro Objects in the Orion Nebula Region. In: *Herbig-Haro Flows and the Birth of Low Mass Stars, (Eds.) B. Reipurth, C. Bertout. IAU Symposium No. 182, Kluwer Dordrecht 1997*, 39–46.
- O'Dell, C.R. and S.V.W. Beckwith: Young Stars and their Surroundings. *Science* 276, 1355–1359 (1997).
- Paresce, F., D. Mourard, T. Bedding, J. Beletic, C. Haniff, Ch. Leinert, F. Malbet, J.-M. Mariotti, D. Mozurkevich, R. Mundt, P. Petitjean, A. Quirrenbach, T. Reinheimer, A. Richichi, A. Rottgering, O. von der Lühne and R. Waters [ISAC-; Interferometry Science Advisory Committee]: A new start for the VLTI. *Messenger* 83, 14–21 (1996).
- Patraschin, M., B. Fouks, U. Grözinger, D. Lemke and J. Wolf: Residual conductivity of stressed Ge:Ga photoconductors after low-dose gamma irradiation. *Journal of Applied Physics* 82, 1450–1453 (1997).
- Patsis, P.A.: The relation between existing resonances and morphology in disk galaxies. In: *Proc. of the 2nd HEL.A.S. Conference, (Eds.) M. Contadakis et al.*, 346–349 (1997).
- Patsis, P.A., E. Athanassoula and A.C. Quillen: Orbits in the bar of NGC 4314. *The Astrophysical Journal* 483, 731–744 (1997).
- Patsis, P.A., C. Efthymiopoulos, G. Contopoulos and N. Voglis: Dynamical spectra of barred galaxies. *Astronomy and Astrophysics* 326, 493–500 (1997).
- Patsis, P.A., P. Grosbøl and N. Hiotelis: Interarm features in gaseous models of spiral galaxies. *Astronomy and Astrophysics* 323, 762–774 (1997).
- Perley, R.A., H.-J. Röser and K. Meisenheimer: The radio galaxy Pictor A – a study with the VLA. *Astronomy and Astrophysics* 328, 12–32 (1997).
- Pesce, J.E., C.M. Urry, L. Maraschi, A. Treves, P. Grandi, R.I. Kollgaard, E. Pian, P.S. Smith, H.D. Aller, M.F. Aller, A.J. Barth, D.A.H. Buckley, E. Covino, A.V. Filippenko, E.J. Hooper, M.D. Joner, L. Kedziora-Chudczer, D. Kilkenny, L.B.G. Knee, M. Kunkel, A.C. Layden, A.M. Magalhães, F. Marang, V. E. Margoniner, C. Palma, A. Pereyra, C.V. Rodrigues, A. Schutte, M.L. Sitko, M. Tornikoski, J. van der Walt, F. van Wyk, P.A. Whitelock and S.J. Wolk: Multiwavelength Monitoring of the BL Lacertae Object PKS 2155–304 in 1994 May. I. The Ground-based Campaign. *The Astrophysical Journal* 486, 770–783 (1997).
- Pharasyan, A., F. Simien and Ph. Héraudeau: On the fundamental plane of spiral galaxies. In: *Dark and visible matter in galaxies, (Eds.) M. Persic, P. Salucci. Proc. Conf. Sesto, Italy, 1996. Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 117*, 180–184 (1997).

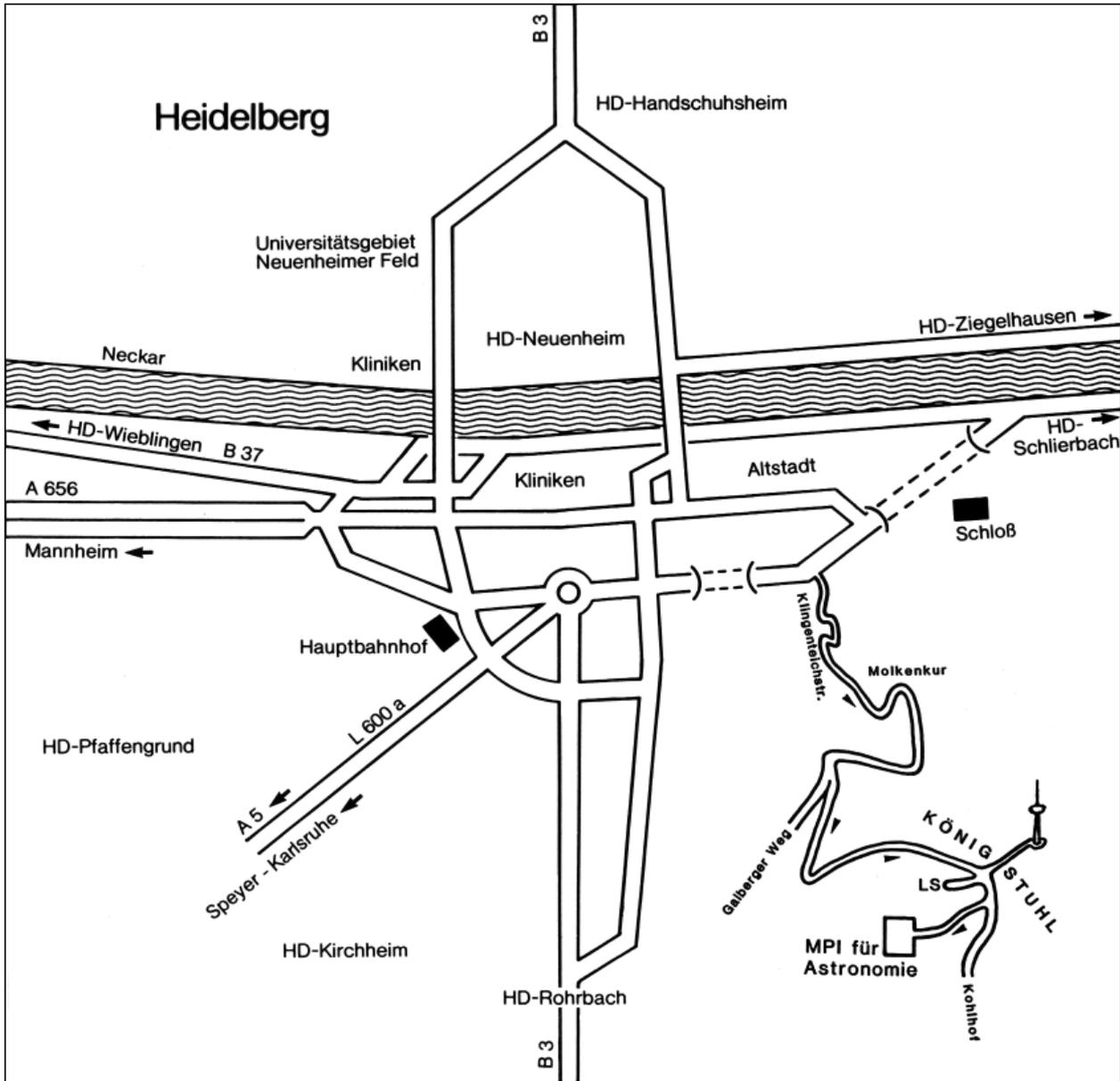
- Popescu, C.C., U. Hopp and H. Elsässer: Results of a search for emission-line galaxies towards nearby voids. The spatial distribution. *Astronomy and Astrophysics* 325, 881–892 (1997).
- Popescu, C.C., P. Rafanelli, S. Benetti, U. Hopp, K. Birkle and H. Elsässer: SN 1995ah: the first supernova observed in a blue compact dwarf galaxy. *Astronomy and Astrophysics* 326, 982–987 (1997).
- Radovich, M., P. Rafanelli, K. Birkle and G. M. Richter: Spectroscopic analysis of the nuclear and circumnuclear regions of the Seyfert 2 galaxy NGC 7130. *Astronomische Nachrichten* 318 (4), 229–236 (1997).
- Rafanelli, P., L. Piro, M. Radovich, A. Rifatto, T. Boller, K. Birkle, U. Thiele, R. Assendorp and G. Richter: Soft X-ray emission luminosity of Seyfert 1 galaxies in pairs. *Memorie della Societa' Astronomica Italiana* 68 (1), 257–258 (1997).
- Ray, T.P., T.W.B. Muxlow, D.J. Axon, A. Brown, D. Corcoran, J.E. Dyson and R. Mundt: Evidence for Magnetic Fields in the Outflow from T Tau S. In: *Herbig-Haro Flows and the Birth of Low Mass Stars*, (Eds.) B. Reipurth, C. Bertout. IAU Symposium No. 182, Kluwer Dordrecht 1997, 475–480.
- Ray, T.P., T.W.B. Muxlow, D.J. Axon, A. Brown, D. Corcoran, J. Dyson and R. Mundt: Large-scale magnetic fields in the outflow from the young stellar object T Tauri S. *Nature* 385, 415–417 (1997).
- Rees, N.P. and S. Hippler: Progress on the UKIRT upgrades program. In: *Telescope Control Systems II*. (Ed.) H. Lewis. SPIE Proc. Vol. 3112, Bellingham 1997, 2–8.
- Reimers, D., F. Toussaint, H.-J. Hagen, H. Hippelein and K. Meisenheimer: Two X-ray clusters close to line of sight of the luminous QSO HS1700+6416. *Astronomy and Astrophysics* 326, 489–492 (1997).
- Richichi, A., G. Calamai, Ch. Leinert and B. Stecklum: New binary stars discovered by lunar occultations III. *Astronomy and Astrophysics* 322, 202–208 (1997).
- Robberto, M., T. Herbst, S.V.W. Beckwith, C. Birk and P. Bizenberger: Thermal IR Imaging with MAX: Pushing the Limit of Single-Dish Ground Based Observations. In: *Science with the VLT Interferometer*, (Ed.) P. Paresce. Springer, Berlin 1997, 391.
- Röser, H.-J., K. Meisenheimer, M. Neumann, R.G. Conway, R.J. Davis and R.A. Perley: The Jet of the Quasar 3C 273 at High Resolution. *Reviews in Modern Astronomy* Vol. 10, Springer, Berlin 1997, 253–261.
- Rubin, R.H., R.J. Dufour, G.J. Ferland, P.G. Martin, C. O'Dell, J.A. Baldwin, J.J. Hester, D.K. Walter and Z. Wen: [Fe IV] in the Orion Nebula. *The Astrophysical Journal Letters* 474, 131–134 (1997).
- Schmidt, K.-H., P. Böhm and H. Elsässer: On the emptiness of voids. *Astronomische Nachrichten* 318 (2), 81–87 (1997).
- Small, T.A., W.L.W. Sargent and D. Hamilton: The Norris Survey of the Corona Borealis Supercluster. I. Observations and Catalog Construction. *The Astrophysical Journal Supplement Series* 111, 1–72 (1997).
- Small, T.A., W.L.W. Sargent and D. Hamilton: The Norris Survey of the Corona Borealis Supercluster. II. Galaxy Evolution with Redshift and Environment. *The Astrophysical Journal* 487, 512–528 (1997).
- Smith, K.W., I.A. Bonnell and M.R. Bate: The Effect of Accretion on Young Hierarchical Triple Systems. In: *Visual Double Stars: Formation, Dynamics and Evolutionary Tracks*, (Eds.) J.A. D'Amico et al. Kluwer, Dordrecht 1997. *Astrophysics and Space Science Library* 223, 145–151.
- Smith, K.W., I.A. Bonnell and M.R. Bate: The Stability of Accreting Triples. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 288 (4), 1041–1048 (1997).
- Smith, M.D. and M.-M. Mac Low: The Formation of C-Shocks: Structure and Signatures. *Astronomy and Astrophysics* 326, 801–810 (1997).
- Stickel, M., D. Lemke, M. Haas, K. Mattila and L.K. Haikala: Far infrared emission of intracluster dust in the Coma cluster. In: *Untangling Coma Berenices: A New Vision of an Old Cluster*, (Eds.) A. Mazure, F. Casoli, F. Durret, D. Gerbal. Proc. Conf. Marseilles. World Scientific Publishing Co. Ltd. 1997, 183.
- Stickel, M., D. Lemke, K. Mattila, L.K. Haikala and M. Haas: Far-Infrared Emission of Intracluster Dust in the Coma Galaxy Cluster. *Astronomy and Astrophysics* 329, 55–60 (1997).
- Surace C. and G. Comte: Survey of a sample of starburst galaxies – The emission line objects. *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica* 6, 102 (1997).
- Taam, R.E., E.L. Sandquist, X. Chen, P. Bodenheimer and A. Burkert: 3-D Hydrodynamics Simulations of Envelope Ejection in Common Envelope Binaries. *Bulletin of the American Astronomical Society* 191, 44.04 (1997).
- Thommes, E.: Entdeckung einer alten Galaxie im jungen Universum. *Sterne und Weltraum* 36, 431–432 (1997).
- Thommes, E., R. Fockenbrock, H. Hippelein, K. Meisenheimer and H.-J. Röser: Faint emission line galaxies detected in CADIS. In: *The Early Universe with the VLT*, (Ed.) J. Bergeron. ESO Astrophysics Symposia, Springer, Berlin 1997, 173–176.
- Thommes, E., K. Meisenheimer, R. Fockenbrock, H. Hippelein and H.-J. Röser: Search for Primeval Galaxies with the Calar Alto Deep Imaging Survey: First Results. *Reviews in Modern Astronomy* Vol. 10, Springer Berlin 1997, 297–321.
- Tóth, L.V. and M. Kun: New Water Maser in L 1251. *Information Bulletin on Variable Stars* 4492, 1–4 (1997).
- Wehrse, R., Ph. Rosenau, A. Suvernev, J. Liebert and Ch. Leinert: ISOPHOT-S spectra and the temperature distribution in M dwarfs, In: *The First ISO Workshop on Analytical Spectroscopy*. Proc. Confer. Madrid. ESA SP-419, 309–310 (1997).
- Woitat, J.: Detection of 43 New Bright Variable Stars by the Tycho Instrument of the Hipparcos Satellite. *Information Bulletin on Variable Stars* 4444, 1 (1997).
- Woitat, J.: Röntgenemission von Protosternen. *Sterne und Weltraum* 36, 830–831 (1997).
- Wolf, J., R. Katterloher, D. Lemke, U. Grözinger, L. Hermans, O. Frenzl, D. Engemann, J. Beeman and M. Fabricotti: Submm- and Far Infrared Space Instruments. In: *Proc. 30th ESLAB Symposium*, Noordwijk, The Netherlands, ESA SP-388, 25–28 (1997).

Diplomarbeiten

- Kasper, M. E.: *Das astronomische Seeing. Theorie, Methodik und Messungen*. Universität Heidelberg 1997.
- von Kuhlmann, B.: *Inbetriebnahme und Leistungstest des Fokalreduktors MOSCA für das 3.5-Meter-Teleskop auf dem Calar Alto*. Universität Heidelberg 1997.

Dissertationen

- Kania, U.: *IRAS 20024+3330: Ein Vorhauptreihenstern hoher Leuchtkraft als Anreger der ausgedehnten, nichtthermischen Radioquelle G70.7+1.2*. Universität Heidelberg 1997.
- Köhler, R.: *Doppelsternhäufigkeit unter röntgenselektierten T Tauri-Sternen*. Universität Heidelberg 1997.
- Müller, T.: *Asteroiden als photometrische Eichquellen für den fernen Infrarotbereich*. Universität Heidelberg 1997.
- Reuther, K.-M.: *Suche nach roten QSO*. Universität Heidelberg 1997.
- Schubert, J.: *Die Eichung des Infrarot-Gitterspektrometers im Satelliten-Experiment ISOPHOT und die Korrektur der Transienten seiner Detektoren*. Universität Heidelberg 1997.



Lageplan

