

# Max-Planck-Institut für Astronomie

Heidelberg-Königstuhl

Jahresbericht **1998**



**Zum Titelbild:**

Der offene Sternhaufen NGC 2051 im südlichen Teil der 30-Doradus-Region in der Großen Magellanschen Wolke. Ausschnitt aus dem Dreifarben-Kompositbild mit der neuen Weitfeld-CCD-Kamera am 2.2-m-Teleskop der MPG/ESO auf La Silla (Chile), das größtenteils auf den Seiten 36–37 gezeigt ist.

# Max-Planck-Institut für Astronomie

Heidelberg-Königstuhl

**Jahresbericht**

**1998**



## **Max-Planck-Institut für Astronomie**

### *Geschäftsführende Direktoren:*

Prof. Steven Beckwith (bis 31. 8. 1988),  
Prof. Immo Appenzeller (ab 1.8.1998)

### *Wissenschaftliche Mitglieder, Kollegium, Direktoren:*

Prof. Immo Appenzeller (ab 1.8.1998, kommissarisch),  
Prof. Steven Beckwith, (ab 1. 9. 1998 beurlaubt),  
Prof. Hans-Walter Rix (ab 1. 1. 1999).

### *Emeritierte Wissenschaftliche Mitglieder:*

Prof. Hans Elsässer, Prof. Guido Münch

### *Auswärtige wissenschaftliche Mitglieder:*

Prof. Immo Appenzeller, Prof. Karl-Heinz Böhm, Prof. George H. Herbig

### *Fachbeirat:*

Prof. R. Bender, München; Prof. R.-J. Dettmar, Bochum; Prof. G. Hasinger, Potsdam; Prof. P. Léna, Meudon;  
Prof. M. Moles Villamante, Madrid; Prof. F. Pacini, Florenz; Prof. K.-H. Schmidt, Potsdam; Prof. P.A. Strittmatter,  
Tucson; Prof. S.D.M. White, Garching; Prof. L. Woltjer, St. Michel l'Observatoire

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

*Anon. ftp:* ftp.mpia-hd.mpg.de

*Isophot Data Center:* phthelp@mpia-hd.mpg.de.

*Internet:* <http://www.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**

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

*Text:* Dr. Thomas Bürke

*Bilder:* MPIA und andere

*Graphik und Bildbearbeitung:* Dipl. Phys. Axel M. Quetz

*Umbruch und Layout:* Josef Hegele

*Druck und Weiterverarbeitung:* Colordruck Leimen

ISSN 1437-2924

# Inhalt

<b>I Allgemeines</b> . . . . .	<b>5</b>	<b>IV Wissenschaftliche Arbeiten</b> . . . . .	<b>47</b>
Forschungsziele des MPIA . . . . .	5	IV.1. Galaktische Astronomie . . . . .	47
Wissenschaftliche Fragestellungen . . . . .	8	Junge Doppel- und Mehrfachsterne. . . . .	47
Galaktische Forschung . . . . .	8	Speckle-Holographie im Orion-Nebel . . . . .	47
Extragalaktische Forschung . . . . .	9	Der Trapez-Haufen . . . . .	50
Sonnensystem. . . . .	9	Braune Zwerge . . . . .	51
		Von der Wolke bis zum Stern . . . . .	51
<b>II Highlights</b> . . . . .	<b>11</b>	Kinematik Bipolarer Jets von jungen Sternen . . . . .	54
II.1 Scheiben um junge und alte Sterne . . . . .	11	Bipolare Strömungen und äquatoriale Scheiben . . . . .	54
Das Wega-Phänomen . . . . .	11	Bewegung von Jet-Knoten . . . . .	54
Regel oder Ausnahme? . . . . .	13	Jets auch bei »alten« T-Tauri-Sternen . . . . .	59
Präzedenzfall Beta Pictoris . . . . .	14	Eta Carinae und der Homunculus-Nebel . . . . .	59
Staubscheiben in Doppelsternsystemen. . . . .	16	Die ereignisreiche Phase	
Speckle-Polarimetrie an Z Canis Majoris . . . . .	16	der Leuchtkräftigen Blauen Veränderlichen. . . . .	60
Mondbeobachtungen von Haro 6-37 . . . . .	18	Drei-Phasen-Modell für Eta Carinae . . . . .	60
II.2 Radiogalaxien und Quasare . . . . .	20	IV.2 Extragalaktische Astronomie . . . . .	64
Das Vereinheitlichte Modell auf dem Prüfstand . . . . .	20	Galaxien im jungen Universum . . . . .	64
Das Vereinheitlichte Modell für Aktive Galaxien . . . . .	20	Sternentstehung in jungen Galaxien . . . . .	64
Beobachtungen mit ISOPHOT im fernen Infrarot . . . . .	21	EROs am Infrarothimmel . . . . .	66
Polarimetrie des Quasars 3C 279 . . . . .	22	Kalter Staub in Galaxien. . . . .	68
II.3 Entwicklung von Zwerggalaxien . . . . .	24	Sind Spiralgalaxien durchsichtig? . . . . .	68
Das Modell der »Wolkenflüssigkeit« . . . . .	24	Die Andromeda-Galaxie im fernen Infrarot. . . . .	68
Ergebnisse der Simulation. . . . .	25	Die ungewöhnliche Zwerggalaxie NGC 205 . . . . .	72
Heiße Supernova-Blasen. . . . .	28	IV.3 Das Sonnensystem . . . . .	73
<b>III Instrumentelle Entwicklung</b> . . . . .	<b>33</b>	Asteroiden als Infrarotstandards . . . . .	73
WFI – Die Weitfeldkamera für La Silla . . . . .	33	Standardkerzen für das Infrarot. . . . .	73
ALFA – Adaptive Optik mit künstlichem Stern. . . . .	38	Das thermische Asteroidenmodell	
MOSCA – Multi-Objekt-Spektrograph . . . . .	41	und ISOPHOT-Daten . . . . .	74
OMEGA-Prime – Kamera für das nahe Infrarot . . . . .	42	Polarisationsmessungen an Asteroiden . . . . .	76
OMEGA-Cass – Kamera und Spektrometer		Variationen im Sonnenwind . . . . .	77
für das nahe Infrarot . . . . .	44	Koronale Löcher und Massenauswürfe . . . . .	77
CONICA – Hochauflösende Infrarot-Kamera		Alte HELIOS-Daten neu analysiert. . . . .	79
für das VLT . . . . .	44	<b>Personal</b> . . . . .	<b>83</b>
MIDI – Infrarot-Interferometer für das VLT . . . . .	44	Arbeitsgruppen	
PACS – Infrarotkamera für FIRST		und wissenschaftliche Zusammenarbeit . . . . .	84
(Far Infrared Space Telescope) . . . . .	45	<b>Zusammenarbeit mit Firmen</b> . . . . .	<b>86</b>
		<b>Lehrveranstaltungen</b> . . . . .	<b>88</b>
		<b>Öffentliche Vorträge</b> . . . . .	<b>88</b>
		<b>Tagungen</b> . . . . .	<b>89</b>
		<b>Mitarbeit in Gremien</b> . . . . .	<b>90</b>
		<b>Veröffentlichungen</b> . . . . .	<b>91</b>



# I Allgemeines

## Forschungsziele des MPIA

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 (Abb. 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, Süds Spanien. 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 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. 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. Abb. I.2 zeigt einen Blick auf die Teleskopkuppeln des Calar Alto. 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 % der Beobachtungszeit den Astronomen des MPIA zur Verfügung.

Die heutige Aufgabe des MPIA besteht zum einen im Betrieb des Calar-Alto-Observatoriums. Dazu gehört die

ständige Optimierung der Leistungsfähigkeit der Teleskope: Mit der Inbetriebnahme der adaptiven Optik ALFA steht das 3.5-Meter-Teleskop heute wieder an der vordersten Front der technologischen Entwicklung (Kapitel III). Zum anderen werden in Heidelberg neue 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



**Abb. I.1:** Das Max-Planck-Institut für Astronomie auf dem Königstuhl in Heidelberg.



**Abb. I.2:** Blick von Süden auf das Calar-Alto-Observatorium in Süds Spanien mit seinen fünf Teleskopkuppeln. Von links nach rechts: die Gebäude für das spanische 1.5-Meter-Teleskop, den Schmidt-Spiegel, das 1.23-Meter-Teleskop, das 2.2-Meter-Teleskop, und die 43 Meter hohe Kuppel des 3.5-Meter-Teleskops.



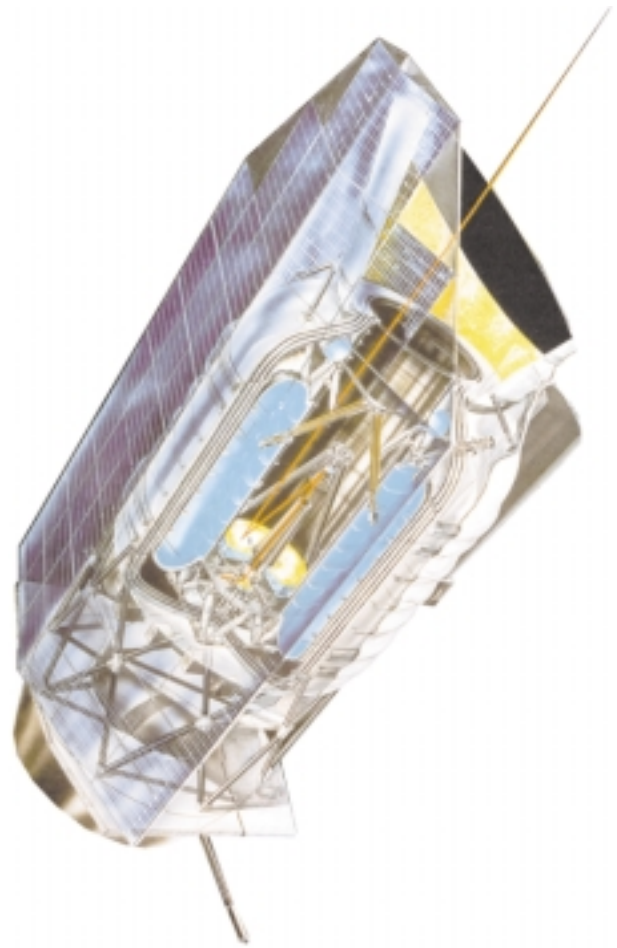
III). Dazu ist das MPIA mit modernsten Feinwerk- und Elektronikwerkstätten ausgestattet. Mit dem Calar-Alto-Observatorium verfügt das MPIA über eines der beiden leistungsstärksten Observatorien in Europa. Die Forschung konzentriert sich auf den »klassischen« sichtbaren und auf den infraroten Spektralbereich.

Überdies engagiert sich das MPIA seit seiner Gründung in der extraterrestrischen Forschung. Insbesondere der damit verbundene frühzeitige Einstieg in die Infrarotastronomie war für die gesamte spätere Entwicklung des Instituts von Bedeutung. In den 70er Jahren wurden am MPIA zwei Photometer entwickelt und gebaut, die auf den beiden Sonnensonden Helios 1 und Helios 2 geflogen sind und dort fehlerfrei arbeiteten. Daß die damals gewonnenen Meßwerte noch heute wertvolle Informationen enthalten, zeigt eine neuerliche Datenanalyse, die zum Nachweis von Schwankungen im Sonnenwind führte (Kapitel IV.3). Etwa parallel zur Helios-Mission lief die Entwicklung der Ballongondel THISBE (Telescope of Heidelberg for Infrared Studies by Balloon-borne Experiments). Dieser Höhenforschungsballon war dazu ausgelegt, Teleskope und Ausrüstung mit bis zu 400 Kilogramm Gewicht bis in 40 Kilometer Höhe zu tragen, wo Infrarotbeobachtungen möglich sind. Vier Teleskope mit Öffnungen von 6 bis 20 Zentimetern wurden in den Werkstätten des MPIA gebaut und kamen auf THISBE zum Einsatz. Wissenschaftlich besonders hervorzuheben sind hier die erste Beobachtung des Zentralgebietes der Milchstraße bei 2,4  $\mu\text{m}$  Wellenlänge und die Messung des Airglow, einer Emission des OH-Radikals in der Atmosphäre.

Heute ist das MPIA wesentlich an dem Projekt ISO (Infrared Space Observatory, Abb. I.3) der Europäischen Weltraumbehörde ESA beteiligt: ISOPHOT, eines der vier Meßinstrumente auf ISO, entstand unter der Federführung des Instituts. ISO wurde am 8. 4. 1998 abgeschaltet, nachdem sein Kühlmittelvorrat erschöpft war. Mittlerweile sind aufgrund der Beobachtungen mit ISO zahlreiche Arbeiten aus allen Bereichen der Astronomie erschienen (Kapitel II.1, II.2, IV.2, IV.3). Sie bezeugen den außerordentlichen Erfolg dieser Mission.

Im Sommer 1998 hat die drei Jahre dauernde postoperative Phase begonnen. In dieser Zeit müssen die Daten sorgfältig kalibriert und archiviert werden: Einem nach objektiven Kriterien übersichtlich geordneten Archiv kommt dabei eine besondere Bedeutung zu. Diese Aufgabe wurde gelöst, indem die ESA in ihrer Station in Villafranca, Spanien, 1998 ein Zentralarchiv einrichtete und daneben die vier für die Meßinstrumente verantwortlichen Institute jeweils ein Datenzentrum aufbauten.

Gemäß einer Vereinbarung mit der ESA ist das ISO-PHOT-Datenzentrum am MPIA ein Knoten in diesem internationalen Netz von insgesamt sieben ISO-Datenzentren (Abb. I.4). 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



**Abb. I.3:** Schnittzeichnung des mit flüssigem Helium gekühlten europäischen Infrarot-Observatoriums ISO, an dem das MPIA maßgeblich beteiligt ist.

entwickelt. Im Berichtsjahr begannen die Arbeiten an einer neuen, verbesserten automatischen Analyse-Software (»Pipeline«), die genaue Daten für das wissenschaftliche Archiv liefert.

Neben der reinen Archivierung und Rekalibrierung fungiert das Heidelberger Datenzentrum auch als Service-Einrichtung für Astronomen aus anderen Instituten. 1998 besuchten über 40 Gastwissenschaftler das Datenzentrum und erhielten dort mehrtägige, gelegentlich mehrwöchige Unterstützung bei der Datenauswertung. Die Einrichtung ist bis Ende 2001 finanziert und wird sich auf die ISOPHOT-Daten konzentrieren. Ziel all dieser Anstrengungen ist die wissenschaftliche Interpretation der während der ISO-Mission gesammelten Daten.

Die mit ISOPHOT gewonnenen Erfahrungen waren ausschlaggebend dafür, daß das MPIA an dem Bau der Infrarotkamera PACS wesentlich beteiligt ist. Sie wird an Bord des Far-Infrared and Submillimeter Telescope (FIRST) der ESA arbeiten (Kapitel III). Der Start dieses 3,5-Meter-Weltraumteleskops ist für das Jahr 2007 vorgesehen.



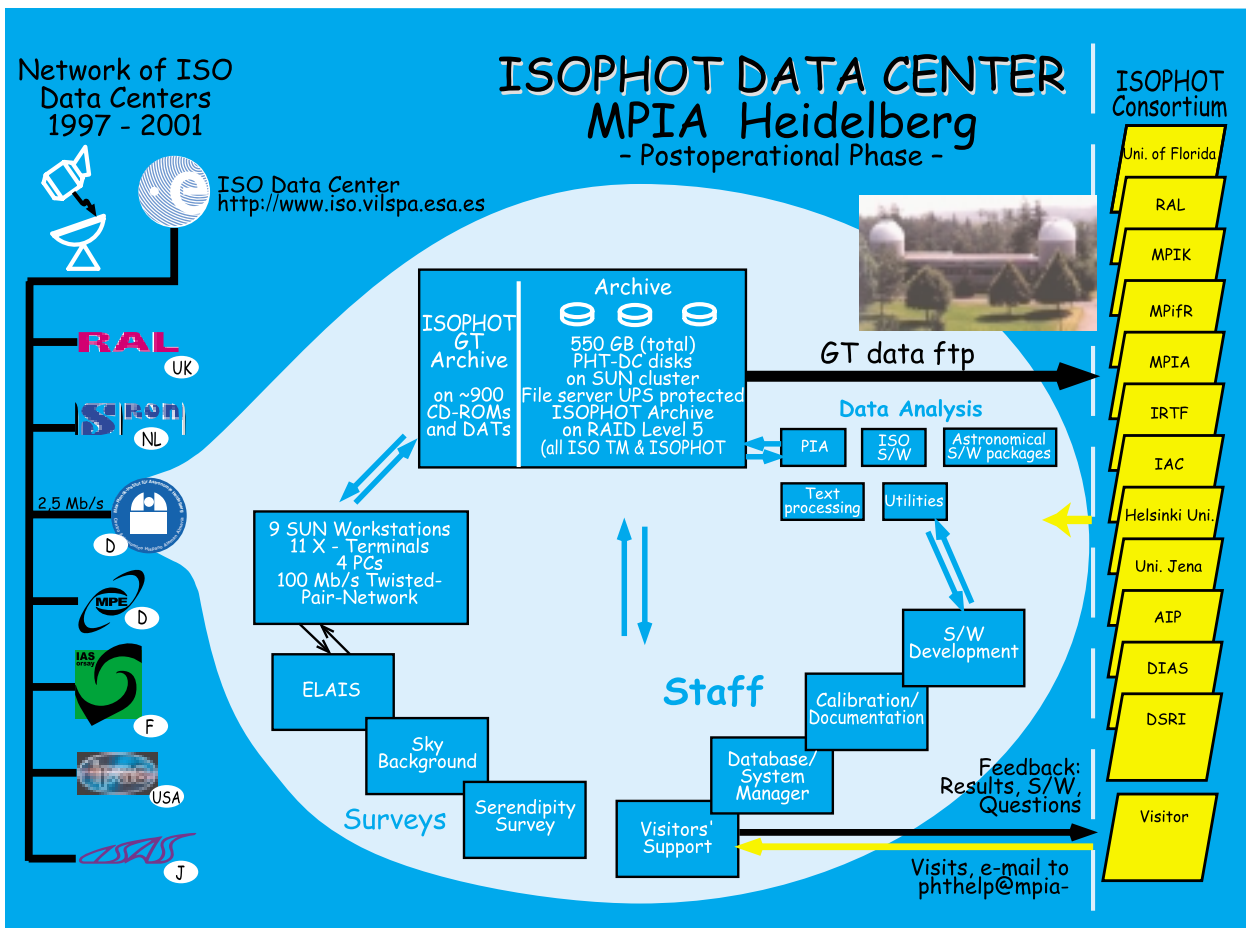
Von ganz wesentlicher Bedeutung sind auch Beteiligungen an internationalen bodengebundenen Observatorien und Projekten. So arbeitet seit einigen Jahren an einem der größten Teleskope der Nordhalbkugel, dem britischen 3.9-Meter-Teleskop UKIRT (United Kingdom Infrared Telescope) auf Hawaii, die am MPIA gebaute IR-Kamera MAX (Mid-Infrared Array eXpandable) sowie ein zugehöriger Tip-tilt-Sekundärspiegel (Abb. I.5). 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), entsteht unter der Federführung des MPIA die hochauflösende Infrarotkamera CONICA. Ebenfalls begonnen wurde mit Entwicklung und Bau von MIDI, einem interferometrischen Instrument für das VLT. Mit diesem zukunftsweisenden Instrument soll es ab dem Jahre 2000 erstmals möglich sein, zwei Großteleskope im Infraroten interferometrisch zu koppeln (Kapitel III).



Abb. I.5: Das MPIA ist mit einer empfindlichen Infrarotkamera am Infrarotteleskop UKIRT auf Hawaii beteiligt.

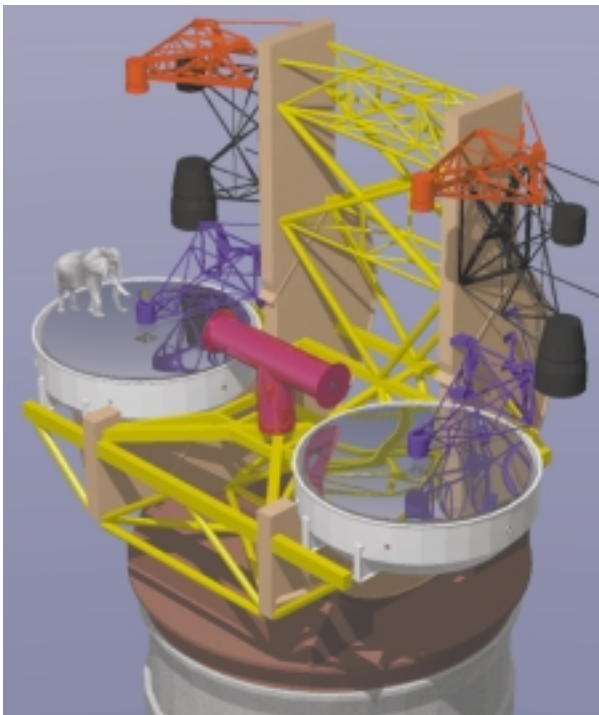
Abb. I.4: Nach dem Ende der ISO-Mission übernehmen die Datenzentren (links) die wichtige Aufgabe der Archivierung und Rekalibrierung der Meßdaten. Das ISOPHOT-Datenzentrum im MPIA fungiert dabei auch als Service-Einrichtung für Gastwissenschaftler.



Darüber hinaus wird das MPIA ab dem Jahre 2002 am Large Binocular Telescope (LBT, Abb. I.6), 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 auf 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 % 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.



**Abb. I.6:** Entwicklungszeichnung des Large Binocular Telescope. Es wird zwei 8,4-Meter-Spiegel besitzen, die von einer gemeinsamen Montierung getragen werden. Auf dem linken Spiegel zum Größenvergleich ein ausgewachsener Elefant.

Zu den Aufgaben des Instituts gehört auch die Information einer breiten Öffentlichkeit über die Ergebnisse der astronomischen Forschung. So halten Mitarbeiter 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 den Königstuhl und zum Calar-Alto-Observatorium. Regelmäßig im Herbst findet seit 1976 in den Räumen des MPIA ein bei Physik- und Mathematiklehrern im Land Baden-Württemberg sehr beliebter einwöchiger Lehrerfortbildungskurs statt.

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 ein lebhaftes Forum.

### 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 die Arbeit am 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 wichtiger Zweig der galaktischen Forschung am MPIA ist den Fragen nach der Entstehung neuer Sterne gewidmet. Die allerersten Phasen dieses Vorgangs spielen sich im Inneren der interstellaren Gas- und Staubwolken ab und bleiben somit im sichtbaren Licht unseren Blicken verborgen. Infrarotstrahlung vermag jedoch den Staub zu durchdringen, weswegen sich die Frühstadien der Sternentstehung bevorzugt in diesem Wellenlängenbereich studieren lassen.

Der neu geborene Stern ist von einer dichten äquatorialen Staubscheibe umgeben, in der sich die Materie ent-

weder zu weiteren Sternen oder auch zu Planeten verdichten kann. Nach wenigen Millionen Jahren löst sich die Scheibe schließlich auf. So stellen sich die Astronomen auch die Entstehung unseres Sonnensystems vor 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 Fragen 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? (Kapitel II.1)

Ein interessantes Phänomen, das mit den Staubscheiben eng zusammenhängt, sind gebündelte Gasstrahlen, die senkrecht zur Scheibe mit hoher Geschwindigkeit in den Weltraum hinausschießen. 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 die 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 der Entwicklung 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 während der letzten zehntausend Jahre 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. Das wohl faszinierendste Beispiel stellt der Stern Eta Carinae mit dem ihn umgebenden Homunculus-Nebel dar. Er war der Gegenstand einer theoretischen Studie (Kap. IV.1), die der Entwicklung dieses Objekts in der jüngeren Vergangenheit galt.

### 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 lichtschwach, daß sie bislang nicht entdeckt werden konnten. Um dieses Ziel zu erreichen, müssen die Astronomen mit empfindlichen Detektoren an die Grenzen der lei-

stungsfähigsten 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 IV.2). CADIS ist auf mindestens fünf Jahre angelegt und bildet derzeit ein Schlüsselprojekt des MPIA.

Ebenfalls ein aktuelles Thema ist die Suche nach einem Vereinheitlichungsmodell für die Vielzahl der bekannten Aktiven Galaxien. Zu den Aktiven Galaxien zählt man Radiogalaxien, aus deren Zentren zwei entgegengesetzte Materie-Jets herauschießen, aber auch Quasare, die leuchtkräftigsten Objekte im Universum. Diese beiden Galaxientypen scheinen auf den ersten Blick wenig miteinander gemeinsam zu haben. Dennoch wird seit etwa zehn Jahren ein Modell diskutiert, nach dem sich im Zentrum dieser Sternsysteme ein Schwarzes Loch befindet, das von einem dichten Staubring umgeben ist. Je nach Blickrichtung verdeckt dieser Ring den Zentralbereich um das Schwarze Loch mehr oder weniger vollständig. Abhängig von ihrer Orientierung erscheinen uns dann die Galaxien als Quasare oder als Radiogalaxien. Eine ausgedehnte ISO-Studie am MPIA ist dieser Frage gewidmet (Kapitel II.2).

Weniger spektakulär, aber ebenso wichtig für das Verständnis der Galaxienentwicklung sind Zwerggalaxien. Sie weisen einige Merkmale auf, die sich bislang nicht eindeutig erklären ließen. Eines dieser Charakteristika ist die ungewöhnliche Armut an schweren Elementen in vielen Zwerggalaxien. Die Theoriegruppe am MPIA hat dieses Problem mit aufwendigen Computersimulationen untersucht und dabei insbesondere die Rolle der Supernovae unter die Lupe genommen (Kapitel II.3).

### 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  $\mu\text{m}$  untersuchen. Hieraus lassen sich Aufschlüsse über die Zusammensetzung und Größe dieser Partikel gewinnen.

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 1994 gingen die Bilder vom Calar-Alto-Observatorium um die Welt, die den Aufprall von Trümmern des Kometen Shoemaker-Levy 9 auf Jupiter zeigten. 1997 war es der Komet Hale-Bopp, der in der Öffentlichkeit für viel Aufsehen sorgte. Mit dem Schmidt-Teleskop auf dem Calar Alto konnten

detaillierte Aufnahmen gewonnen werden, die das seltene Phänomen der Striae zeigten.

Aus dem Berichtsjahr sind zwei Arbeiten hervorzuheben (Kapitel IV.3). Zum einen gelang es erstmals, ein zuverlässiges thermisches Modell für Asteroiden zu erstellen. Dies ermöglicht es, diese kleinen Himmelskörper zukünftig als Infrarotstandards zu verwenden.

Dabei spielten ISO-Daten eine wesentliche Rolle. Ergiebig war auch eine neue Analyse der Helios-Daten aus den 70er Jahren. Sie zeigte, daß der Sonnenwind damals in seiner Intensität erheblich geschwankt hat: ein wichtiger Beitrag zum Verständnis der solar-terrestrischen Beziehungen, deren Untersuchung noch in den Kinderschuhen steckt.

## II Highlights

### II.1 Scheiben um junge und alte Sterne

#### Das Wega-Phänomen

Mitte der achtziger Jahre stießen Astronomen bei Beobachtungen mit dem Weltraumteleskop IRAS auf unerwartet intensive Infrarotstrahlung von den Sternen Wega, Fomalhaut und Beta Pictoris. Nachfolgende Untersuchungen zeigten, daß nicht die Sterne selbst diese Strahlung aussenden, sondern Staubscheiben, die diese Sterne umgeben. Die Entdeckung dieses sogenannten Wega-Phänomens kam damals sehr überraschend. Zwar hatte man bei jungen Sternen solche Staubscheiben erwartet, denn sie sind eine natürliche Folge der Sternentstehung (siehe Kapitel IV.1.). Aber Wega, Fomalhaut und Beta Pictoris sind Hauptreihensterne. Sie sind bereits vor einigen zehn oder hundert Millionen Jahren entstanden und befinden sich jetzt, ebenso wie unsere Sonne, im hydrostatischen Gleichgewicht, einem langfristig stabilen Zustand.

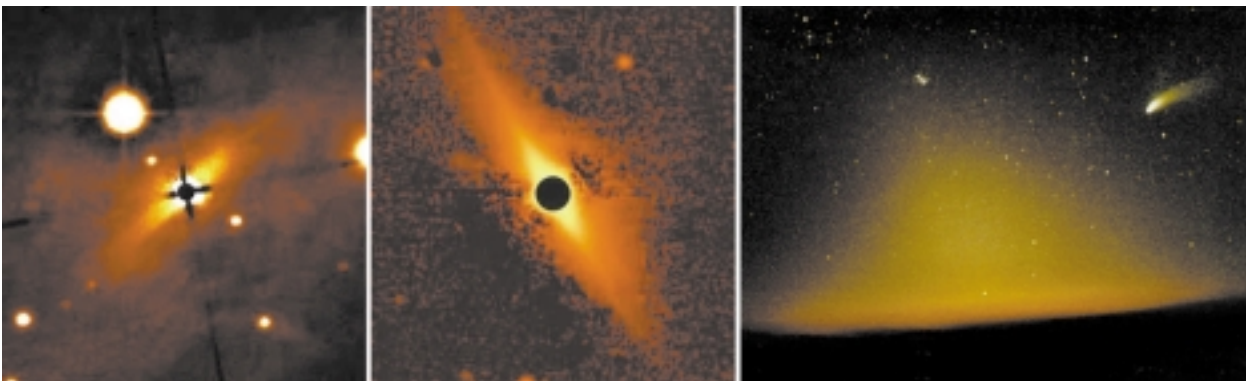
Die Herkunft der Scheiben um Hauptreihensterne ist durchaus nicht geklärt. Einerseits könnten sie noch Überbleibsel aus der Entstehungszeit der Zentralsterne sein. Andererseits ist es auch möglich, daß die Staubteilchen kontinuierlich nachgeliefert und somit die Scheiben stets erneuert werden. Für die zweite Möglichkeit spricht die Tatsache, daß mehrere Kräfte auf die Teilchen wirken und die Scheiben auf Dauer zerstören:

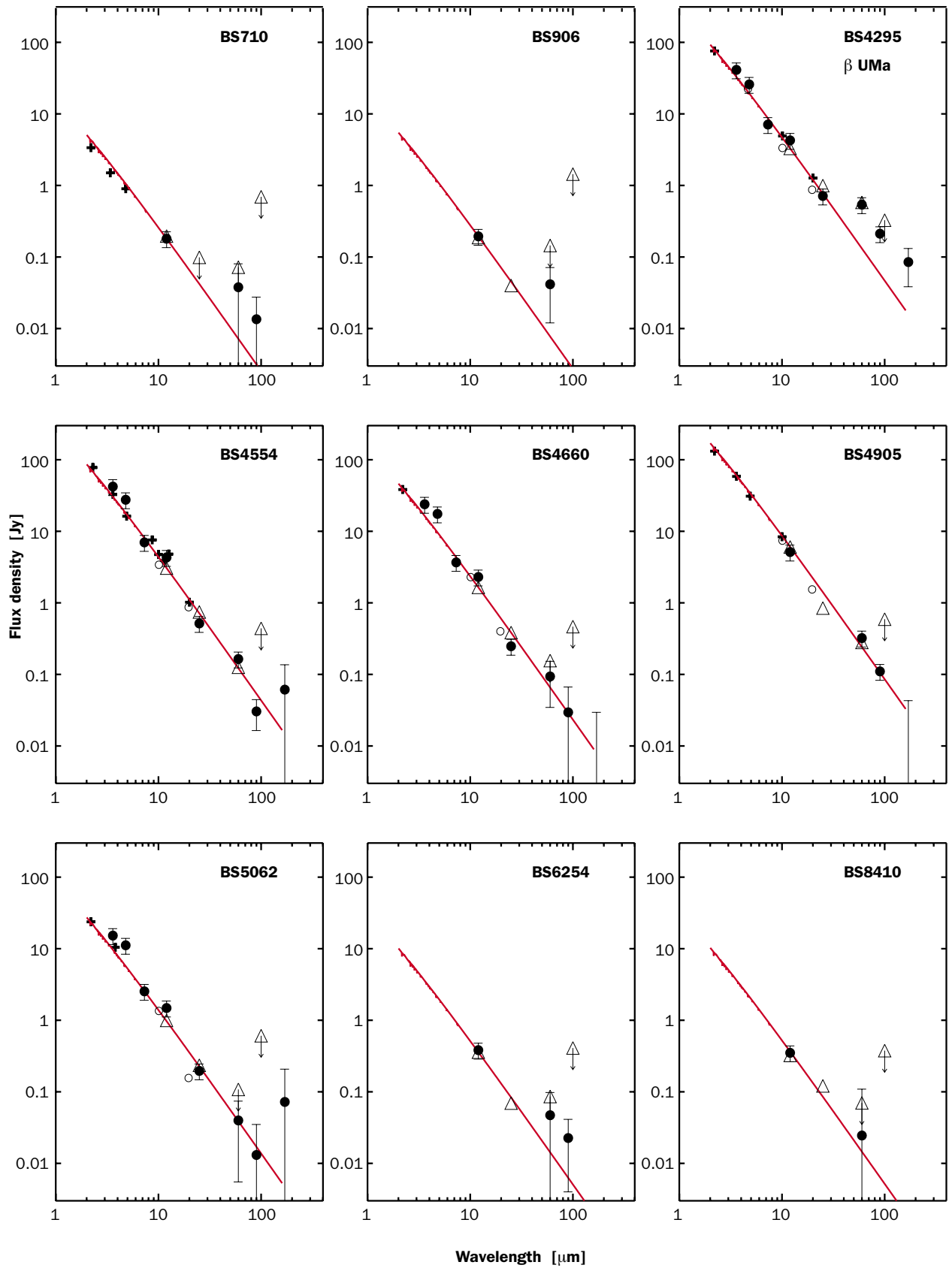
- Der Sternwind schiebt die Staubteilchen vom Stern fort. Sind diese Teilchen elektrisch geladen, so werden sie außerdem vom interplanetaren Magnetfeld mitgerissen.
- Das Sternlicht schiebt aufgrund des Strahlungsdrucks sehr kleine Teilchen mit Durchmessern von weniger als 1  $\mu\text{m}$  ebenfalls vom Stern fort.

- Gleichzeitig überträgt das Sternlicht einen Impuls auf die Teilchen. Wegen ihrer Relativbewegung gegenüber den Photonen besitzt dieser Impuls nicht nur eine radial vom Stern fortgerichtete Komponente, sondern auch eine kleine Komponente entgegen der Bewegungsrichtung des Staubteilchens. Durch diesen sogenannten Poynting-Robertson-Effekt wird das Teilchen langsam abgebremst, so daß es sich auf einer spiralförmigen Bahn dem Stern nähert und in dessen Nähe schließlich verdampft. Bei Teilchen mit Durchmessern oberhalb von etwa zehn Mikrometern bis zu etwa einem Zentimeter überwiegt der Poynting-Robertson-Effekt gegenüber dem Strahlungsdruck.
- Durch Zusammenstöße zwischen den Teilchen werden diese immer kleiner, so daß die beiden erstgenannten Kräfte effektiver wirken können,
- bei »sanften« Kollisionen können die Teilchen aneinander haften bleiben und, wenn die Teilchendichte in den Scheiben hinreichend hoch ist, größere Körper (Planetesimale) bilden. Diese sind dann in der Lage, sich durch die Schwerkraft zu großen Planeten zusammenzuschließen.

Tatsächlich ist auch unsere Sonne von einer dünnen Staubscheibe umgeben. Da die Teilchen Sonnenlicht streuen, ist sie abends am Westhorizont und morgens am Osthorizont in der Nähe der Ekliptik erkennbar. Man

**Abb. II.1:** Die Sonne ist von einer dünnen Staubscheibe umgeben, die am Horizont als schwach schimmernder Zodiakallichtkegel erkennbar ist (rechts). Auch andere Sterne, wie BD +31°643 (links), und Beta Pictoris (Mitte) besitzen eine zirkumstellare Scheibe.





**Abb. II.2:** Die Infrarotflüsse der beobachteten Sterne im Ursa-Majoris-Haufen. Lediglich Beta UMa (oben rechts) zeigt einen signifikanten Infrarot-Exzess, der auf eine zirkumstellare Staubscheibe hinweist.



nennt diese Erscheinung das Zodiaklicht (Abb. II.1; siehe auch Kapitel IV.3). Durch die genannten Effekte verliert eine solche Staubscheibe ständig Material. In unserem Sonnensystem kommt noch hinzu, daß Staubteilchen mit den Planeten und Planetoiden zusammenstoßen. Hier schätzt man die Verlustrate auf etwa  $10^{12}$  Kilogramm pro Jahr. Ist die interplanetare Staubscheibe der Sonne kein temporäres Phänomen, wovon die Astronomen ausgehen, so muß dieses Material also ständig nachgeliefert werden.

Es gibt gute Gründe für die Annahme, daß im Sonnensystem etwa  $2/3$  der interplanetaren Staubteilchen bei Kollisionen zwischen Planetoiden entstehen, während Kometen den Rest liefern. Wenn nun auch andere Hauptreihensterne wie Wega von Staubscheiben umgeben sind, bedeutet dies dann, daß auch sie Planetoiden und Kometen besitzen, die den Staub nachliefern? Oder stammen deren Scheiben noch aus der Entstehungsphase?

Diese wichtige Frage läßt sich auf unterschiedlichen Wegen angehen. So ist es beispielsweise sehr wichtig zu wissen, ob die Massen der Scheiben mit zunehmendem Alter der Sterne abnehmen. Astronomen vom MPIA beobachteten deshalb zusammen mit Kollegen vom Konkoly-Observatorium, Ungarn, und der Sternwarte in Jena mit dem Infrarot-Observatorium ISO neun Sterne der sogenannten Ursae-Majoris-Gruppe.

### Regel oder Ausnahme?

Diese Sterne befinden sich alle etwa in derselben Entfernung von 80 Lichtjahren und sind ca. 300 Millionen Jahre alt. Ursprünglich gehörten sie zu einem offenen Sternhaufen, der sich mittlerweile aber zerstreut hat. Nur der zentrale Teil ist zusammengeblieben. Die untersuchten Objekte sind, ebenso wie Wega, Fomalhaut und Beta Pictoris, A-Sterne.

Beobachtungen im sichtbaren Bereich eignen sich nicht dazu, die Staubmassen zu bestimmen. Hier sieht man nämlich nur das von den Staubteilchen reflektierte Sternlicht. Da die Scheiben im sichtbaren Bereich undurchsichtig sind, reflektieren überdies nur Teilchen aus der Randzone der Scheibe. Im Infrarot- und Submillimeterbereich, wo die Scheiben durchsichtig sind, also nicht reflektieren, beobachtet man hingegen thermische Strahlung, die von allen Staubteilchen emittiert wird. Aus der Strahlungsintensität in diesen Wellenlängenbereichen lassen sich daher auch die Gesamtmassen der Staubscheiben abschätzen.

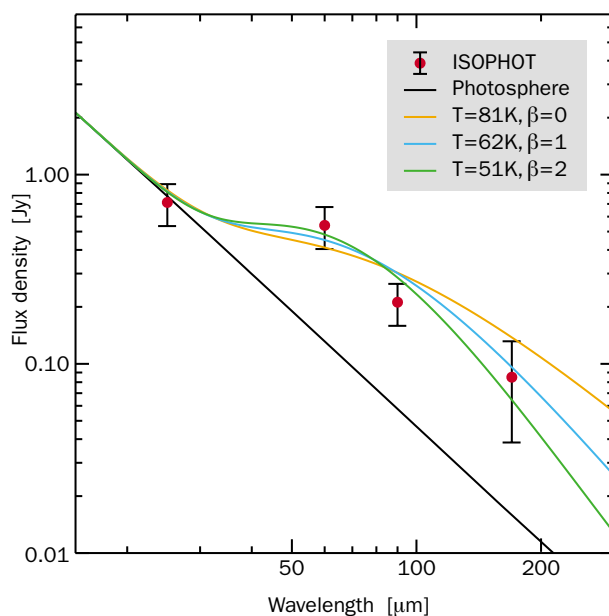
Frühere Untersuchungen in der Ursae-Majoris-Gruppe hatten lediglich bei einem Stern, Beta UMA, Hinweise auf zirkumstellaren Staub geliefert. Mit dem Photometer ISOPHOT auf ISO war es nun erstmals möglich, diese Sterne auch im fernen Infrarot zu untersuchen. Die Beobachtungen mit ISO erfolgten zwischen Mai 1996 und Januar 1998 bei acht Wellenlängen im Bereich von 3,6 bis 170  $\mu\text{m}$  Wellenlänge. Ergänzend dazu wurden im

Februar 1997 mit der am MPIA gebauten Infrarotkamera MAX am 3,8-m-Teleskop UKIRT auf Hawaii Beobachtungen bei 10 und 20  $\mu\text{m}$  durchgeführt.

Bei acht Sternen ließen sich die bei 60 und 90  $\mu\text{m}$  gemessenen Infrarotflüsse durch reine Emission der Sternphotosphäre erklären. Das heißt, in diesen Fällen gab es keinerlei Hinweise auf zirkumstellaren Staub (Abb. II.2). Lediglich Beta UMA zeigte einen deutlichen Infrarot-Überschuß bei Wellenlängen oberhalb von 60  $\mu\text{m}$ . Die gemessenen Flüsse lassen sich sehr gut durch zwei Komponenten darstellen: die stellare Komponente des A1V-Sterns Beta UMA und eine Staubkomponente entsprechend einer Temperatur von 50 bis 80 K (Abb. II.3). Dieser Wert liegt unter dem aufgrund der IRAS-Daten ermittelten Wert von 150 K, am unteren Ende der für die Wega-ähnlichen Sterne ermittelten Spanne von 60 bis 120 K. Der Staub um Beta UMA scheint also verhältnismäßig kühl zu sein.

Dieses Ergebnis ist durchaus überraschend. IRAS-Beobachtungen hatten ergeben, daß zehn von 22 A-Sternen von Staub umgeben sind. Dieser hohe Anteil ließ sich nun in der Ursae-Majoris-Gruppe (ein Stern von neun) nicht bestätigen. Dieser Unterschied ist bislang ungeklärt. Die Sterne der Ursae-Majoris-Gruppe unterscheiden sich kaum von denen der IRAS-Probe. Zwar sind acht von neun Sternen in Ursa Majoris Doppelsterne, während in der IRAS-Gruppe der Anteil der Doppelsterne nur 30 bis 40 % beträgt. Aber es spricht nichts gegen die Existenz von Scheiben in Doppelsternen, zumal Beta UMA selbst ein Doppelstern ist.

Möglicherweise sind die von IRAS gemessenen hohen Infrarotwerte gar nicht in allen Fällen auf zirkumstellare

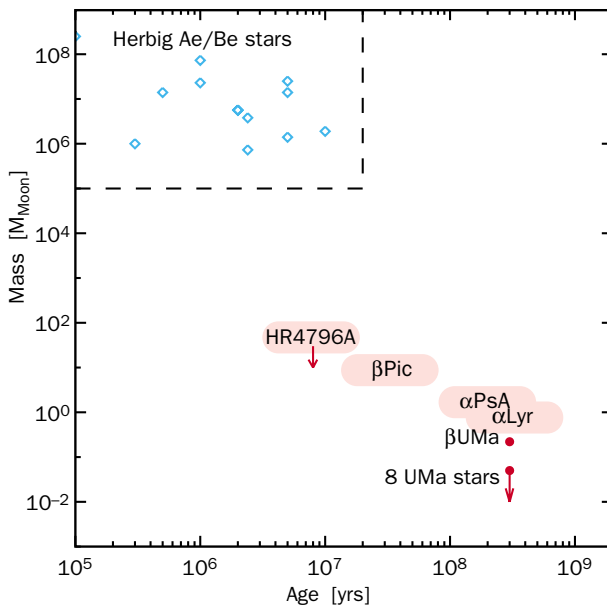


**Abb. II.3:** Der Ferninfrarotfluss von Beta UMA lässt sich durch Staub bei einer Temperatur zwischen 51 und 81 K erklären, wobei die tatsächliche Temperatur von den Strahlungseigenschaften des Staubes (Parameter  $\beta$ ) abhängt.

Scheiben zurückzuführen, sondern auf interstellaren Staub, der sich zufällig mit den Sternen in der Meßblende des IRAS-Teleskops befand. Das würde bedeuten, daß das Wega-Phänomen keineswegs so verbreitet ist, wie bislang angenommen. Für diese Möglichkeit spricht auch eine Untersuchung aus dem Jahre 1992, bei der 125 Sterne, von denen viele nach den IRAS-Messungen einen Infrarotüberschuß zeigen, im sichtbaren Bereich erfolglos nach Staubscheiben abgesehen wurden.

Unter der Annahme typischer Parameter für die Staubteilchen ließ sich aus den Meßdaten für Beta UMA eine Staubmasse von 0.22 Mondmassen ableiten. Bei den anderen acht Sternen ergaben sich obere Grenzen zwischen 0.02 und 0.09 Mondmassen. Zusammen mit den bislang bekannten Massen der Staubscheiben um andere A-Sterne deutet sich dennoch ein Trend an, wonach sich die Staubscheiben im Laufe von einigen hundert Millionen Jahren verdünnen (Abb. II.4). Während Beta Pictoris, mit 10 bis 100 Millionen Jahren einer der jüngsten Sterne, noch von einer Scheibe von etwa acht Mondmassen umgeben ist, besitzt die Scheibe um Beta UMA (300 Millionen Jahre) nur noch ein Zwanzigstel dieser Masse.

Um von einer generellen Altersentwicklung sprechen zu können, ist es aber noch zu früh. Hierfür wäre umfangreicheres Datenmaterial nötig, insbesondere auch für noch jüngere Sterne. Hierzu läuft am MPIA eine Studie an sogenannten Herbig-Ae/Be-Sternen, den Vorläufern der Hauptreihen-A-Sterne. Untersuchungen im Submillimeterbereich deuten bereits an, daß diese nur 100 000 bis eine Million Jahre alten Sterne von Scheiben mit Staubmassen im Bereich von einigen zehntausend Mondmassen umgeben sind.



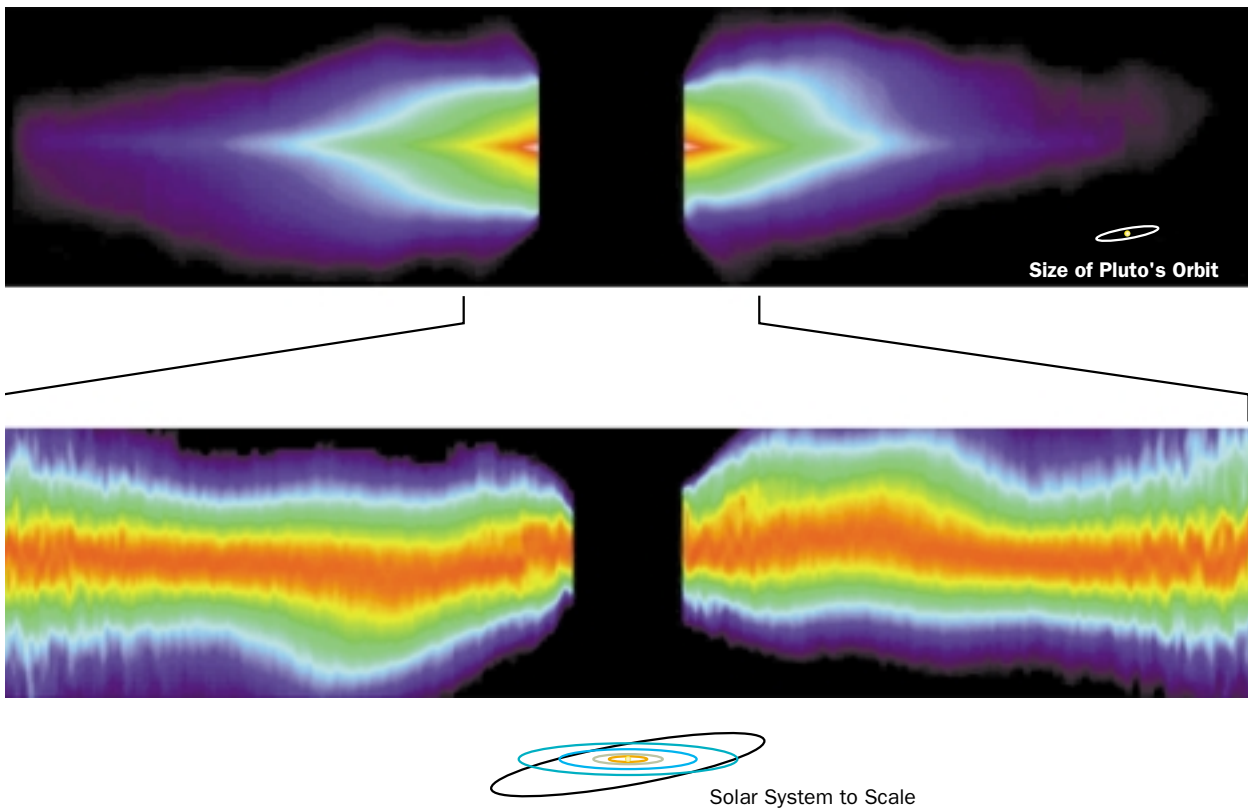
**Abb. II.4:** Die Massen der Staubscheiben scheinen mit zunehmenden Sternalter abzunehmen.

### Präzedenzfall Beta Pictoris

Die am besten untersuchte Staubscheibe um einen Hauptreihenstern ist die von Beta Pictoris, einem A5V-Stern mit etwa zwei Sonnenmassen. 1984 wurde sein starker Infrarotüberschuß in IRAS-Daten entdeckt, bereits kurz danach wiesen amerikanische Astronomen die Scheibe im sichtbaren Wellenlängenbereich direkt nach. Hierfür verwendeten sie ein Teleskop mit einer koronographischen Maske. Sie deckt im Strahlengang den hellen Stern ab, so daß die lichtschwache Staubscheibe sichtbar wird. Diese Aufnahme zeigte eine Scheibe, bei der man nahezu auf die Kante schaut. Sie ließ sich bis in etwa 40 Bogensekunden Abstand vom Stern nachweisen. Weil Beta Pictoris in einer Entfernung von 63 Lichtjahren steht, entspricht dies einem Scheibenradius von 800 Astronomischen Einheiten (AE) – etwa dem zwanzigfachen des Abstands Sonne-Pluto. Später wurden auch Aufnahmen mit dem Weltraumteleskop Hubble möglich. Diese Bilder mit einer Auflösung im Bereich einer zehntel Bogensekunde zeigten nun überraschenderweise, daß die Scheibe nicht gänzlich symmetrisch ist. Sie weist eine leichte Verbiegung zur Längsachse außerhalb von 150 AE Radius auf und auch ihre Oberflächenhelligkeit ist leicht asymmetrisch zum Stern (Abb. II.5).

Über die Ursache dieser Asymmetrie wurde und wird viel spekuliert. Ein naher Vorbeiflug eines Sterns an Beta Pictoris ließ sich mit hoher Wahrscheinlichkeit ausschließen. Einige Astronomen denken an die Möglichkeit eines unsichtbaren Planeten in 20 Astronomischen Einheiten Entfernung vom Stern. Es gibt jedoch Zweifel an dieser Hypothese. Spektroskopische Beobachtungen deuten auf Gas hin, das in den Stern hineinstürzt. Möglicherweise sieht man hier Material von Kometen, die in der Nähe des Sterns verdampfen und in das Zentralgestirn hineinstürzen. Kometen- und planetoidenähnliche Körper könnten, wie auch im Sonnensystem, als Staublieferranten dienen. In den Jahren 1997/98 wurden die Scheiben auch im nahen Infrarot und im Submillimeterbereich beobachtet. Letztere lieferten für Beta Pictoris eine Massenabschätzung zu acht Mondmassen – wesentlich mehr als für Wega (0.7 Mondmassen) und Fomalhaut (1.5 Mondmassen). Interessanterweise erstreckt sich die Scheibe offenbar nicht bis zum Stern, sondern hat im Zentrum ein Loch mit etwa 70 Astronomischen Einheiten Radius. Auch dieser Befund hat zu der Spekulation beigetragen, daß sich dort ein großer Planet oder mehrere kleine Planetoiden gebildet haben, die den Raum um sich herum von Staub leergefegt haben. Denkbar ist aber auch, daß Staubteilchen in Sternnähe verdampft sind oder durch den Poynting-Robertson-Effekt entfernt wurden.

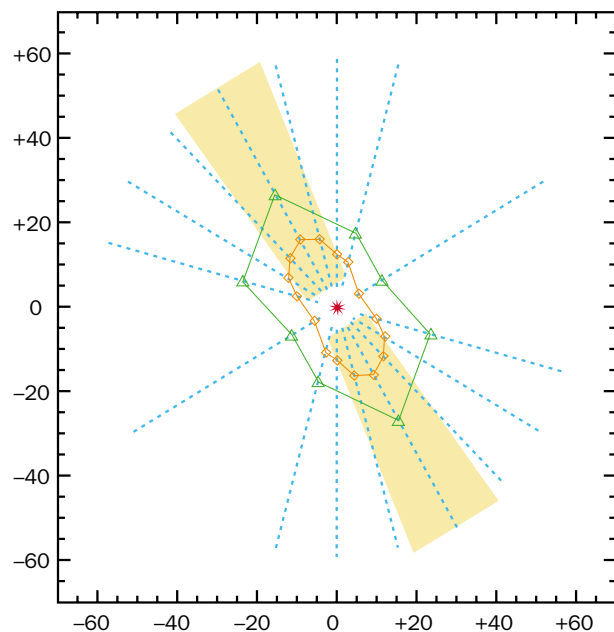
Die Datenlücke zwischen nahem Infrarot und Submillimeterbereich konnte nun geschlossen werden, als sich für Astronomen des MPIA und Kollegen vom MPI für Kernphysik in Heidelberg sowie in Großbritan-



**Abb. II.5:** Die Staubscheibe von Beta Pictoris zeigt auf den hochaufgelösten Bildern des Weltraumteleskops Hubble geringfügige Asymmetrien, deren Ursache nicht geklärt ist. (Foto: NASA/ESA)

nien die Gelegenheit ergab, Beta Pictoris mit ISOPHOT auf ISO zu beobachten.

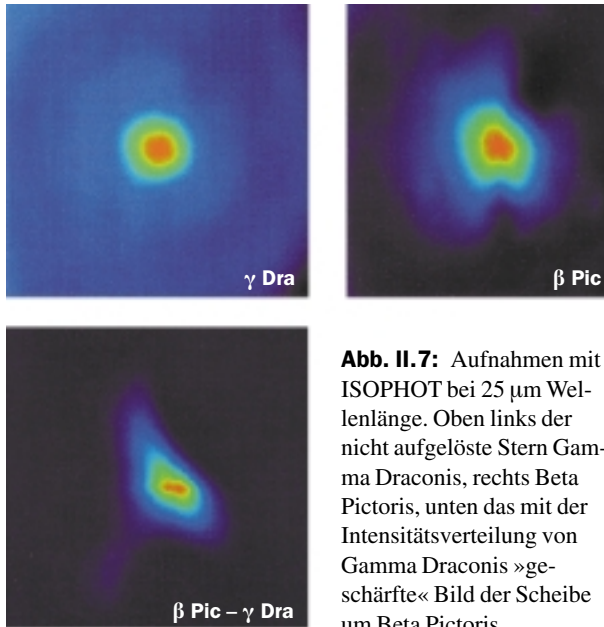
Die Messungen entstanden, indem das Objekt in feinen Schritten mit einer Blende abgetastet wurde, die kleiner ist als das Beugungsbild der Quelle. Das Bild ergab sich dann durch Interpolation zwischen den Punkten der insgesamt acht sich kreuzenden Messreihen (Abb. II.6). Ein Vergleich des so gewonnenen Bildes mit dem punktförmig erscheinenden Stern Gamma Draconis (Abb. II.7) zeigt, daß die Scheibe um Beta Pictoris räumlich aufgelöst wurde, wobei die Längsausdehnung bei 60  $\mu\text{m}$  Wellenlänge mit 25 Bogensekunden wesentlich kleiner ist als im Optischen (40 bis 48 Bogensekunden). Der gemessene Infrarotfluß zeigte im Bereich von 4.9  $\mu\text{m}$  bis 200  $\mu\text{m}$  ein Maximum bei 60  $\mu\text{m}$  (Abb. II.8). Die Meßkurve läßt sich durch ein thermisches Spektrum mit einer Temperatur von 85 K erklären, wenn für die Staubeilchen Größen zwischen 1  $\mu\text{m}$  und 5 mm angenommen werden. Zwischen 8  $\mu\text{m}$  und 24  $\mu\text{m}$  Wellenlänge deutet sich eine zweite Komponente mit höheren Temperaturen von 300 bis 500 K an. Außerdem zeichnet sich zwischen 9  $\mu\text{m}$  und 11.6  $\mu\text{m}$  Emission von Silikataub ab. Indes gab es keinerlei Hinweise auf polyzyklische aromatische Kohlenwasserstoffe. Sie werden als



**Abb. II.6:** Die Staubscheibe um Beta Pictoris wurde mit ISOPHOT in acht verschiedenen Richtungen abgetastet.

wesentlicher Bestandteil des interstellaren Staubes vermutet.

Da die Eigenschaften der Staubeilchen nicht bekannt sind, ist auch die Massenabschätzung verhältnismäßig unsicher. Sie liegt zwischen 0.9 und 2.7 Mondmassen und ist damit deutlich geringer als die aus den Sub-

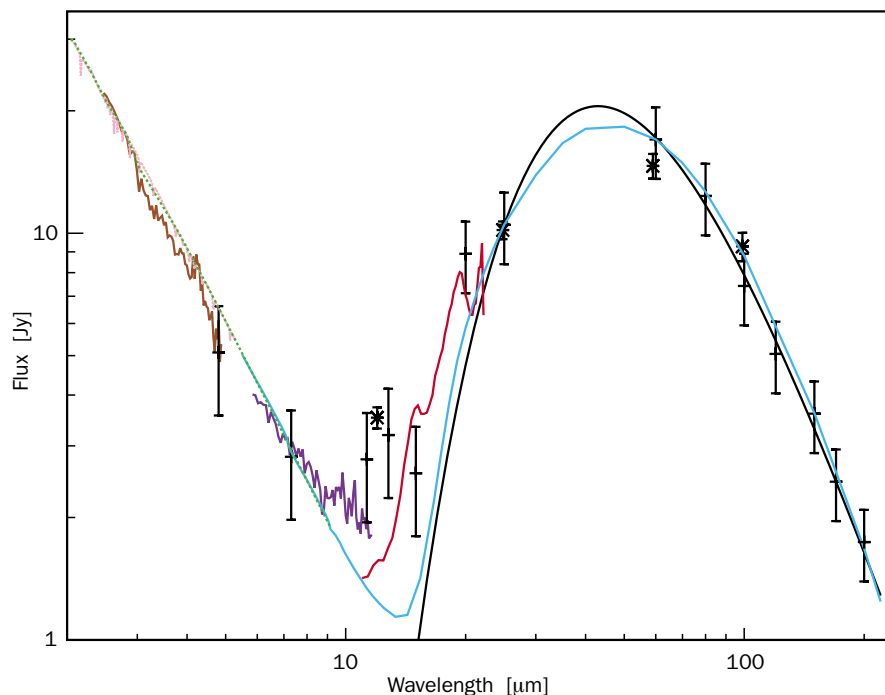


**Abb. II.7:** Aufnahmen mit ISOPHOT bei 25  $\mu\text{m}$  Wellenlänge. Oben links der nicht aufgelöste Stern Gamma Draconis, rechts Beta Pictoris, unten das mit der Intensitätsverteilung von Gamma Draconis »geschärfte« Bild der Scheibe um Beta Pictoris.

millimetermessungen abgeleitete. Wahrscheinlich ist dies darauf zurückzuführen, daß sich in den Außenbereichen sehr kalter Staub befindet, der im Ferninfrarot nicht mehr nachweisbar ist.

Selbst der jetzt mit ISO ermittelte, etwas niedrigere Massenwert entspricht immer noch der Gesamtmasse von mindestens einer Million Kometen. Die Daten

**Abb. II.8:** Der Infrarotfluss von Beta Pictoris weist bei 60  $\mu\text{m}$  Wellenlänge ein Maximum auf.



schließen nicht aus, daß Beta Pictoris von einer Kometenwolke umgeben ist, ähnlich wie die Sonne.

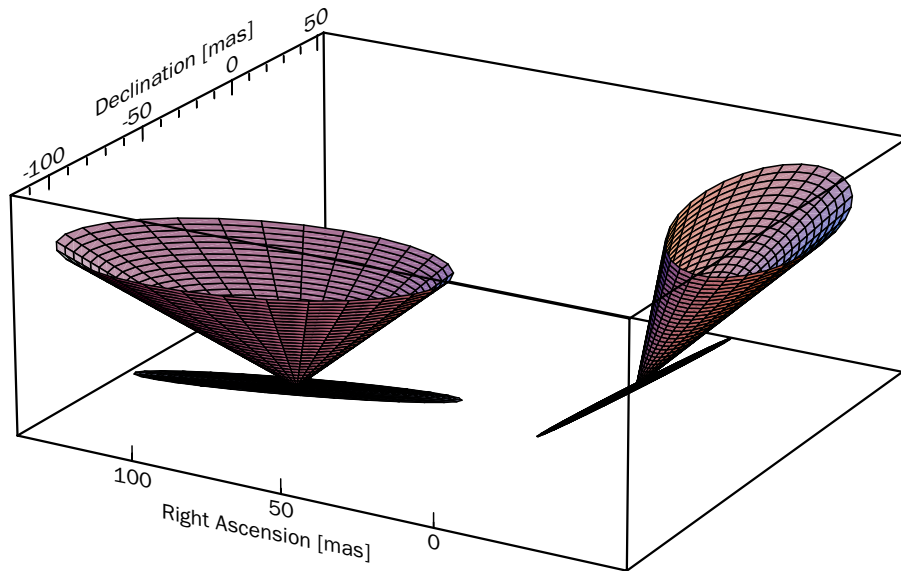
### Staubscheiben in Doppelsternsystemen

#### Speckle-Polarimetrie an Z Canis Majoris

Der Stern Z Canis Majoris (Z CMA) hat die Hauptreihe noch nicht erreicht. Er gehört der etwa 3000 Lichtjahre entfernten Canis-Majoris-OB1-Assoziation an. Er ist massereicher als die Sonne und zählt zur Gruppe der jungen Ae/Be-Sterne. Gleichzeitig rechnet man ihn zu der seltenen Gruppe der FU-Orionis-Sterne. Dies sind junge Objekte, die in unregelmäßigen Zeitabständen starke Helligkeitsausbrüche aufweisen. Diese Intensitätsschwankungen werden nicht dem Stern selbst zugeordnet. Sehr wahrscheinlich sind die FU-Orionis-Sterne von Scheiben umgeben, in denen es zu Instabilitäten und schließlich zu explosionsartigen Ausbrüchen im Gasstrom kommt.

Z CMA ist noch in manch anderer Hinsicht interessant. 1989 entdeckten Astronomen des MPIA zwei Jets, die in entgegengesetzten Richtungen vom Stern ins All schießen (vgl. Kapitel IV.1). Die darin beobachteten Radialgeschwindigkeiten von bis zu 620 km/s gehören zu den höchsten in Jet-Systemen bekannten. Auch ein weiträumiger bipolarer Molekülstrom ließ sich nachweisen.

Als sich 1991 bei Z CMA starke Emission im Millimeter- und Submillimeterbereich nachweisen ließ, schrieb man diese einer zirkumstellaren Staubscheibe mit 0.2 Sonnenmassen zu. Interessanterweise wurde im selben Jahr festgestellt, daß Z CMA tatsächlich ein Dop-



pelstern ist, dessen beide Komponenten nur 0.1 Bogensekunden (entsprechend 100 Astronomischen Einheiten) voneinander entfernt sind. Z CMa bietet damit eine gute Möglichkeit, die Frage anzugehen, wie sich Staubscheiben in Doppelsternsystemen verhalten.

Außerdem können die Scheiben auch Informationen über die Entstehung der Doppelsterne selbst enthalten. Eine Möglichkeit besteht darin, daß sich zwei Sterne zunächst einzeln bilden und durch einen zufälligen nahen Vorbeiflug, bei dem einer oder beide Sterne auf irgendeine Weise abgebremst werden, sich gravitativ aneinander binden. In einem solchen Fall würde man erwarten, daß die Rotationsachsen der Sterne und damit auch die äquatorial angeordneten Scheiben beliebig zueinander geneigt sind. Wahrscheinlicher ist es jedoch, daß zwei Sterne in derselben Molekülwolke entstehen, die im Laufe ihrer Kontraktion fragmentiert (siehe Kapitel IV.1). In diesem Fall sollten beide Scheiben in einer Ebene liegen. Bei Z CMa wurde vermutet, daß nicht nur die Einzelkomponenten jeweils von einer Scheibe umgeben sind, sondern daß zudem eine zirkumbinäre Scheibe beide Sterne umgibt. Eindeutig ließ sich diese Frage wegen der Nähe der beiden Sterne zueinander jedoch nicht klären.

Mit einer hochauflösenden astronomischen Technik, der Speckle-Polarimetrie, versprachen sich Astronomen des MPIA zusammen mit Kollegen der Thüringer Landessternwarte Tautenburg und der Universitätssternwarte Jena neue Aufschlüsse über dieses interessante Sternsystem.

Polarimetrie ist ein sehr wirksames Werkzeug, um Aussagen über die Verteilung des Staubes in der Umgebung eines Sterns zu erhalten, wenn die betrachteten Strukturen zu klein sind, um direkt erkennbar zu sein. Sie wurde am MPIA bereits vor längerer Zeit zur Untersuchung zirkumstellarer Nebel eingesetzt und seitdem mit großem Erfolg immer weiter verfeinert. Sie

**Abb. II.9:** Die aus Speckle-Polarimetrie abgeleiteten Scheibenebenen des Hauptsterns von Z CMa (rechts) und seines Begleiters. Die Kegel zeigen die aus den Beobachtungen abgeleiteten Grenzen für die Normale auf den Scheibenebenen an.

funktioniert nach folgendem Prinzip: Normales Sternlicht ist unpolarisiert. Hier schwingt der elektrische Vektor des elektromagnetischen Strahlungsfeldes in beliebigen Richtungen. Wird aber das Licht an Staub gestreut oder reflektiert, so schwingt anschließend der elektrische Vektor in einer bevorzugten Ebene: Das Licht ist polarisiert. Aus der Polarisationsrichtung und dem Polarisationsgrad (dem Anteil des polarisierten Lichts im gesamten Strahl) ergeben sich Aussagen über die räumliche Anordnung der Staubwolke.

Die Polarimetrie wurde nun mit einer weiteren modernen Beobachtungstechnik kombiniert, die am MPIA in jahrelanger Arbeit perfektioniert werden konnte: mit der Speckle-Technik. Sie ermöglicht es, die Luftunruhe zu »überlisten«. Im Normalfall werden astronomische Aufnahmen mehrere Minuten oder gar Stunden lang belichtet. Während dieser Zeit springt das Bild aufgrund der flimmernden Luft ständig in der Brennebene des Teleskops hin und her. Dies hat zur Folge, daß die Aufnahmen verwischen und die Großteleskope nie ihr theoretisch mögliches (beugungsbegrenztes) Auflösungsvermögen erreichen. Eine Möglichkeit, dies zu umgehen ist die Speckle-Technik. Hierbei werden sehr viele Aufnahmen so kurz belichtet, daß die Luftunruhe während der Belichtungszeit das einzelne Bild nicht verwischt. Anschließend lassen sich die beugungsbegrenzten Einzelaufnahmen im Computer auswerten und zu einem beugungsbegrenzten Bild aufaddieren.

Am 3.5-Meter-Teleskop auf dem Calar Alto wurde diese Technik im nahen Infrarot eingesetzt, um die beiden Komponenten von Z CMa zu untersuchen. Rund



tausend Einzelaufnahmen mit jeweils 200 Millisekunden Belichtungsdauer bildeten schließlich die Grundlage der ersten Polarisationsmessung separat für beide Sterne.

Überraschenderweise zeigten beide Sterne eine verhältnismäßig starke Polarisation. Die nordwestliche Komponente (von vielen als Herbig-Ae/Be-Stern angesehen) war zu 4.2 % polarisiert (Polarisationswinkel  $173 \pm 34$  Grad), die südwestliche Komponente (vermutlich der FU-Orionis-Stern) zeigte mit 8.1 % eine noch stärkere Polarisation (Polarisationswinkel  $102 \pm 45$  Grad).

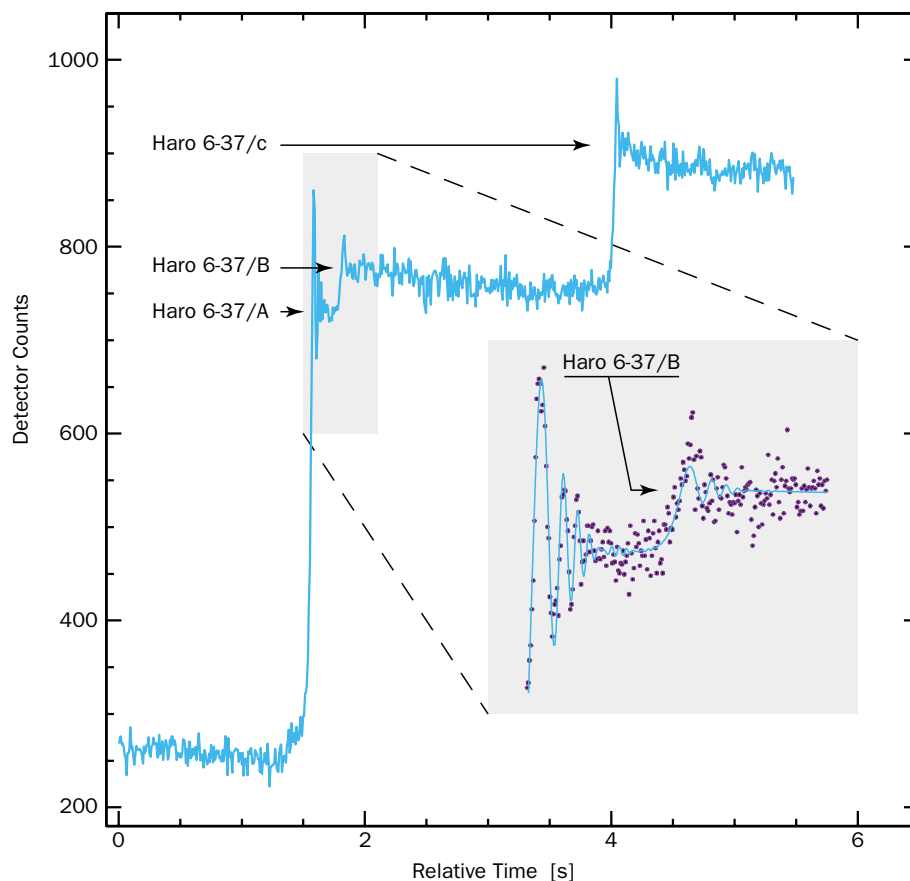
Die Daten wurden mit einem Modell analysiert, in dem das Licht eines Sterns an der ihn umgebenden Scheibe in Richtung des Beobachters reflektiert wird. Hiermit ergab sich, daß beide Sterne von jeweils einer Scheibe umgeben sind, deren Ebene um 40 bis 60 Grad gegen die Himmelsebene geneigt ist (Abb. II.9). Eine wahrscheinlich ebenfalls vorhandene zirkumbinäre (beide Sterne umschließende) Scheibe ließ sich aufgrund dieser Messungen nicht direkt bestätigen. Zwar scheinen die beiden gemessenen Polarisationswinkel nicht übereinzustimmen, woraus man schließen könnte, daß die beiden Scheiben nicht in einer Ebene liegen (die Scheibenebene liegt parallel zur Polarisations Ebene). Der Beobachtungsfehler ist jedoch sehr groß, und die Astronomen kommen auch aufgrund anderer Argumente zu dem Schluß, daß die Ebenen eher als koplanar anzusehen sind. Das würde für die Entstehung des Doppelsterns aus einer einzigen Wolke sprechen, schließt aber auch eine separate Bildung

nicht gänzlich aus. Allein die Tatsache, daß beide Sterne eine Scheibe besitzen, ist schon sehr interessant. Sind beide Komponenten nur etwa 100 Astronomische Einheiten voneinander entfernt, so sind die Scheiben verhältnismäßig klein. Möglicherweise ließe sich dies auf gegenseitige gravitative Störungen zurückführen. Andererseits handelt es sich lediglich um einen projizierten Abstand, und der wirkliche räumliche Abstand sowie die Scheibenradien können wesentlich größer sein.

### Mondbedeckungen des jungen Systems Haro 6-37

Anders könnte es im Fall Haro 6-37 aussehen. Dieser Stern befindet sich in dem 500 Lichtjahre entfernten Sternentstehungsgebiet Taurus-Auriga. Es handelt sich um einen Doppelstern, dessen Komponenten 2.6 Bogensekunden (entsprechend 400 Astronomischen Einheiten) voneinander getrennt sind. Für beide Sterne wurde ein Alter von erst 600 000 Jahren ermittelt. Beobachtungen aus dem Jahre 1995 im Millimeterbereich ließen auf eine

**Abb. II.10:** Beobachteter Helligkeitsabfall bei der Bedeckung von Haro 6-37 durch den Mond. Aus den Schwankungen läßt sich auf die Existenz einer dritten Komponente Haro 6-37/B schließen.





Scheibe mit einer Gesamtmasse von 0.017 Sonnenmassen schließen.

Ende 1997 beobachteten Astronomen des MPIA zusammen mit Kollegen aus Potsdam und aus Arcetri, Haro 6-37 am 3.5-Meter-Teleskop auf dem Calar Alto mit zwei unterschiedlichen Methoden. Zunächst wurde das System am 16. November kurzzeitig vom Mond bedeckt. Dies bot eine einmalige Gelegenheit, ausgedehnte Strukturen mit hoher räumlicher Auflösung im Bereich einer tausendstel Bogensekunde nachzuweisen! Das Prinzip ist einfach: Bedeckt der vor dem Fixsternhimmel dahinziehende Mond einen Einzelstern, so verschwindet dieser schlagartig. Besteht er aber aus mehreren Komponenten, so wird das gemessene Intensitätssignal in Stufen schwächer, da erst die eine und dann die andere Komponente hinter dem Mond verschwindet. Enthält das System auch einen kompakten leuchtenden Nebel, so geht dessen Anteil an der beobachteten Helligkeit kontinuierlich zurück.

Am 3.5-Meter-Teleskop stand ein Infrarotphotometer mit einer Zeitauflösung von 1.95 Millisekunden zur Verfügung. Damit ließen sich die beiden bereits bekannten Sterne, der Hauptstern Haro 6-37A und sein Begleiter Haro 6-37c (für <companion>) mühelos erkennen (Abb. II.10). Überraschenderweise zeigte sich nur 0.09 Bogensekunden vom Hauptstern entfernt eine dritte Komponente, Haro 6-37B. Sie ist im nahen Infrarot rund zehnmal schwächer als der Hauptstern. Nur eine Woche später ließ sich diese bis dahin unbekannte Komponente mit Hilfe der Speckle-Interferometrie bestätigen.

Wie sieht es nun in diesem System mit zirkumstellaren Scheiben aus? Die Daten aus der Mondbedeckung deuten eine ausgedehnte Emission um die Hauptkomponente an – es könnte sich um die mit Millimeterbeobachtungen gefundene Scheibe handeln. Diese Beobachtungen sprachen für eine kompakte Scheibe mit einem Radius von mindestens 15 Astronomischen Einheiten, die 0.013 Astronomische Einheiten vom Hauptstern entfernt beginnt. Die neu entdeckte stellare Komponente ist mindestens 46 Astronomische Einheiten vom Hauptstern entfernt. Sie könnte die Scheibe gravitativ beeinflussen. Ob auch dieser nahe Begleiter von einer Scheibe umgeben ist, und ob es eventuell eine zirkumbinäre Scheibe gibt, ließ sich mit diesen ersten Beobachtungen jedoch nicht entscheiden.

Diese Beobachtungen liefern die ersten empirischen Ansätze zur Behandlung der Frage nach protoplanetaren Staubscheiben in Doppel- und Mehrfachsystemen. Modellrechnungen der Theoriegruppe am MPIA hatten angedeutet, daß die Frage, ob sich in einem Doppelsternsystem zirkumstellare oder zirkumbinäre Scheiben bilden, von verschiedenen Faktoren abhängt (vgl. Jahresbericht 1997, Seite 59). Dies sind insbesondere die Massen und Abstände der Komponenten und der Drehimpuls des Systems. Dieses Problem wird auch in Zukunft mit hoher Priorität zu bearbeiten sein, denn nach neuesten Untersuchungen ist bekannt, daß fast alle Sterne in Mehrfachsystemen entstehen (vgl. unten, Kap. IV.1, und Jahresbericht 1997, Seite 49). Wie sich dies auf die Entstehung von Planeten auswirkt, ist noch weitgehend unklar.

## II.2 Radiogalaxien und Quasare

### Das Vereinheitlichte Modell auf dem Prüfstand

Als 1944 der amerikanische Rundfunktechniker und Amateurastronom Grote Reber von seinem Garten aus mit einem selbstgebauten Radioteleskop im Sternbild Schwan eine helle Radioquelle entdeckte, öffnete er das Tor zu einer bis dahin unbekanntem Art von Himmelskörpern. Das von Reber entdeckte Objekt Cygnus A (Abb. II.11) gehört zur Gruppe der Radiogalaxien, die man heute zusammen mit anderen Galaxientypen zu den Aktiven Galaxien zählt. Aktive Galaxien sind Sternsysteme, deren enorme abgestrahlten Energiemengen sich nicht durch normale stellare Prozesse erklären lassen. Da diese Energien in den Zentralgebieten der Galaxien freigesetzt werden, spricht man auch von Aktiven Galaktischen Kernen. Zu ihnen zählen Objekte wie Radio- und Seyfert-Galaxien, BL-Lac-Objekte, Blazare und Quasare. Obwohl diese Galaxientypen in ihren Spektren sehr unterschiedliche Charakteristika zeigen, haben sie die ungewöhnlich starke Kernaktivität gemeinsam. Seit zehn Jahren etwa wird ein vereinheitlichtes Modell diskutiert, wonach es sich bei diesen unterschiedlich erscheinenden Objekten tatsächlich um einen einzigen Typ handelt, dessen Mitglieder uns lediglich unter unterschiedlichen Blickwinkeln erscheinen.

Am MPIA gehören aktive Galaxien, insbesondere Quasare, zu den Forschungsschwerpunkten. Mit dem Infrarotphotometer ISOPHOT des Weltraumteleskops ISO eröffnete sich die Möglichkeit, aktive Galaxien mit hoher Empfindlichkeit im fernen Infrarot zu beobachten und erstmals auch polarimetrisch zu untersuchen. Erste Ergebnisse stützen nicht nur das Vereinheitlichte Modell, sondern bestätigen auch, daß der Prototyp aller Radiogalaxien, Cygnus A, tatsächlich ein hinter dichten Staubwolken versteckter Quasar ist.

### Das Vereinheitlichte Modell für Aktive Galaxien

Im Rahmen des Vereinheitlichten Modells enthalten alle aktiven Galaxien folgende grundlegenden Komponenten (Abb. II.11, Mitte): Im Zentrum der Galaxie sitzt ein Schwarzes Loch von einigen hundert Millionen Sonnenmassen, das aus der Umgebung Gas und Staub anzieht. Diese Materie sammelt sich zunächst aufgrund ihres Drehimpulses in einer Scheibe um das Schwarze Loch an. Durch Reibung oder andere Vorgänge verliert die Materie an Bewegungsenergie und strudelt auf spiralförmigen Bahnen langsam in das Schwarze Loch hinein. Hierbei entsteht in dem heißen Gas hochenergetische

Strahlung, die ins All entweichen kann. Unterstützt durch starke Magnetfelder, können gleichzeitig senkrecht zur Scheibenebene zwei Gasstrahlen in Richtung beider Pole nahezu mit Lichtgeschwindigkeit ins All hinausschießen. Starke Jets enden weit außerhalb der Galaxie in sogenannten heißen Flecken (Hot Spots), die meist von ausgedehnten Blasen intensiver Radiostrahlung umgeben sind (vgl. Abb. II.11 sowie Jahresbericht 1997, Seite 64). Im Innern der Jets bewegen sich Elektronen fast mit Lichtgeschwindigkeit. Sie laufen dabei auf korkenzieherähnlichen Bahnen entlang der Magnetfeldlinien vom Schwarzen Loch fort und geben vorwiegend in Bewegungsrichtung Synchrotronstrahlung ab. Die Synchrotronstrahlung bildet somit einen Kegel, ähnlich dem eines Autoscheinwerfers, mit dem Jet als Mittelachse.

Im Vereinheitlichten Modell wird nun der Unterschied in den Erscheinungsformen Aktiver Galaxien als rein geometrischer Effekt gedeutet. Schaut man nämlich unter unterschiedlichen Blickwinkeln auf diese Systeme, so liefern unterschiedliche Bereiche die wesentlichen Anteile der beobachteten Strahlung.

Weist einer der Jets unmittelbar auf den Beobachter hin, so dominiert die von den Elektronen emittierte Synchrotronstrahlung das Spektrum. Objekte mit diesen spektralen Merkmalen heißen BL-Lacertae-Objekte und Blazare. Blazare – ein Wortkonstrukt aus BL-Lacertae und Quasar – zeichnen sich vor allem durch eine rasche Variabilität ihrer Strahlung aus. Sie wird auf Schwankungen beim Ausstoß der Jet-Teilchen aus dem Kern zurückgeführt.

Schaut man unter einem größeren Winkel auf die Jetachse, so dominiert die Strahlung der Hot Spots und Radioblasen, wie in der Mehrzahl der Quasare mit Radioemission und in Radiogalaxien beobachtet.

Allerdings emittiert ein großer Teil der Quasare und anderer Aktiver Galaxien nur schwache oder gar keine Radiostrahlung. Man spricht hier von radioleisen Quasaren. Um auch dieses Erscheinungsbild im Rahmen des Vereinheitlichten Modells zu erklären, mußte man die Existenz einer weiteren Komponente postulieren: eines dicken Staubrings, der das Schwarze Loch und die zentrale Scheibe umgibt. Schaut man direkt auf die Kante dieses Torus, so verdeckt er das Schwarze Loch und den zentralen Bereich der Scheibe. In diesem Fall können wir auch die für Quasare typische optische und ultraviolette Strahlung nicht registrieren.

Dieses Vereinheitlichte Modell gilt in Fachkreisen als sehr attraktiv, da es die Vielzahl Aktiver Galaxien auf ein einfaches Grundschema zurückführt. Es gilt aber keineswegs als gesichert. Zum einen sind die zentralen Komponenten, vornehmlich die Akkretionsscheibe und der sie umgebende Staubring, so klein, daß sie selbst mit höchstauflösenden Instrumenten nicht direkt erkennbar

sind. Es gibt lediglich indirekte Hinweise auf die Existenz eines absorbierenden Mediums (wahrscheinlich Staub) in der Umgebung des zentralen Schwarzen Lochs. Über dessen räumliche Anordnung läßt sich aber keine sichere Aussage machen. Zum anderen erscheint einigen Astronomen das Modell als zu stark vereinfachend. Es berücksichtigt nämlich nicht, daß sich die zentrale Maschinerie in verschiedenen Objekten in unterschiedlichen physikalischen Zuständen befinden kann. So können beispielsweise die Staubscheiben unterschiedliche Temperaturen besitzen und damit Strahlung unterschiedlicher Intensität und Wellenlänge aussenden. Oder die Aktivität im Jet nahe des Schwarzen Lochs kann signifikant schwanken, was sich auf die Emission der Jet-Teilchen auswirkt.

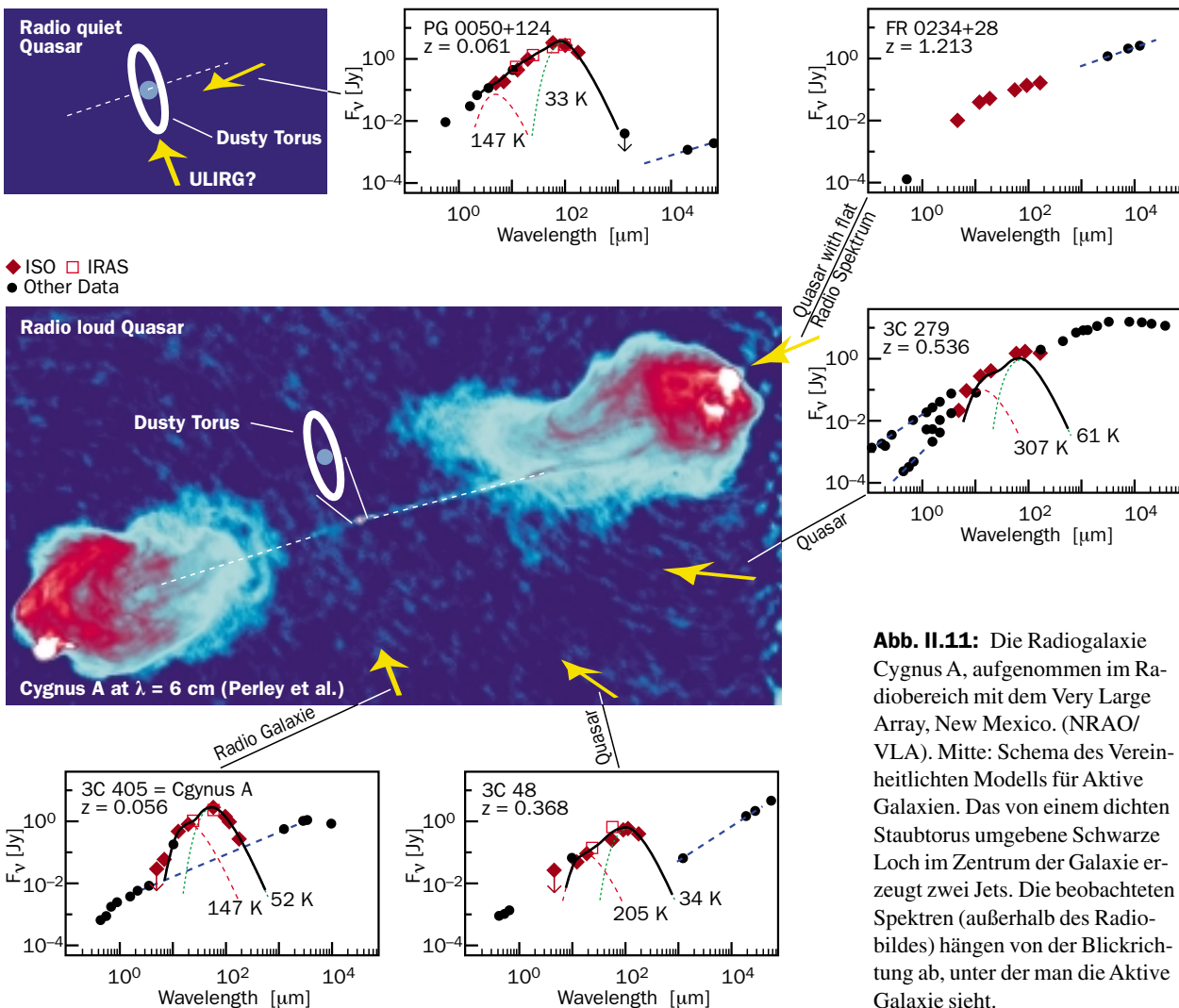
**Beobachtungen mit ISOPHOT im fernen Infrarot**

Das Vereinheitlichte Modell läßt sich unter anderem mit Ferninfrarot-Beobachtungen überprüfen. Der Stauring absorbiert nämlich die optische und ultraviolette Strahlung aus dem zentralen Bereich und erwärmt sich.

Dadurch gibt er selbst thermische Strahlung im fernen Infrarot ab. Dies geschieht in alle Richtungen gleichmäßig, da der Staub für Strahlung in diesem Wellenlängenbereich durchsichtig ist. Das heißt, während die Anteile von Synchrotron- und optischer Strahlung mit dem Blickwinkel variieren, sollten im fernen Infrarot alle Objekte die gleichen Merkmale des Staubtorus aufweisen.

Die vom Jet und von der Staubscheibe ausgesandte Strahlung unterscheidet sich aufgrund des unterschiedlichen Entstehungsmechanismus auf ganz charakteristische Weise. Der Staub gibt Wärmestrahlung ab. Der Intensitätsverlauf entspricht daher einer Planck-Kurve mit einem ausgeprägten Maximum, dessen Lage ausschließlich von der Staubtemperatur abhängt. Die in Magnetfeldern beschleunigten Elektronen in den Jets senden hingegen nicht-thermische Synchrotronstrahlung aus. Ihre Intensität steigt mit zunehmender Wellenlänge monoton an.

Bei der Unterscheidung zwischen thermischer und nicht-thermischer Strahlung kommt dem Infrarotbereich eine zentrale Bedeutung zu: Bei Staubtemperaturen von einigen hundert bis einigen zehn Kelvin liegt das Strahlungsmaximum bei einigen zehn bis etwa zweihun-



**Abb. II.11:** Die Radiogalaxie Cygnus A, aufgenommen im Radiobereich mit dem Very Large Array, New Mexico. (NRAO/VLA). Mitte: Schema des Vereinheitlichten Modells für Aktive Galaxien. Das von einem dichten Staubscheibe umgebene Schwarze Loch im Zentrum der Galaxie erzeugt zwei Jets. Die beobachteten Spektren (außerhalb des Radiobildes) hängen von der Blickrichtung ab, unter der man die Aktive Galaxie sieht.

dert Mikrometern, also gerade in dem von ISO abgedeckten Bereich. Beobachtungen in diesem Bereich erlauben eine zuverlässige Aussage darüber, ob die empfangene Infrarotstrahlung von der Staubscheibe oder aus den Jets kommt. Zur Untersuchung dieser Frage haben Astronomen des MPIA mit Kollegen der Universität Bochum und des MPI für Radioastronomie in Bonn über 70 ausgewählte Quasare und Radiogalaxien im Bereich von 4.8 bis 200  $\mu\text{m}$  mit ISO beobachtet. Erste Ergebnisse auf der Basis von zehn repräsentativen Objekten stützen das Vereinheitlichte Modell.

Bei den drei radioleisen Quasaren (PG 0050+124, PG 1206+459 und PG 1634+706) und dem Radioquasar 3C 48 weist der Intensitätsverlauf eindeutig Maxima im Bereich zwischen 60 und 100  $\mu\text{m}$  auf (Spektralverläufe in Abb. II.11). Der gesamte Spektralverlauf läßt sich bei ihnen am besten mit thermischer Strahlung eines Staubtorus erklären. Die abgeleiteten Temperaturen liegen dann zwischen 30 K und 600 K, die gesamten Infrarotleuchtkräfte reichen von  $7 \cdot 10^{11}$  bis zu  $10^{14}$  Sonnenleuchtkräfte. Dies läßt sich im Rahmen des Vereinheitlichten Modells so erklären, daß wir hier entlang der Symmetrieachse oder in schrägem Winkel auf das System schauen. Die drei radioleisen Quasare besitzen keinen Jet und geben dementsprechend auch keine Synchrotronstrahlung ab, während wir bei 3C 48 sowohl Synchrotronstrahlung vom Jet als auch thermische Strahlung des Staubtorus empfangen (Abb. II.11, rechts unten).

Bei den Blazaren zeigte sich hingegen kein ausgeprägtes Intensitätsmaximum. Hier schließt sich der Intensitätsverlauf im fernen Infrarot nahtlos an die Synchrotronemission im Radiobereich an. Ganz offensichtlich dominiert hier die nicht-thermische Strahlung aus dem Jet, wie man es erwartet, wenn man nahezu auf den Jet blickt. Der Infrarotfluß ist mit  $10^{14}$  Sonnenleuchtkräften sehr hoch – deutlich höher als die typische Leuchtkraft eines Staubbrings, wie er in den radioleisen Quasaren gefunden wurde. Das heißt, auch in den radioleisen Quasaren kann durchaus ein Staubring mit etwa  $10^{12}$  Sonnenleuchtkräften existieren, wie man es nach dem Vereinheitlichten Modell erwarten würde. Er wird aber von der Jet-Emission überstrahlt.

Zwei Objekte überraschten zudem mit interessanten Details: Der Quasar 3C 279 besitzt ein Intensitätsmaximum zwischen 20 und 60  $\mu\text{m}$  Wellenlänge, das deutlich über das glatte Synchrotronpektrum des Jets hinausragt. 3C 279 ist im optischen und im Radiobereich als äußerst variable Quelle bekannt und zeigt extreme Ausbrüche im Gammabereich, die man Aktivitäten im Jet zuschreibt. Andere Langzeitbeobachtungen deuten nun darauf hin, daß sich dieser Quasar zur Zeit der ISO-Beobachtungen in einer ruhigen Phase mit geringer Jet-Emission befand. Dies hatte zur Folge, daß die Infrarotstrahlung des Rings die Strahlung des Jets übertraf und dadurch überhaupt erst nachweisbar wurde.

Die klassische Radiogalaxie Cygnus A zeigt, wie auf Grund des Vereinheitlichten Modells erwartet, ein

Infrarotspektrum, das dem des radioleisen Quasars 3C 48 sehr ähnelt. Die thermische Staubstrahlung besitzt Maxima bei Temperaturen um 147 und 52 Kelvin und ihre Leuchtkraft beträgt  $5 \cdot 10^{11}$  Sonnenleuchtkräfte. Das deutet darauf hin, daß auch Cygnus A ein Quasar ist, dessen Kerngebiet von dichten Staubwolken verdeckt ist.

Trotz dieser ersten sehr schönen Ergebnisse bleibt abzuwarten, ob sich das Vereinheitlichte Modell auch auf die anderen mit ISOPHOT beobachteten Radiogalaxien in seiner einfachsten Form anwenden läßt.

### Polarimetrie des Quasars 3C 279

3C 279 ist ein häufig beobachteter Quasar, dessen Spektrum vom Gamma- bis zum Radiobereich bekannt ist. Eine bis vor kurzem noch bestehende Lücke im Ferninfraroten konnte nun mit den ISOPHOT-Messungen geschlossen werden. Dieses Objekt war schon früher aufgefallen, weil es innerhalb einiger Wochen oder Monate starke Intensitätsschwankungen zeigte: im Gammabereich bis zu einem Faktor 20, im Bereich vom UV bis ins Infrarote bis zu einem Faktor 10. Interessanterweise läßt sich bei ihm im Radiobereich lediglich ein Jet nachweisen. Sehr wahrscheinlich besitzt er tatsächlich zwei Jets, wobei der zweite für uns nicht sichtbar ist. Dies läßt sich im Rahmen der heutigen Jet-Theorie leicht erklären. Wenn sich Elektronen in einem Magnetfeld mit nahezu Lichtgeschwindigkeit bewegen, senden sie die Synchrotronstrahlung lediglich in einem schmalen Kegel in Richtung ihrer Bewegung aus. Die Strahlung breitet sich also ähnlich wie ein Scheinwerfer längs der Jet-Achse aus. Dies hat zur Folge, daß wir nur dann einen Jet sehen, wenn dieser etwa auf uns zu weist.

Diese Vorstellung ließ sich nun erstmals mit Hilfe von Polarimetrie im fernen Infrarot an einem Quasar überprüfen. Polarimetrie ist eine wertvolle Methode zur Erforschung der physikalischen Bedingungen im Jet. Dabei werden grundlegende Eigenschaften der Synchrotronstrahlung genutzt. Elektrisch geladene Teilchen bewegen sich in einem Magnetfeld auf schraubenförmigen Bahnen um die Feldlinien. Da sie hierbei beschleunigt werden, senden sie Synchrotronstrahlung aus. Die Emission erfolgt in der augenblicklichen Bewegungsrichtung in einen Kegel hinein, dessen Öffnungswinkel sich mit zunehmender Geschwindigkeit der Elektronen verringert. Und mit zunehmender Energie der Teilchen verkürzt sich die Wellenlänge. Entscheidend ist nun, dass die Synchrotronstrahlung stark polarisiert ist, das heißt, die elektromagnetische Welle schwingt nur in einer Ebene in der Weise, daß der elektrische Vektor senkrecht zum Magnetfeld liegt. Polarisationsmessungen lassen also Rückschlüsse auf die wirkenden Magnetfelder zu.

Bei 3C 279 waren bereits in verschiedenen Wellenlängenbereichen Untersuchungen dieser Art vorgenommen worden. Im sichtbaren Spektralbereich beispielsweise wurden Variationen des Polarisationsgrades zwi-

schen 4 % und 19 % beobachtet. Auch der Polarisationswinkel änderte sich mit der Zeit. Simultane Beobachtungen im optischen und im Radiobereich während eines Helligkeitsausbruchs haben gezeigt, daß die Polarisation in beiden Bereichen ganz offensichtlich im Innern des Jets entsteht und daß Grad und Winkel der Polarisation variieren. Dies wird im allgemeinen so interpretiert, daß während eines Helligkeitsausbruchs eine Gaswolke aus dem Zentralbereich in den Jet hineinschießt, wobei das Magnetfeld stärker »gebündelt« wird. Als Folge hiervon erhöht sich der Polarisationsgrad.

Mit ISOPHOT gelangen nun erstmals auch Polarisationsmessungen im fernen Infrarot. Zwei Messungen im Abstand von etwa einem Jahr ergaben folgende Meßwerte: Am 26.7.1996 betrug der Polarisationsgrad 23% und der Polarisationswinkel 78 Grad. Am 20. 6. 1997 war die Polarisation auf 6.5 % gesunken und der Winkel hatte sich auf 98 Grad gedreht. Die Quelle hatte also ihren physikalischen Zustand verändert. Nun war die erste Messung ein halbes Jahr nach einem Helligkeitsausbruch erfolgt, wobei die Intensität von Juli bis Dezember weiter absank. Bis zum Juni 1997 war sie bereits wieder angestiegen. Der Quasar hatte demnach eine Helligkeits-

entwicklung vollzogen, wies aber zu den Zeitpunkten der beiden Messungen vergleichbare Helligkeiten im fernen Infrarot auf.

Die schnelle mit ISOPHOT gemessene Variation deutet darauf hin, daß die Infrarotstrahlung aus einem sehr kompakten Raumbereich kommt, vermutlich vom »Fußpunkt« des Jets. Die Astronomen am MPIA und ihre Kollegen vom ISO-Datenzentrum in Villafranca, Spanien, vermuten, daß der Blazar-Kern ein halbes Jahr vor der ersten Messung eine neue Gaswolke ausgestoßen hatte, was zu dem Helligkeitsausbruch geführt hatte. Während die neue heiße Gasblase im Jet nach außen wanderte, wirbelte sie das Magnetfeld durcheinander, das sich daraufhin neu orientierte. Dies äußerte sich in den ISOPHOT-Messungen in veränderten Polarisationswerten. Unterstützt wird diese Interpretation durch Polarisationsmessungen, die etwa gleichzeitig im optischen und im Radiobereich stattfanden. Auf diese Weise war es also ganz offensichtlich gelungen mitzuerleben, wie in der Nähe des zentralen Schwarzen Lochs eine heiße Gasblase erzeugt und in den Jet hineingeschossen wurde.

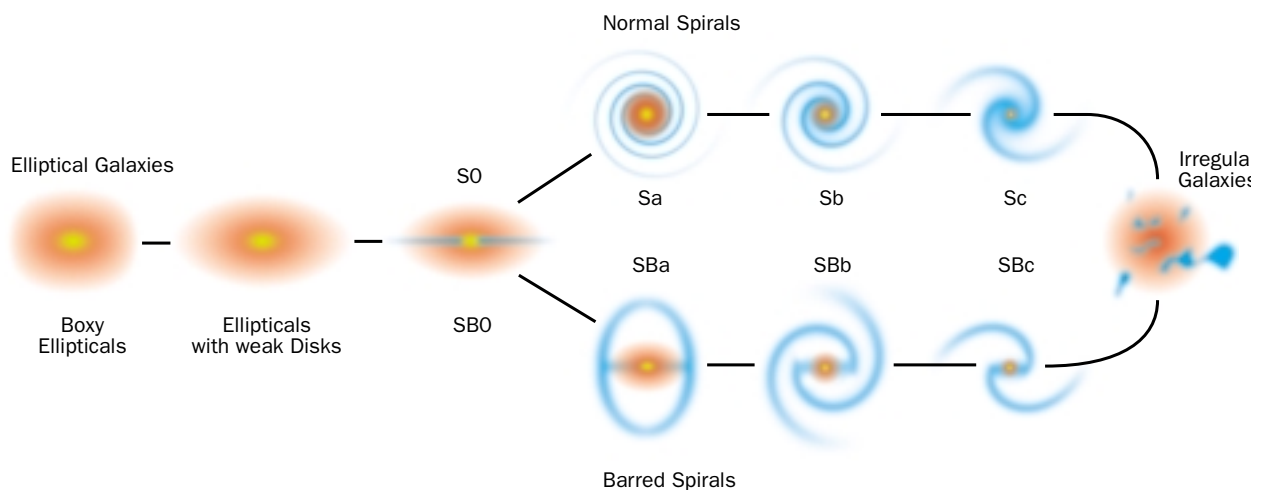
## II.3 Entwicklung von Zwerggalaxien

Eine der fundamentalen astronomischen Erkenntnisse in diesem Jahrhundert betrifft den hierarchischen Aufbau des Universums. Sterne bilden Haufen von einigen zehntausend bis zu vielen tausend Mitgliedern, diese Haufen sind Teil einer Galaxie, und die Galaxien wiederum finden sich in großen Ansammlungen zusammen. Nach Edwin Hubble unterscheiden die Astronomen drei große Galaxienklassen: elliptische und Spiralgalaxien sowie irreguläre Galaxien (Abb. II.12). Auf weitreichenden Himmelsaufnahmen dominieren in einem Galaxienhaufen im allgemeinen große elliptische und Spiralgalaxien mit Durchmessern von einigen hunderttausend Lichtjahren, die bis zu  $10^{12}$  Sonnenmassen enthalten können.

Zwerggalaxien werden in der ursprünglichen Hubble-Klassifikation nicht betrachtet. Diese nur einige tausend Lichtjahre großen Systeme enthalten  $10^6$  bis  $10^{10}$  Sterne und sind wegen ihrer geringen Flächenhelligkeit nur schwer nachweisbar (Abb. II.13). Einige massereiche Zwerggalaxien lassen sich heute noch in der Entfernung des Virgo-Galaxienhaufens beobachten. Die bekanntesten Beispiele sind die beiden Magellanschen Wolken und M 32, ein Begleiter des Andromeda-Nebels.

Zwerggalaxien sind aus mehreren Gründen interessante Forschungsobjekte. So gilt es heute als sicher, daß es wesentlich mehr Zwerggalaxien als große Galaxien gibt. Ihr Anteil an der Gesamtmasse im Universum ist hingegen unbekannt. Einige ihrer bekannten Eigenschaften sind noch weitgehend unverstanden. So weisen die meisten Zwerggalaxien ungewöhnlich geringe Mengen an schweren Elementen auf, und die meisten elliptischen Zwerggalaxien erscheinen diffuser als die großen elliptischen Galaxien.

**Abb. II.12:** Das von Edwin Hubble eingeführte Ordnungsschema der Galaxien.



### Das Modell der »Wolkenflüssigkeit«

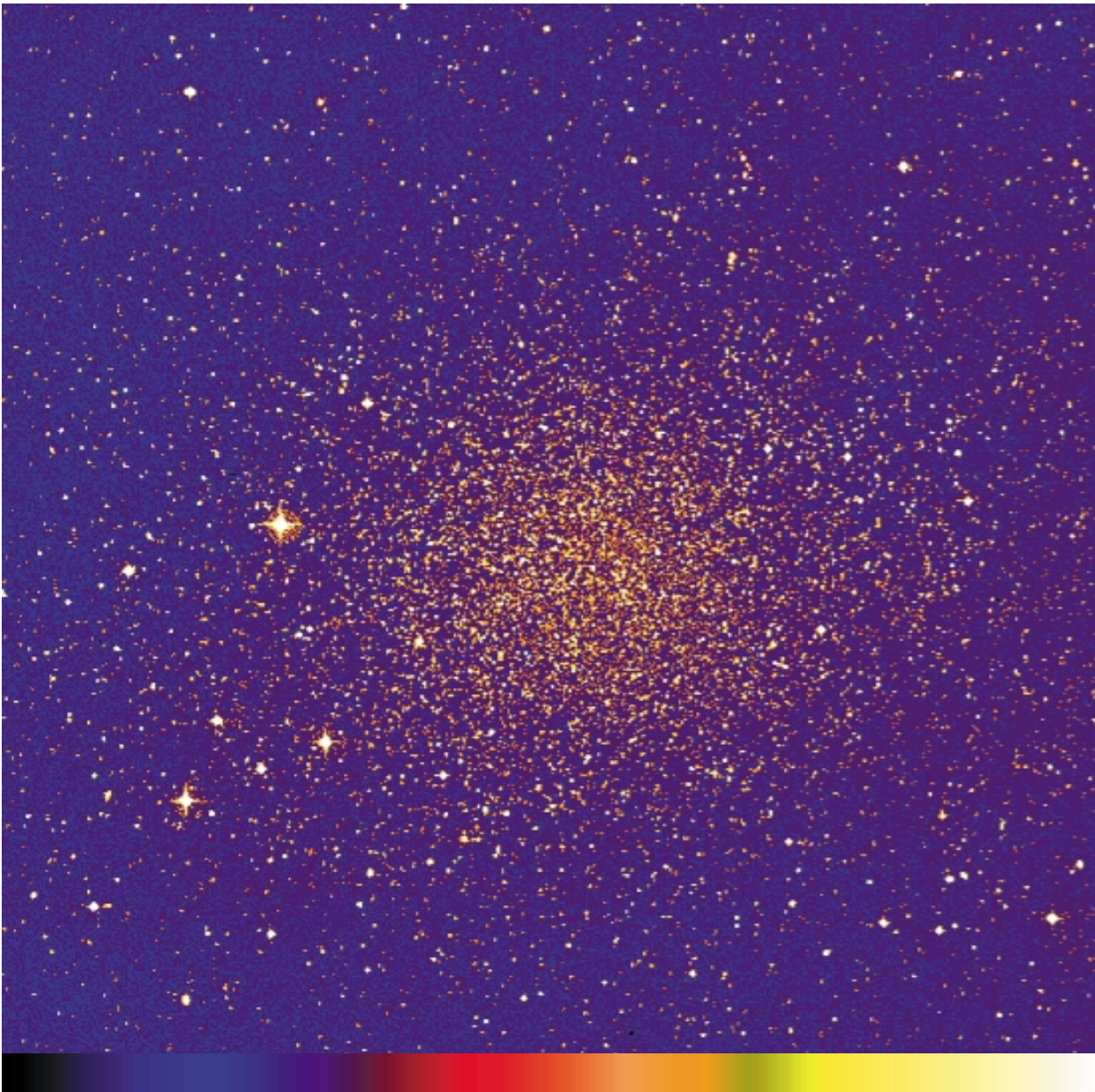
In einer ganzen Reihe von Arbeiten hat die Theoriegruppe am MPIA versucht, einige der angedeuteten Probleme mit Hilfe von Computersimulationen zu untersuchen. Dabei stellte sich heraus, daß, wie schon seit längerem vermutet wird, Supernova-Explosionen das Erscheinungsbild und die Entwicklung von Zwerggalaxien ganz entscheidend prägen. Vergleiche der theoretischen Ergebnisse mit Beobachtungen zeigen, daß wesentliche Eigenschaften der Zwerggalaxien von diesen Modellen bereits richtig wiedergegeben werden, und daß die Forscher die grundlegenden physikalischen Vorgänge offenbar verstanden haben. Einige Punkte lassen sich bereits qualitativ erschließen.

Die großen, massereichen Galaxien, wie unser Milchstraßensystem, verfügen über ein tiefes Schwerkraftpotential, in dem Sterne und Gas um das galaktische Zentrum laufen. Schwerkraft und Zentrifugalkraft sind fast überall im Gleichgewicht. Supernovae wirken sich hierin nur lokal im Bereich einiger hundert Lichtjahre aus, können aber das Gesamtgefüge der Galaxie nicht signifikant beeinträchtigen.

Zwerggalaxien sind wesentlich kleiner, und die vergleichsweise wenigen darin enthaltenen Sterne erzeugen ein viel geringeres Gravitationspotential. Daher wirken sich energiereiche Vorgänge, wie Supernova-Explosionen und intensive Sternwinde, auf das Gesamtbild des Sternsystems viel stärker aus. Die heißen expandierenden Gasblasen der Supernovae wühlen das interstellare Gas gewaltig auf, und an vielen Stellen herrscht ein globales dynamisches Ungleichgewicht. Die Folge: Die Zwerggalaxie wird zerstreut und erhält ein diffuses Aussehen.

Ein zweiter wichtiger Aspekt ist die Dunkle Materie. Bereits seit Mitte der siebziger Jahre deuten Beobach-





**Abb. II.13:** Die sphärische Zwerggalaxie im Sternbild Sculptor.

tungen darauf hin, daß die Galaxien von ausgedehnten Materiehüllen, sogenannten Halos, umgeben sind. Diese Materie ließ sich bislang jedoch nicht direkt nachweisen, ihre Natur ist nicht bekannt. Bemerkbar macht sie sich lediglich durch ihre Schwerkraft: Alle großen Spiralgalaxien rotieren im Bereich der Scheibe wesentlich schneller als man es aufgrund der leuchtenden Materie, Sterne und Gas, erwarten würde. Ursache hierfür ist das zusätzliche Gravitationspotential des aus Dunkler Materie bestehenden Halos. Zwerggalaxien scheinen sogar noch stärker von den dunklen Halos dominiert zu sein als die massereichen Galaxien (vgl. Jahresbericht 1997, S. 73).

### Ergebnisse der Simulationen

Die geschilderten Aspekte, Auswirkungen von Supernovae auf die Struktur der Stern- und Gassysteme und Dominanz eines dunklen Halos, gingen als wichtige Randbedingungen in die am MPIA durchgeführten Modellrechnungen ein. Nun wäre es heute selbst mit den leistungsstärksten Rechnern unmöglich, sämtliche astrophysikalischen Vorgänge im Detail zu simulieren. Zu vielfältig sind die Wechselwirkungen zwischen Gas, Sternen und Dunkler Materie auf räumlichen Skalen von weniger als einem Lichtjahr bis zu einigen hundert Lichtjahren. Stattdessen konzentrierten sich die Theoretiker auf einzelne Prozesse, um deren Auswirkungen auf Morphologie und Entwicklung von Zwerggalaxien zu ermitteln.

In einer dieser Rechnungen ging es darum, das Verhalten des interstellaren Mediums möglichst realistisch zu simulieren. In dieses Modell gingen folgende plausible Grundannahmen ein: Die Sterne und die Dunkle Materie verhalten sich wie ein ideales Gas: Es gibt keine Stöße, und folglich wird keine Energie umgesetzt. Die Wechselwirkung geschieht ausschließlich über die Schwerkraft. Das interstellare Gas verhält sich demgegenüber völlig anders. Hier wirken auch elektromagnetische Kräfte, das Gas expandiert und wird komprimiert, heizt sich auf und kühlt sich ab.

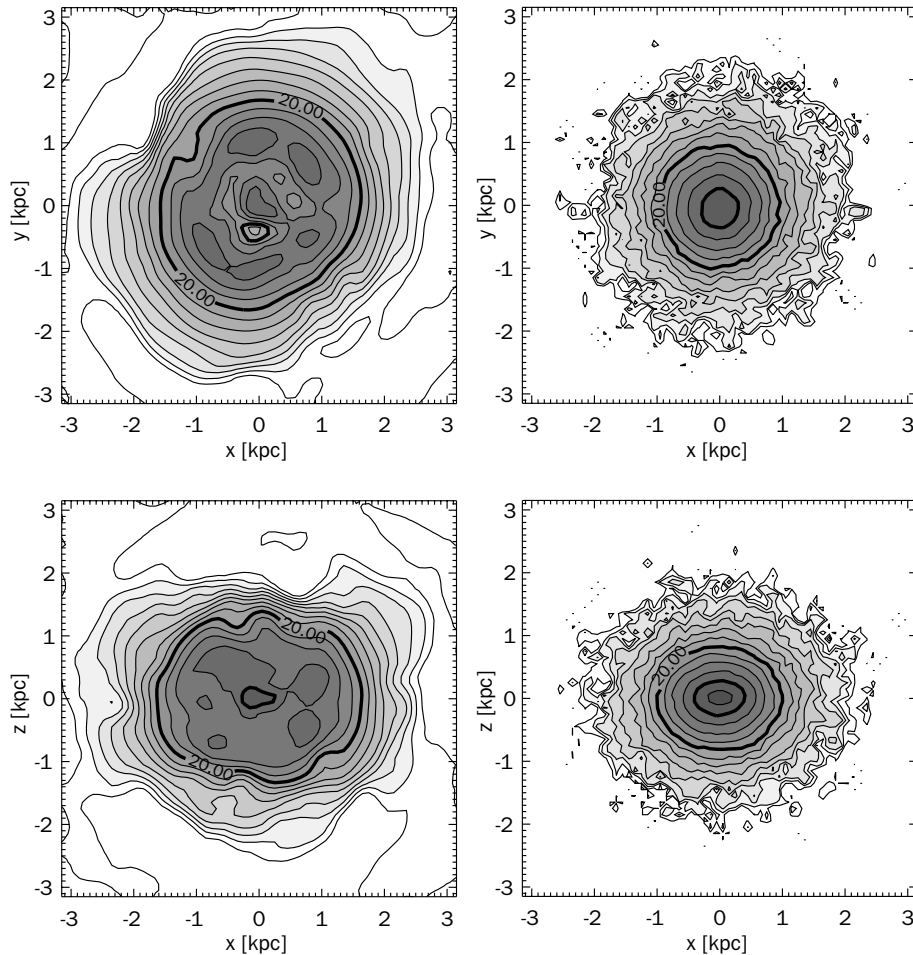
In zahlreichen früheren Modellen wurde das interstellare Medium auf Skalen unterhalb von einigen hundert Lichtjahren zur Einfachheit als diffuse Komponente ohne Strukturen behandelt. Diese Annahme hat sich als nicht gerechtfertigt erwiesen. Beobachtungen von Zwerggalaxien, aber auch unserer Milchstraße, haben gezeigt, daß das Gas stark geklumpt ist und in unterschiedlichen Zuständen existiert. Dementsprechend gingen die Theoretiker am MPIA von einem Zwei-Komponenten-Modell aus, in dem dichte, kühle Wolken (Teilchendichte  $n < 10 \text{ cm}^{-3}$ , Temperatur  $T < 100 \text{ K}$ ) in ein dünnes, heißes Gas ( $n = 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$ ,  $T = 10^6 \text{ K}$ ) eingebettet sind.

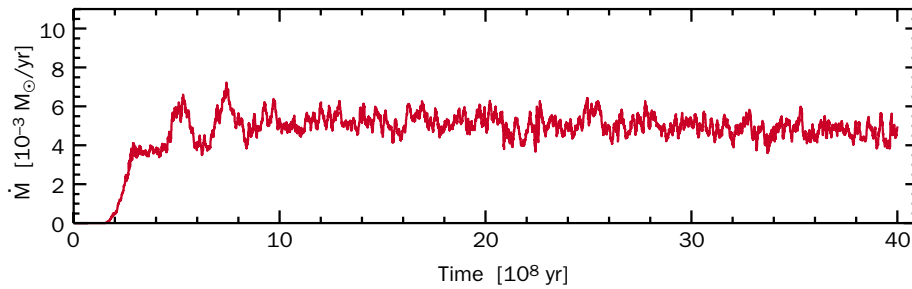
In der Realität entstehen in den dichteren Gebieten Sterne, von denen die massereichen im Laufe von einigen

zehn Millionen Jahren als Supernovae explodieren. Diese Supernovae erhöhen die kinetische Energie des umgebenden Mediums, heizen es auf und verwirbeln es. Diese Materie ist dann die heiße Komponente. Außerdem bewegen sich die Wolken in der Galaxie umher und können miteinander zusammenstoßen. Hierbei verdichten und erwärmen sie sich kurzfristig. Das warme Gas strahlt seine kinetische Energie schnell ab und kühlt sich dadurch wieder ab.

Im Modell wurden diese Vorgänge durch eine geeignete Parametrisierung simuliert. Hierbei müßte jede Wolke individuell betrachtet werden. Aus physikalischer Sicht läßt sich das System jedoch wie eine »Flüssigkeit« behandeln, in der die Wolken als dissipative (Energie umwandelnde) Teilchen agieren. Beobachtungen an großen Spiralgalaxien haben gezeigt, daß diese Wolken bei Massen zwischen  $10^3$  und  $10^6$  Sonnenmassen Radien zwischen 10 und 250 Lichtjahren aufweisen. In Zwerggalaxien besitzen die Wolken zwar eine ganz ähnliche

**Abb. II.14:** Momentaufnahme in der Entwicklung einer Zwerggalaxie nach drei Milliarden Jahren. Während die Flächendichte des Gases (links) eine klumpige Struktur aufweist, sind die Sterne (rechts) im selben Entwicklungsstadium gleichmäßig verteilt.





**Abb. II.15:** Die Sternentstehungsrate steigt in den ersten 100 Millionen Jahren stark an und bleibt dann auf einem etwa konstanten Niveau von ca. 0.003 Sonnenmassen pro Jahr.

Morphologie, weisen aber etwa um das Doppelte größere Durchmesser auf, was die Theoretiker am MPIA in ihrer Simulation berücksichtigten. Die Dichte der Wolken beträgt typischerweise ein Teilchen pro Kubikzentimeter. Bei einer mittleren Relativgeschwindigkeit (Geschwindigkeitsdispersion) der Wolken zueinander von 10 km/s bedeutet dies, daß im Mittel alle zehn Millionen Jahre zwei Wolken kollidieren.

Von entscheidender Bedeutung für die Simulationen war die Berechnung der Heizung und Kühlung der Wolken. Hierbei wurden folgende Faktoren teils empirisch, teils auf Grund theoretischer Überlegungen, berücksichtigt:

- Bei der Kollision zweier Wolken entstehen Stoßfronten, in denen rund 10 % der kinetischen Energie in thermische Energie, also in Wärme, umgewandelt werden.
- Supernovae heizen das Gas ebenfalls auf. Etwa 10 % der gesamten kinetischen Energie einer Supernova werden in kinetische Energie des umgebenden Gases umgesetzt. Ebensoviel tragen noch einmal Teilchenwinde massereicher Sterne bei.
- Die bei der Kollision aufgeheizten Wolken strahlen und kühlen sich wieder ab. Dieser Energieverlust hängt von Dichte und Größe der Wolken sowie von der Relativgeschwindigkeit der Stoßpartner ab.

Ziel der Simulationen war es, die Auswirkungen lokaler Vorgänge im Bereich weniger hundert Lichtjahre auf die globalen Eigenschaften der Zwerggalaxien (im Bereich einiger tausend Lichtjahre) zu ermitteln. Es zeigte sich, daß die Zeitskalen, auf denen die Heiz- und Kühlmechanismen wirken, vergleichbar sind. Das bedeutet, es stellt sich nach einiger Zeit in der Galaxie ein globales dynamisches Gleichgewicht ein.

Die dreidimensionalen Rechnungen erfolgten mit einer Auflösung von 300 und 600 Lichtjahren innerhalb eines Volumens von 20 000 Lichtjahren Kantenlänge. Es wurde angenommen, dass die Zwerggalaxien in einen Halo aus Dunkler Materie eingebettet sind, dessen Ausdehnung und Dichteverteilung aus beobachteten Rotationskurven von Zwerggalaxien abgeleitet wurde. Hieraus ergab sich das als konstant angenommene Gravitationspotential, welches gegenüber dem der Galaxie dominiert. Beim Zusammenstoß zweier Wolken

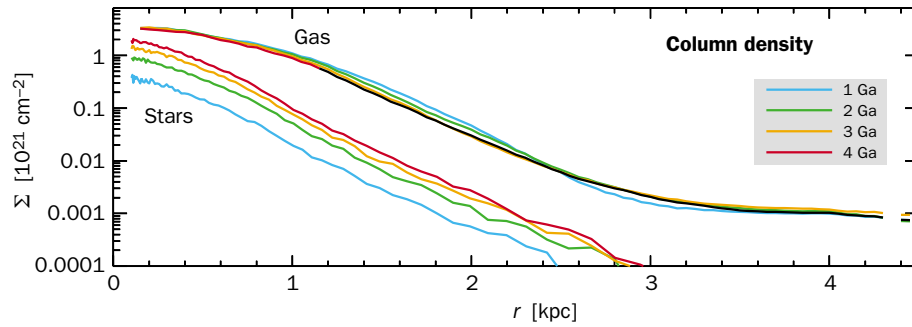
wurde Impulserhaltung angenommen, während ein Teil der kinetischen Energie in neue Sterne umgesetzt wird, die dadurch ebenfalls eine bestimmte Geschwindigkeitsverteilung erhalten. Außerdem wurde angenommen, daß Sterne mit mehr als 8 Sonnenmassen innerhalb von 1 bis 8 Millionen Jahren nach ihrer Entstehung in regelmäßigen Abständen explodieren.

In zwei Standardsimulationen wurde angenommen, daß zu Beginn die kühlen Wolken mit einer Gesamtmasse von  $10^8$  Sonnenmassen in der kugelförmigen Zwerggalaxie mit einem Radius von 6500 Lichtjahren gleichmäßig verteilt sind. Die beiden simulierten Fälle unterschieden sich lediglich in der Wahl der durchschnittlichen Relativgeschwindigkeit der Wolken von 15 km/s und 24 km/s. Es zeigte sich jedoch, daß der genaue Wert keinen großen Einfluß auf das Simulationsergebnis hat. Das Wolkensystem kontrahiert, und es bilden sich die ersten Sterne (Abb. II.14)

Ein interessantes Ergebnis zeigte sich bei der Sternentstehung. In der zu Beginn ausschließlich aus Gas bestehenden Modellgalaxie wächst die Sternentstehungsrate im Laufe von einigen hundert Millionen Jahren an und erreicht dann ein nahezu konstantes Niveau (Abb. II.15). Die mittlere Sternentstehungsrate von 0.0024 Sonnenmassen pro Jahr entspricht durchaus den Beobachtungen – ein wichtiger Anhaltspunkt dafür, daß dieses Modell die wesentlichen Aspekte berücksichtigt. Zum Vergleich: In unserem Milchstraßensystem ist die Sternentstehungsrate mit 2 bis 3 Sonnenmassen pro Jahr rund tausendmal höher. Im Modell variiert diese Rate auf einer Zeitskala von weniger als zehn Millionen Jahren lokal sehr stark, und auch global gibt es Schwankungen um etwa 10 %.

Nach zehn Milliarden Jahren sind erst 25 % des Gases in Sterne umgesetzt. Das heißt, Zwerggalaxien mit  $10^8$  Sonnenmassen, wie die hier betrachteten, befinden sich auch heute noch in dem Gleichgewicht, das sich einige hundert Millionen Jahre nach ihrer Entstehung eingestellt hat, und die Sternentstehung setzt sich mit unverminderter Intensität fort. Dies sind die Zwerg-Irregulären, zu denen auch die Magellanschen Wolken gehören. Das gilt





**Abb. II.16:** Ergebnisse der numerischen Simulation. Die oberen Kurven zeigen den Verlauf der Flächendichte des Gases, die unteren der Sterne mit zunehmender Entfernung vom Zentrum der Galaxie. Die Gaskomponente dominiert, weil die Sternentstehungsrate sehr gering ist. Beide Komponenten weisen einen etwa exponentiellen Abfall auf, wie er auch beobachtet wird. Gezeigt sind die Verläufe nach einer (blaue Kurven), zwei (grün), drei (orange) und vier (rot) Milliarden Jahren.

allerdings nur für eine ungestörte Entwicklung. Es kann aber auch passieren, daß der größte Teil des interstellaren Gases aus dem Innern einer Zwerggalaxie herausgefegt wird (sogenanntes ram pressure stripping), wenn sie eine große Galaxie durchquert. In diesen Systemen entstehen dann keine Sterne mehr, und sie entwickeln sich zu sehr lichtschwachen, diffusen Zwerg-Ellipsen. Die aus den Simulationen abgeleitete Flächendichte der Wolken und Sterne zeigte nach vier Milliarden Jahren, als das System längst im dynamischen Gleichgewicht war, in den äußeren zwei Dritteln ihrer Ausdehnung einen exponentiellen Abfall, so wie er in der Natur auch beobachtet wird. (Abb. II.16)

Dieses prinzipiell sehr einfache Modell der Zwerggalaxien gibt die beobachteten Verhältnisse teilweise recht gut wieder, insbesondere im Hinblick auf die irregulären Zwergsysteme. Allerdings enthalten die Modellgalaxien selbst nach zehn Milliarden Jahren noch sehr viel Gas, im Gegensatz zu den elliptischen Zwerggalaxien, die über keine nennenswerten Gasvorräte mehr verfügen. Beobachtungen haben nun ergeben, daß sich elliptische und irreguläre Zwerggalaxien in der Sternverteilung kaum voneinander unterscheiden. Es liegt daher die Vermutung nahe, daß Zwerg-Ellipsen dadurch entstehen, daß ursprüngliche Zwerg-Irreguläre ihr Gas verlieren. Auf welche Weise dies geschehen kann, sollen zukünftige Simulationen klären.

### Heiße Supernova-Blasen

Wie oben beschrieben, spielen Sternentstehung und Supernovae bei der Entwicklung von Zwerggalaxien eine zentrale Rolle. Die heftigen Vorgänge bei einer Sternexplosion wurden in dem beschriebenen Modell jedoch

nicht im Detail simuliert, vielmehr wurde lediglich die an die Umgebung abgegebene kinetische Energie berücksichtigt. In einer zweiten umfassenden Arbeit ging es um die Frage, was mit der Materie passiert, die von den Supernovae in das interstellare Medium geblasen wird.

Hintergrund dieses Problems sind einige überraschende Beobachtungshinweise. Einer betrifft die Häufigkeit schwerer Elemente in Zwerggalaxien. Kosmologen gehen heute davon aus, daß im Urknall fast ausschließlich die beiden leichtesten Elemente Wasserstoff und Helium entstanden, in ganz geringen Mengen bildeten sich auch Lithium und Beryllium. Gänzlich ausgeschlossen ist es nach der heutigen Theorie, daß so schwere Elemente, wie Kohlenstoff, Stickstoff oder Sauerstoff aus dem Ur-Feuerball hervorgingen. Sie entstanden erst bei Kernfusionsreaktionen im Innern von Sternen und gelangten in deren Endstadium via Teilchenwinde oder Supernova-Überreste ins interstellare Medium zurück. Auf diese Weise wurde das Universum seit seiner Entstehung immer weiter mit schweren Elementen angereichert, bis zu einem Wert, wie er heute in der Sonnenumgebung gilt.

Merkwürdigerweise beträgt in Zwerggalaxien die Häufigkeit der schweren Elemente meist nur etwa ein Zehntel des solaren Wertes, obwohl in ihnen ausreichend viele Supernovae explodiert sein müßten, um mehr schwere Elemente zu produzieren. Haben sich dort aus irgendeinem Grunde schwere Elemente nicht im üblichen Maße gebildet, oder sind sie irgendwohin verschwunden?

Eine mögliche Antwort deuteten Beobachtungen aus den letzten Jahren an, wonach aus einigen Zwerggalaxien interstellares Gas mit hoher Geschwindigkeit zu entweichen scheint. Wäre es also möglich, daß die mit schweren Elementen angereicherten Supernova-Winde aus der Galaxie ausbrechen und in den intergalaktischen Raum entweichen können? Tatsächlich scheint dies in einigen Fällen möglich zu sein.

Modellrechnungen konnten bislang nicht eindeutig klären, unter welchen Bedingungen Gas aus einer Zwerggalaxie ausbrechen und entweichen kann. Die meisten Simulationen verfolgten die Entwicklung der Gasblasen nicht über ausreichend lange Zeiträume hinweg.

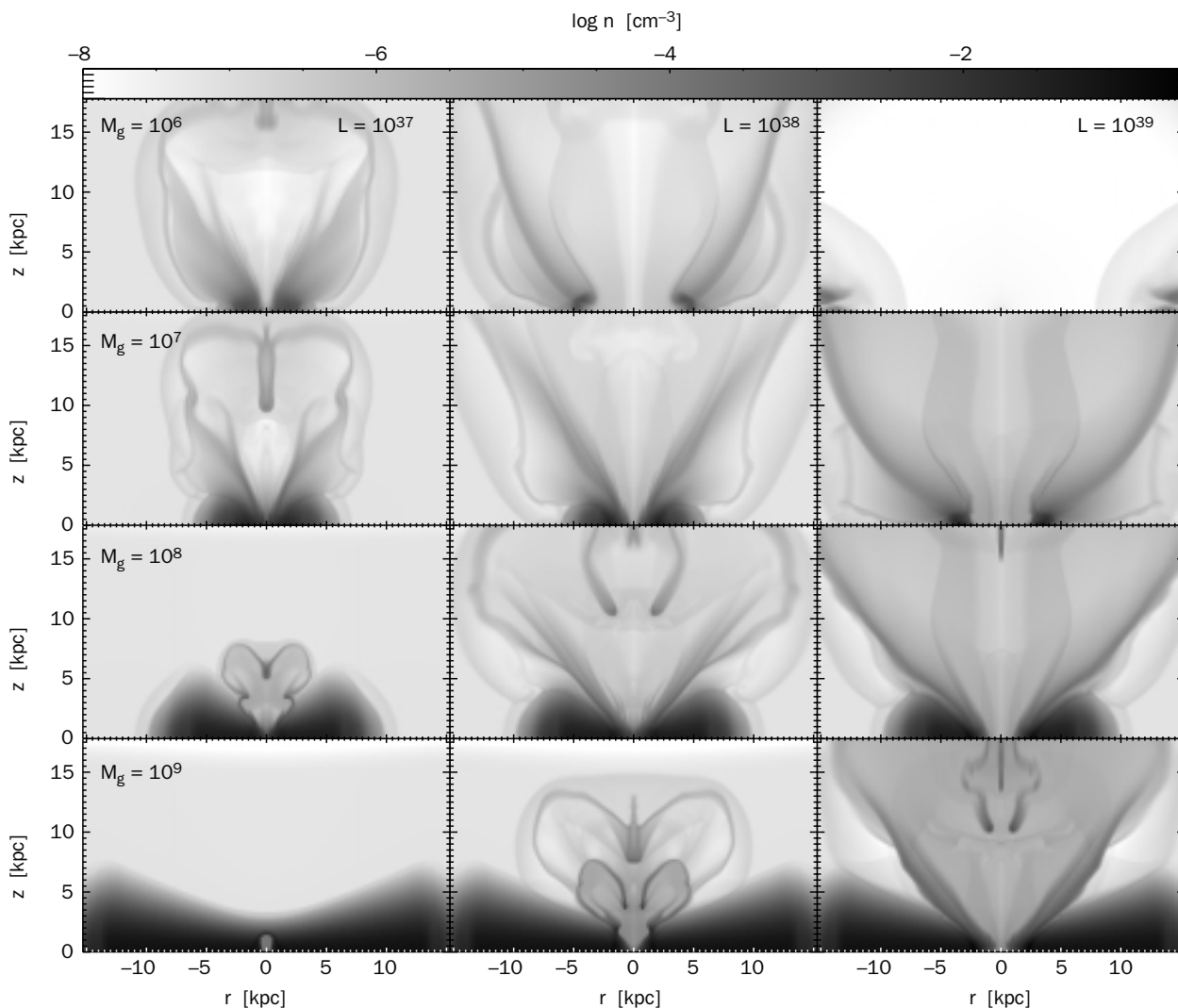
Am MPIA gingen die Theoretiker diesem Problem mit Computersimulationen im Detail nach. Dazu stellten sie

die Zwerggalaxie als dünne Gasscheibe im hydrostatischen und Zentrifugal-Gleichgewicht dar, wie es sich im Gravitationspotential eines Halos aus Dunkler Materie einstellt. (Der Halo wurde als isotherme Sphäre angenommen, was mit den bisherigen Beobachtungen ausreichend genau übereinstimmt.) Explodiert im Innern der Galaxie eine Supernova, so entsteht eine heiße, sich ausdehnende Gasblase, deren Stoßfront das umgebende Gas wie ein Schneepflug vor sich herschiebt. Ist die interstellare Materie homogen verteilt, so expandiert die Blase kugelförmig. In einer Zwerggalaxie nimmt aber die Materiedichte senkrecht zur Scheibenebene rasch ab. Als Folge bewegt sich das Gas senkrecht zur Scheibenebene schneller als in der Ebene. Es entsteht eine Art Düse, durch die das Gas aus der Scheibe ausbrechen kann. Erreicht diese Materie nicht die Entweichgeschwindigkeit, so fällt sie wieder in die Scheibe zurück, ähnlich wie das Wasser eines Springbrunnens. Ist sie aber schnell genug, so entweicht sie für immer in den intergalaktischen Raum. Die Frage, ob, und wenn ja, wieviel Gas einer Supernova der Galaxie entfliehen kann, hängt also entscheidend von zwei Bedingungen ab:

- von dem Schwerkraftpotential der Galaxie,
- von den Bedingungen im interstellaren Medium, die darüber entscheiden, wie schnell sich das Gas ausbreiten kann.

Um diesen Fragen Rechnung zu tragen, wurden mehrere Galaxien mit Massen zwischen  $10^6$  und  $10^9$  Sonnenmassen betrachtet. Bei den dreidimensionalen Simulationen über ein Volumen von  $100\,000 \times 100\,000 \times 65\,000$  Lj<sup>3</sup> mit einer räumlichen Auflösung von 80 Lj wurde Achsensymmetrie angenommen, alle Sterne sollten in einer einzigen Phase im Umkreis von 300 Lj Abstand vom Zentrum entstehen und die nachfolgenden Supernovae sollten innerhalb von 50 Millionen Jahren in konstanten Zeitabständen explodieren. Diese Abstände

**Abb. II.17:** Simulationen der Dichteverteilung des aus Zwerggalaxien entweichenden Gases heißer Supernova-Blasen. Gezeigt ist der Entwicklungsstand nach 100 Millionen Jahren für Galaxien mit Massen zwischen  $10^6$  und  $10^9$  Sonnenmassen und mechanischen Leuchtkräften der Supernova-Winde zwischen  $10^{37}$  und  $10^{39}$  erg/s.



betragen 30000 bis 3 Millionen Jahre, was sich im Modell als Eintrag von kinetischer Energie zwischen  $10^{37}$  erg/s und  $10^{39}$  erg/s berücksichtigen ließ. Dieser Energiebereich entsprach 15 bis 150 Supernovae. Außerdem wurde der Effekt berücksichtigt, daß sich die expandierende Gasblase im Laufe der Zeit abkühlt.

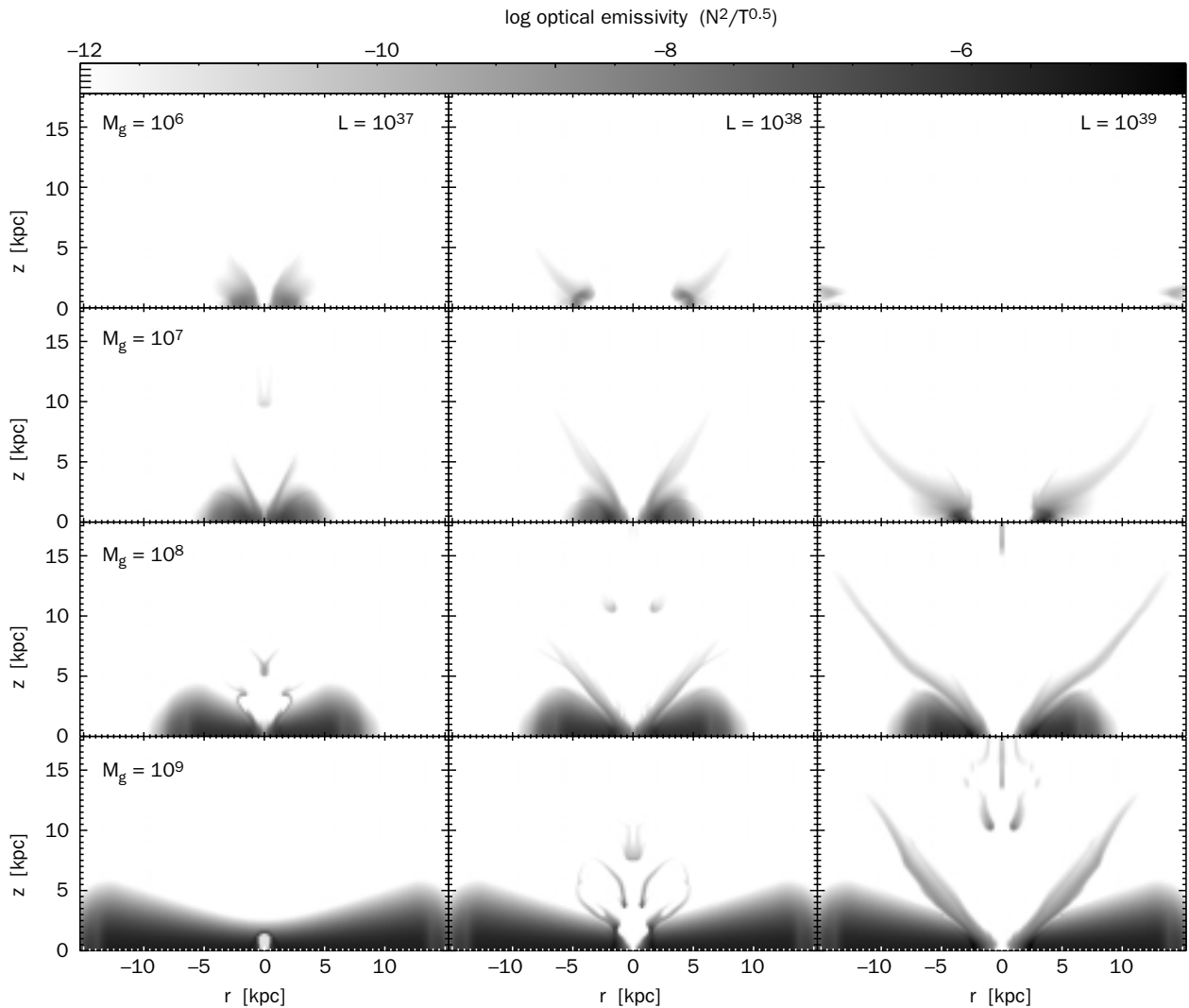
Die einen Zeitraum von 200 Millionen Jahren abdeckenden Simulationen zeigten deutlich, daß das mit schweren Elementen angereicherte Gas der Supernovae in großen Mengen aus den Galaxien entweichen kann. In den massearmen Galaxien bis zu einer Million Sonnenmassen wird durch die Stoßwellen auch interstellares Gas mitgerissen und aus der Galaxie herausgeschleudert (Abb. II.17). Je massereicher ein System ist, desto mehr interstellare Materie verbleibt aber in der Galaxie, und zwar vorzugsweise das kühle, nur geringe Mengen an schweren Elementen enthaltende Gas. Hieraus bilden sich dann neue Sterne mit ebenfalls geringen Anteilen an schweren Elementen.

Weiterhin haben die Simulationen gezeigt, daß die Eigenschaften des Halos aus Dunkler Materie für den Ausgang der Simulationen von entscheidender Bedeu-

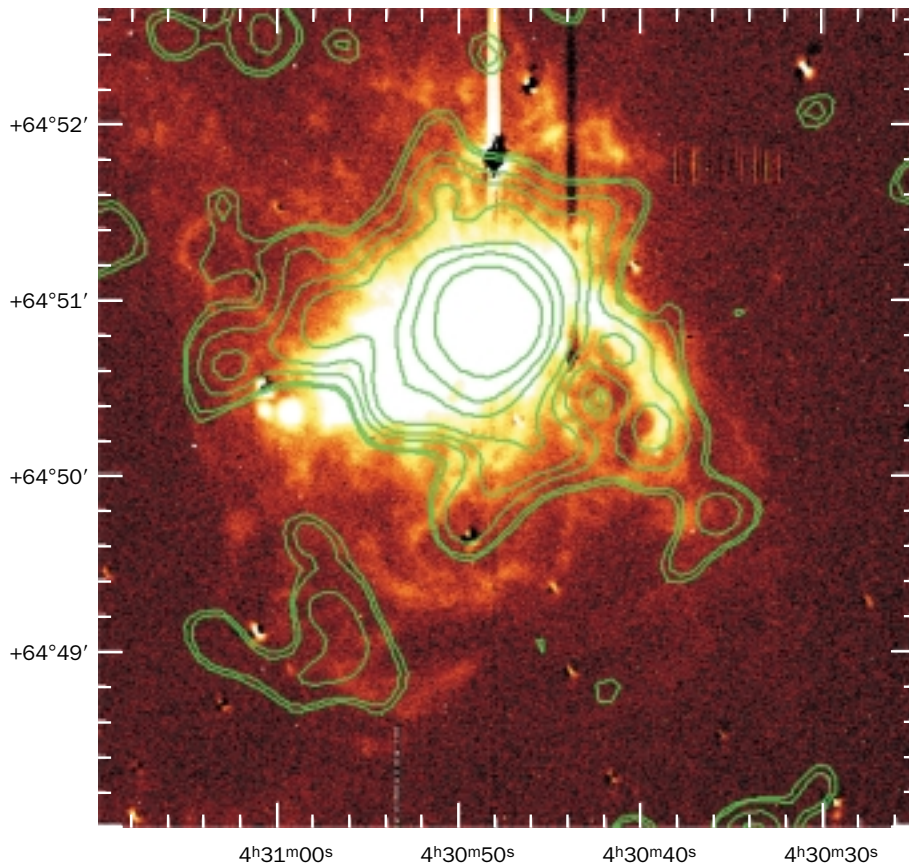
tung sind. Die Dunkle Materie spielt somit eine zentrale Rolle bei der Entwicklung von Zwerggalaxien. Ihre Gesamtmasse und räumliche Dichteverteilung muß daher in Rechnungen dieser Art möglichst sorgfältig berücksichtigt werden.

Interessant ist nun der Vergleich mit den Beobachtungen. Nach den beschriebenen Simulationen sollten zumindest einige Zwerggalaxien von weit ausgedehnten Materiehalos mit einem hohen Anteil an schweren Elementen umgeben sein. Wie ließen sich diese nachweisen? In zwei weiteren Computerläufen wurde versucht, das Strahlungsverhalten dieser mutmaßlichen Halos zu berechnen. Es ergab sich, daß dieses Gas im optischen Wellenlängenbereich im Lichte einiger Emissionslinien schwerer Elemente, aber auch des Wasserstoffs ( $H\alpha$ ),

**Abb. II.17:** Optische Leuchtkraft des aus den Galaxien entweichenden Gases nach 100 Millionen Jahren für Galaxien mit Massen zwischen  $10^6$  und  $10^9$  Sonnenmassen und mechanischen Leuchtkräften der Supernova-Winde zwischen  $10^{37}$  und  $10^{39}$  erg/s.





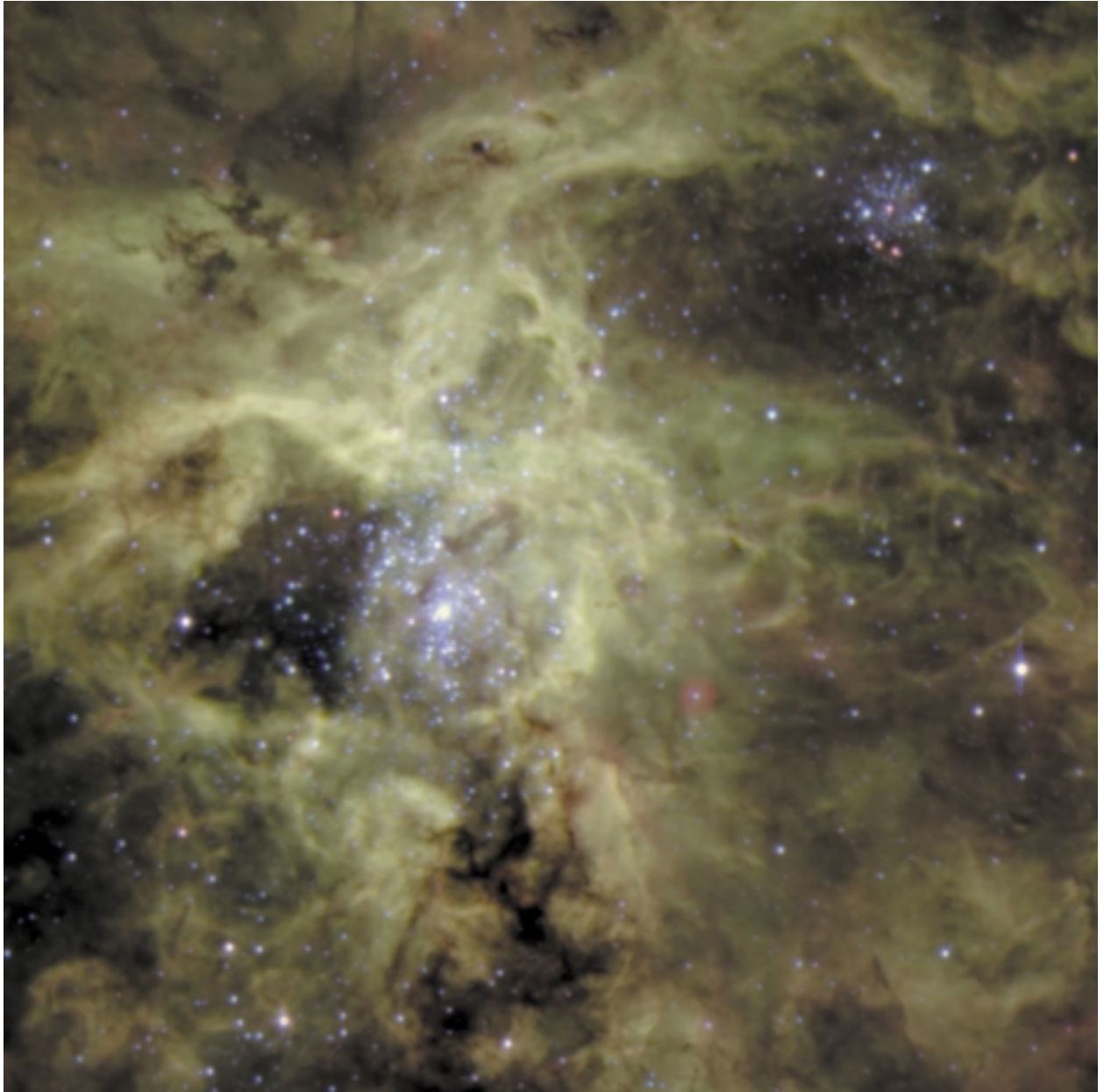


**Abb. II.18:** Die Zwerggalaxie NGC 1569 (optisches Bild) zeigt eine ausgedehnte Röntgenemission heißen Gases (Konturlinien), wie man es von ausströmenden Supernova-Winden erwarten würde. (Bild: Della Ceca)

leuchten sollte. Insbesondere sollten nahe der Galaxie längliche Filamente erkennbar sein: Es sind kühlere Bruchstücke der Blasenränder (Abb. II.18). Die heißeste Gaskomponente sollte überdies Röntgenstrahlung aussenden. Sollte das ausströmende Gas Magnetfelder mit sich ziehen, so wäre auch Radiostrahlung zu erwarten. Sie entsteht, wenn Elektronen entlang der Feldlinien beschleunigt werden.

Tatsächlich wurden in einigen Zwerggalaxien im sichtbaren Bereich riesige Blasen und Filamente gefunden. Beispielsweise ergaben Beobachtungen mit dem japanisch-amerikanischen Satellitenteleskop ASCA Hinweise auf einen Röntgenhalo bei der Galaxie NGC 1569 (Abb. II.19), und im Radiobereich deutet sich an, daß blaue, kompakte Zwerggalaxien von einem rund zehnmal intensiveren Radiohalo umgeben sind, als massereiche Spiralgalaxien.

Vieles spricht also dafür, daß Zwerggalaxien das intergalaktische Medium stark mit schweren Elementen anreichern. Detailliertere Studien müssen diese Theorie noch weiter verfolgen. Die Ergebnisse sind für kosmologische Modelle zur chemischen Entwicklung des Universums von großer Bedeutung.



Ausschnittvergrößerung des Zentralbereichs der 30-Doradus-Region um den Sternhaufen NGC 2070 und den Tarantelnebel (aus Abb. III.3). Der Abbildungsmaßstab beträgt  $1''/8/\text{mm}$ , so

daß die volle Auflösung des Gesamtbildes wahrnehmbar wird. Der dynamische Bereich der Farbdarstellung ist so gespreizt, daß auch die Details der hellsten Strukturen erkennbar sind.

### III Instrumentelle Entwicklung

Entscheidend für die Leistungsfähigkeit eines Teleskops ist nicht nur die Größe des Hauptspiegels – entscheidend ist auch die Wahl des Detektors, der in der Brennebene ein Abbild oder ein Spektrum des anvisierten Himmelsausschnitts registriert. Rund hundert Jahre lang setzten die Astronomen Fotoplatten als Aufnahmemedium ein: Deren Emulsionen besaßen eine sogenannte Quantenausbeute von weniger als einem Prozent, ein Emulsionskristall mußte also von über hundert Lichtteilchen getroffen werden, bevor es eines registrierte.

Seit Beginn der achtziger Jahre verfügen die Astronomen über sogenannte Charge Coupled Devices (CCD). Das sind lichtempfindliche Halbleiter, die je nach Wellenlänge zwischen 60 und nahezu 100 Prozent Quantenausbeute erzielen. Durch ihren Einsatz ließ sich die Empfindlichkeit der Detektoren und damit die Effizienz der Teleskope um das 50- bis 100-fache erhöhen. Diese wenige Quadratzentimeter großen Plättchen sind aus einer Vielzahl lichtempfindlicher Bildelemente (Pixel) zusammengesetzt. Die größten CCDs weisen mehrere Millionen Pixel auf. Das auftreffende Licht erzeugt in jedem einzelnen Pixel eine elektrische Ladung, die zunächst gespeichert wird. Am Ende der Belichtung liest eine spezielle Elektronik den CCD-Chip aus und ein entsprechendes Computerprogramm setzt die registrierte Ladungsverteilung in ein optisches Bild um. Von entscheidendem Vorteil ist dabei, daß die Anzahl der erzeugten Ladungsträger zur auftreffenden Lichtintensität streng proportional ist.

CCDs werden heute bereits in kommerziell erhältlichen Videorekordern und Fotoapparaten 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 unserer Teleskope zum Einsatz kommen.

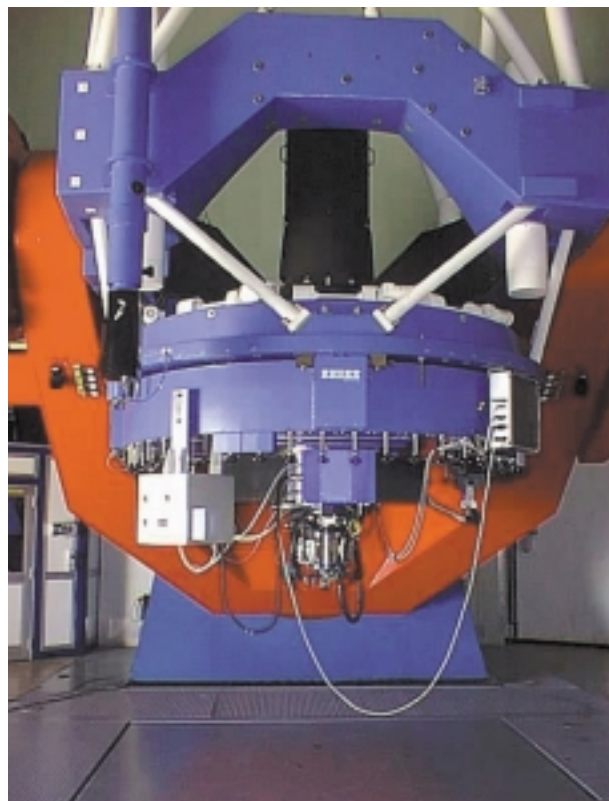
Auch die Instrumente selbst, also die Kameras und Spektralgeräte, sind nicht kommerziell erhältlich, sondern werden individuell entworfen und gebaut. Im allgemeinen spezifiziert der projektleitende Wissenschaftler die erwünschten Eigenschaften des Gerätes. Dann wird der Prototyp in den Werkstätten des MPIA erstellt. Immer wieder kommt es auch zur Zusammenarbeit mit Firmen, die bei 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 Instrumente des MPIA und den aktuellen Stand im Berichtsjahr.

#### WFI – die Weitfeldkamera für La Silla

Im Dezember 1998 konnten Astronomen des MPIA und der ESO am 2.2-Meter-Teleskop auf La Silla eine gemeinsam entwickelte Weitfeldkamera (Wide Field Imager, WFI) erfolgreich in Betrieb nehmen (Abb. III.1). Dieses Instrument besitzt ein außergewöhnlich großes Bildfeld mit einer Kantlänge von 33 Bogenminuten, entsprechend etwas mehr als der Vollmondfläche. Das CCD-Array ist über einen sehr weiten Wellenlängenbereich vom UV (380 nm) bis zum nahen Infrarot (930 nm) empfindlich. Weltweit sind nur vier Kameras mit



**Abb. III.1:** Die Weitfeldkamera am 2.2-Meter-MPG/ESO-Teleskop auf La Silla.

vergleichbarem Gesichtsfeld und Auflösungsvermögen in Betrieb. In puncto Abbildungsgüte und gleichmäßiger Ausleuchtung dürfte der WFI aber unübertroffen sein (Abb. III.2 und III.3, und Titelbild).

Konkurrenzlos ist auch der umfangreiche Filtersatz: Bis zu Schmal- und Mittelbandfilter ermöglichen es, die spektrale Intensitätsverteilung eines jeden Objektes mit einer spektralen Auflösung von etwa 3% abzutasten und die Emission prominenter Nebellinien nachzuweisen. So ist es möglich, für jeden der über 100000 Sterne, Galaxien und Quasare, die sich bis zu einer visuellen Helligkeit von 24 mag im Gesichtsfeld befinden, ein aussagekräftiges Spektrum abzuleiten. Seit Januar 1999 steht der WFI allen Gastforschern auf La Silla zur Verfügung.

Bereits um 1930 entwickelte der deutsche Optiker Bernhard Schmidt ein zur Aufnahme großer Himmelsfelder geeignetes und später nach ihm benanntes Teleskop. Es handelt sich um ein Spiegelteleskop, in dessen Öffnung eine Korrekturoptik eingebaut ist. Sie schafft ein großes komafreies Bildfeld. Heutige Schmidt-Teleskope verfügen zwar über große Bildfelder mit Durchmessern bis zu 15 Grad. Sie besitzen aber verhältnismäßig kleine Öffnungen (Mount-Palomar-Observatorium: 1.0 Meter, Calar Alto: 0.8 Meter) und arbeiten sämtlich mit Fotoplatten, deren Lichtausbeute bei wenigen Prozent liegt. Diese Nachteile umgeht nun die Weitfeldkamera am 2.2-m-Teleskop der ESO/MPG auf La Silla: Hier arbeitet ein 12 cm mal 12 cm großes, empfindliches CCD-Array an einem verhältnismäßig lichtstarken Teleskop. Der Abbildungsmaßstab von 0.24" pro Bildelement ist so gewählt, daß selbst bei sehr gutem Seeing im Detektor kein Auflösungsverlust eintritt.

Die neue Weitfeldkamera nutzt die optischen Qualitäten des 2.2-m-Teleskops in idealer Weise. Ebenso wie sein Zwilling auf dem Calar Alto, verfügt das Teleskop über ein ungewöhnlich weites Bildfeld von optisch einwandfreier Qualität. Astronomen vom MPIA entwickelten Ende 1996 das Konzept der WFI und schlugen es der ESO vor. Schon kurz darauf entschloß man sich, das Instrument als Gemeinschaftsprojekt zu bauen. Der wesentliche Teil der Arbeiten wurde ab Mitte 1997 in der Rekordzeit von anderthalb Jahren abgeschlossen. Im MPIA entstand der gesamte opto-mechanische Teil, bestehend aus der optischen Korrektoreinheit, den Filtern und dem Verschuß. Die Kollegen der ESO erstellten das CCD-Mosaik mit der Kühleinheit und der Auslese-Elektronik.

Der optische Korrektor besteht aus zwei gekitteten Linsentripplis, die in der Brennebene ein absolut ebenes Bildfeld erzeugen. Außerdem vergrößert er das Öffnungsverhältnis (Verhältnis von Brennweite zu Spiegeldurchmesser) von 1/8 auf 1/5.9. Dadurch werden das nutzbare Feld größer und die notwendigen Belichtungszeiten kürzer.

Um ein zeitaufwendiges und risikoreiches Wechseln der Filter zwischen den Belichtungen zu vermeiden,

wurde ein Filtrerrad mit 1.1 Metern Durchmesser gebaut, das bis zu 50 Filter aufnehmen kann. Ein rechnergesteuerter Roboterarm sorgt für den reibungslosen und raschen Wechsel von einem Filter zum anderen.

Als technisch anspruchsvoll erwies sich auch der Verschuß. Die Aufgabe bestand darin, die Kameraöffnung so schnell zu öffnen und zu schließen, daß auch bei kurzen Belichtungszeiten jedes Pixel nahezu gleich lang belichtet wird – bei einem Detektor, der in der Diagonalen 175 mm mißt, ein nicht ganz einfaches Problem. Mit dem WFI sind Belichtungszeiten bis herunter zu 0.1 Sekunden möglich. Für den Bereich unterhalb von einer Sekunde ist die Belichtungszeit für jedes Bildelement bis auf weniger als 1/1000 Sekunde genau, bei längeren Zeiten liegt die Genauigkeit bei 0.1 %.

Das CCD-Array erstellte die ESO. Es wurde aus acht Einzelchips zu jeweils  $2046 \times 4096$  Pixel zusammengesetzt, so daß ein Mosaik mit insgesamt 67 Millionen Pixel entstand. Ein einzelnes Bild umfaßt 140 Mbytes an Daten. Um diese gewaltige Menge auszulesen, benötigt der Computer derzeit nur 27 Sekunden. Übertragen auf das Lesen in einem Buch entspräche dies einer Geschwindigkeit von 1000 Seiten pro Sekunde!

Mit diesen technischen Eigenschaften schließt die neue Weitfeldkamera am 2.2-Meter-Teleskop eine Lücke zwischen den Schmidt-Teleskopen und den Großteleskopen. Daraus ergibt sich auch der zukünftige Anwendungsbereich: die Suche nach seltenen, lichtschwachen Himmelskörpern, wie Supernovae in fernen Galaxien, sehr weit entfernten Quasaren oder Braunen Zwergen, in großen Himmelsarealen. Forscher am MPIA haben bereits mit zwei vielversprechenden Projekten zur Suche nach Quasaren und fernen Galaxien begonnen. Beide Projekte basieren auf den mit dem Projekt CADIS am Calar-Alto-Observatorium gesammelten Erfahrungen, in dem die Suche nach Ur-Galaxien so angelegt ist, daß gleichzeitig auch eine Vielzahl weiterer interessanter Objekte aufgefunden werden kann (vgl. Jahresbericht 1997, S. 18).

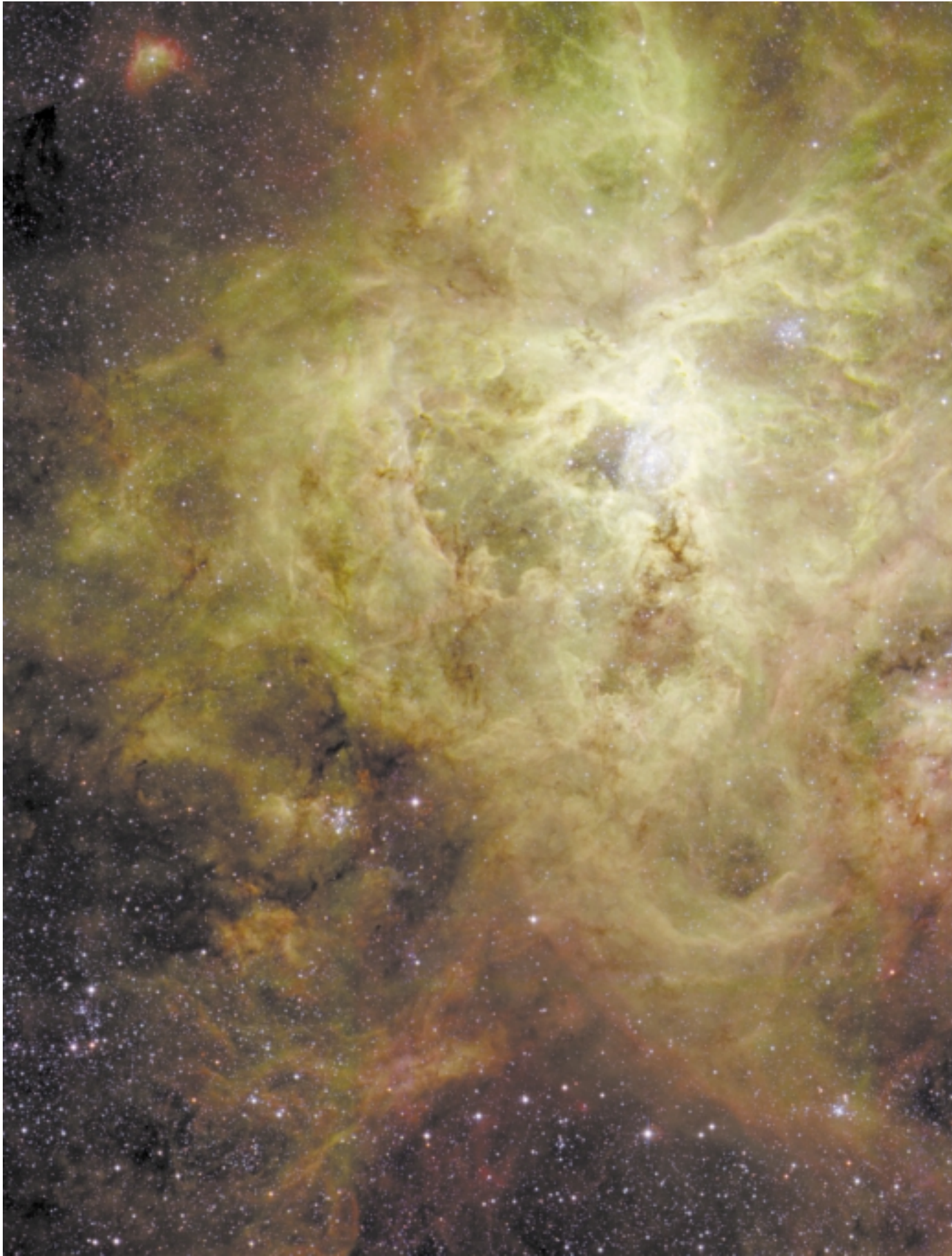
Im Rahmen der Quasar-Durchmusterung soll eine Himmelsfläche von etwa einem Quadratgrad (entsprechend etwa fünf Vollmondflächen) nach Quasaren mit Rotverschiebungen bis zu  $z = 6$  abgesucht werden. Die entferntesten Quasare sehen wir dann zu einem Zeitpunkt, als das Universum nicht einmal ein Zehntel seines heutigen Alters besaß. Schätzungsweise 1000 bis 2000 Quasare wollen die Astronomen auf diese Weise finden. Möglich wird dies, indem sie die Himmelsfelder durch eine Reihe von Filtern aufnehmen. Da die typischen spektralen Eigenschaften der Quasare bekannt sind, lassen sich diese Himmelskörper aufgrund ihrer Helligkeit in den verschiedenen Filteraufnahmen mit großer Sicherheit identifizieren. Berücksichtigt man überdies, daß sich die Spektren mit wachsender Entfernung der Quasare zu immer größeren Wellenlängen verschieben (Rotverschiebung), so kann man aus der Gesamtheit der Aufnahmen auch die Entfernung der einzelnen Quasare bestimmen.



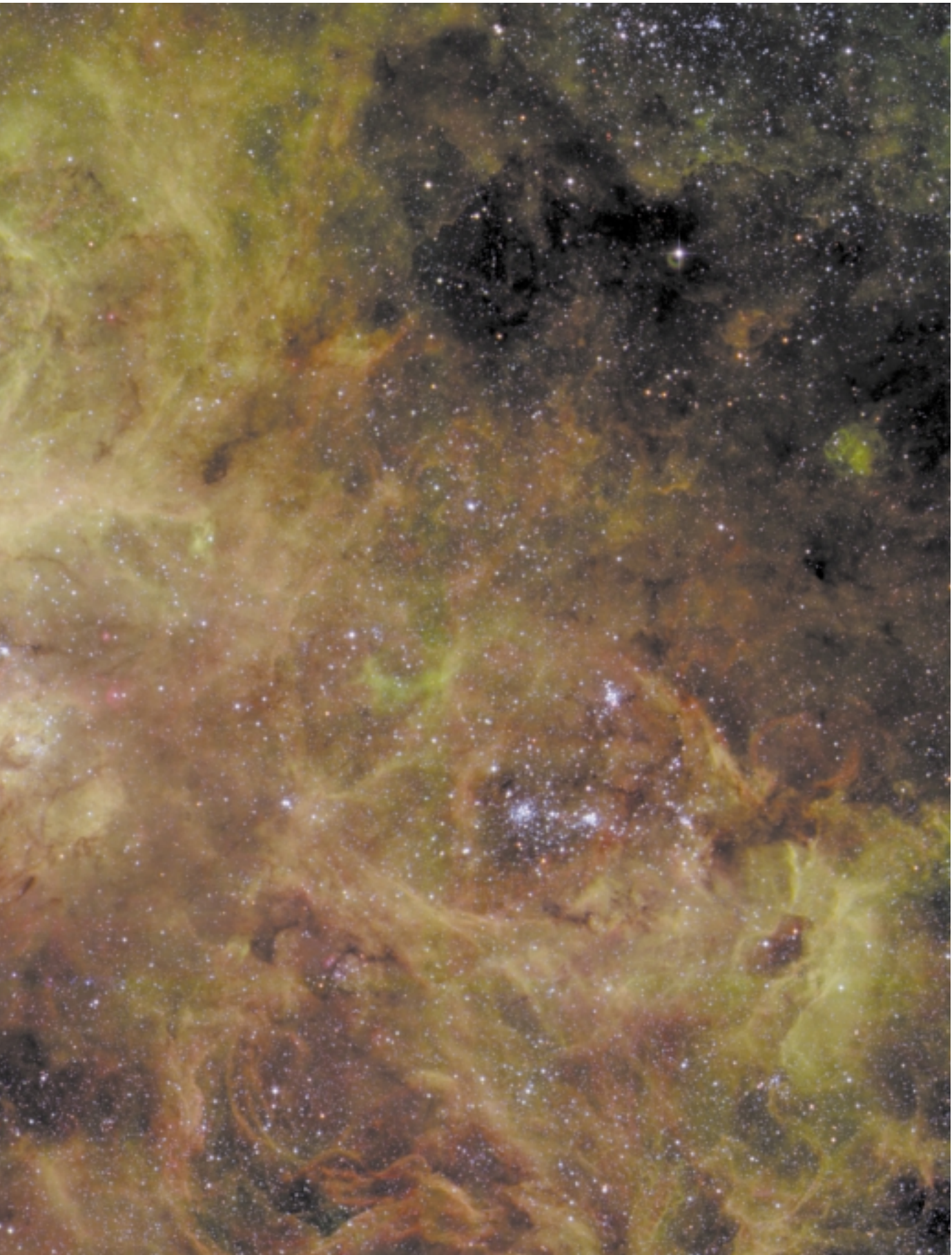


**Abb. III.2 (oben):** Der Mond, aufgenommen mit der neuen Weitfeldkamera.

**Abb. III.3 (nächste Doppelseite):** Dieser Ausschnitt (etwa 70%) einer Aufnahme der 30-Doradus-Region in der Großen Magellanschen Wolke, der aktivsten Sternentstehungsregion in unserer kosmischen Nachbarschaft (der sogenannten Lokalen Gruppe), demonstriert die Bildfeldgröße und die hervorragende Abbildungsqualität der Weitfeldkamera. (vgl. Titelbild)









Ziel dieser Durchmusterung ist es, bis zu einer Grenzhelligkeit von 23 mag im Roten, eine homogen ausgewählte und nahezu vollständige Stichprobe von Quasaren zu erhalten, deren Rotverschiebung, und damit deren Entfernung, allein auf der Grundlage der WFI-Beobachtungen so genau bestimmbar ist, daß sich feststellen läßt, wie sich Anzahl und Leuchtkraft der Quasare im Laufe der Geschichte des Universums entwickelt hat. Die aufgrund unterschiedlicher Suchstrategien strittigen Fragen, wann die Mehrzahl der Quasare aufgeleuchtet ist, wieviel Energie sie abgegeben haben und welcher Zusammenhang zwischen Quasaren und Frühstadien der Galaxienentstehung besteht, sollten sich mit dieser einzigartigen Quasar-Durchmusterung zweifelsfrei beantworten lassen.

Dieselben Aufnahmen lassen sich auch für ein zweites Projekt nutzen, das bereits am MPIA läuft: Die Identifikation von ca. 10000 Galaxien mit Rotverschiebungen um  $z = 1$ . Auch diese Systeme lassen sich aufgrund charakteristischer Helligkeiten in den zahlreichen Farbfilteraufnahmen identifizieren. Sie befinden sich alle in einem Entfernungsbereich von 7 bis 8 Milliarden Lichtjahren. Wir sehen diese Objekte also in einem Zustand, als das Universum erst halb so alt war wie heute. Die Astronomen möchten auf diesem Wege die großräumige Anordnung der Galaxien in Haufen und Superhaufen herausfinden und mit der heutigen Situation im Umkreis unseres Milchstraßensystems vergleichen. In diesem Projekt wird der WFI nur Vorarbeiten leisten, während die nächste Generation der Instrumente am VLT benötigt wird, um für alle Galaxien innerhalb des ausgewählten Volumens von  $1.3 \times 1.3 \times 0.1$  Milliarden Kubiklichtjahren genaue Entfernungen zu bestimmen. Anhand der zahlreichen Galaxien um  $z = 1$  wird man auch die Entwicklung der Galaxienpopulation während der vergangenen acht Milliarden Jahre mit bislang unerreichter Genauigkeit bestimmen können.

Bereits die ersten Aufnahmen mit dem WFI (Abb. III.2, III.3 und Titelbild) haben dessen einzigartige Bildqualität demonstriert. Es ist daher nicht verwunderlich, daß viele Astronomen aus den ESO-Ländern und darüber hinaus das Potential des WFI nutzen wollen. Im Augenblick muß etwa die Hälfte aller beantragten, guten Projekte wegen der begrenzten Beobachtungszeit abgelehnt werden. Das Programmkomitee hat aber beschlossen, etwa 15 % der Zeit am WFI auf ein großes, europäisches Durchmusterungsprojekt zu konzentrieren, dessen Ergebnisse innerhalb weniger Monate allen Astronomen der ESO-Länder zur Verfügung gestellt werden.

Damit ist gewährleistet, daß der WFI seinen Hauptauftrag erfüllen wird: Europas Astronomie in die Lage zu versetzen, in den kommenden fünf Jahren von den einzigartigen Möglichkeiten, die das VLT eröffnet, den optimalen Gebrauch zu machen. Die Forscher des MPIA tragen auf diese Weise im Rahmen ihrer beschränkten finanziellen Möglichkeiten zum wissenschaftlichen Erfolg des europäischen Großprojektes VLT wesentlich bei.

### ALFA – Adaptive Optik mit künstlichem Stern

Im Prinzip hängt das Auflösungsvermögen eines Teleskops, also seine Fähigkeit, zwei nahe beieinander stehende Objekte noch getrennt abzubilden, allein vom Durchmesser des Hauptspiegels und von der Wellenlänge des Lichts ab. Im sichtbaren Bereich (Wellenlänge etwa 550 nm) besitzt ein 3.5-Meter-Teleskop ein theoretisches Auflösungsvermögen, auch Beugungsgrenze genannt, von 0.03 Bogensekunden, bei  $2.2 \mu\text{m}$  ist es mit 0.13 Bogensekunden rund viermal geringer. In der Praxis verschmiert jedoch die Luftunruhe länger belichtete Aufnahmen so stark, daß die Auflösung typischerweise nur noch eine Bogensekunde beträgt. Das heißt, kein Großteleskop erreicht eine bessere Auflösung als ein 15-Zentimeter-Teleskop!

Astronomen und Ingenieure am MPIA haben in Zusammenarbeit mit Kollegen vom MPI für extraterrestrische Physik in Garching ein sogenanntes adaptiv-optisches System für den nahen Infrarotbereich gebaut, das es ermöglicht, die Bildschwankungen während der laufenden Belichtung zu korrigieren (vgl. Jahresbericht 1997, S. 11). Es wurde im Oktober 1996 erstmals am 3.5-Meter-Teleskop auf dem Calar Alto erfolgreich getestet und konnte zwei Jahre später allen Astronomen zur Verfügung gestellt werden.

In der Praxis arbeitet ein adaptiv-optisches System etwa wie folgt (Abb. III.4): Eine ebene Welle des Sternlichts wird beim Durchgang durch die Erdatmosphäre ständig verbogen, ähnlich wie ein Tuch im Wind. Bei der Ankunft im Teleskop weist sie »Berge und Täler« mit Höhen und Tiefen von einigen Mikrometern auf. Im Innern des Teleskops spaltet nun ein Strahlteiler die Welle in zwei Teilstrahlen auf. Während die eine Teilwelle auf einen kleinen 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 die Information an einen Computer weiter. Der Computer rechnet damit aus, wie die Oberfläche des flexiblen, adaptiven Spiegels verbogen werden muß, um die Form der anderen Teilwelle bei der Reflexion zu korrigieren. Umgesetzt werden diese Befehle von kleinen Stellementen an der Rückseite des adaptiven Spiegels. (Bei ALFA fällt die Welle zunächst auf den deformierbaren Spiegel und gelangt erst dann in den Strahlteiler.)

Damit dieses Verfahren funktioniert, muß der Spiegel so schnell adaptiert werden, daß die eintreffenden Wellenzüge nicht bereits anders deformiert sind als der gerade analysierte Wellenzug. Die Theorie zeigt, daß im sichtbaren Bereich etwa 200 Korrekturschritte pro Sekunde nötig sind, bei  $10 \mu\text{m}$  Wellenlänge hingegen nur etwa zehn.

Bereits in der Testphase konnte ALFA seine Leistungsfähigkeit unter Beweis stellen. Im Laufe des Jahres 1998 ließ sich das System noch weiter optimieren. So gelang es, die optische Qualität der Abbildungen, ausgedrückt durch den Strehl-Faktor, um einen Faktor 15 zu

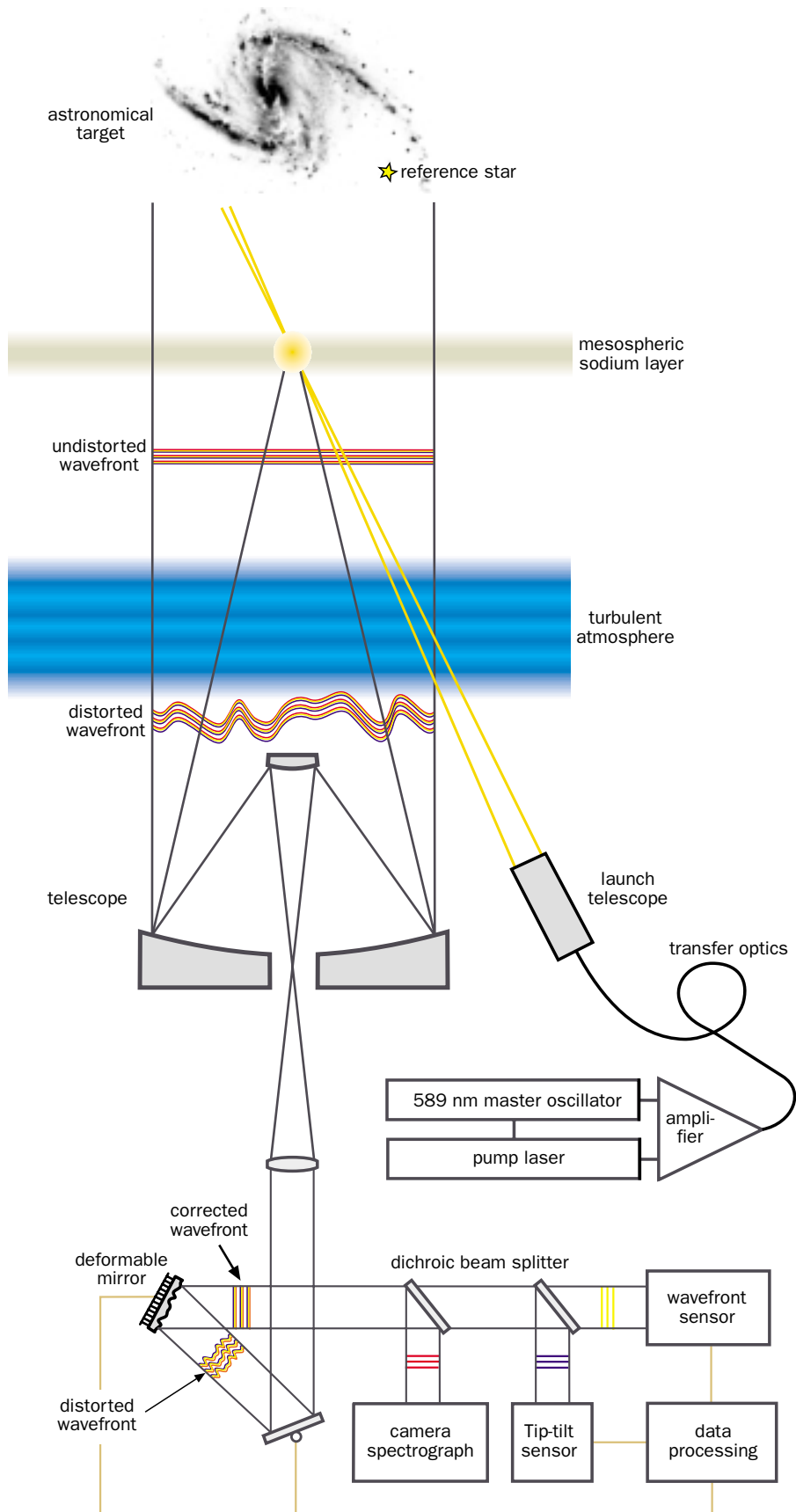
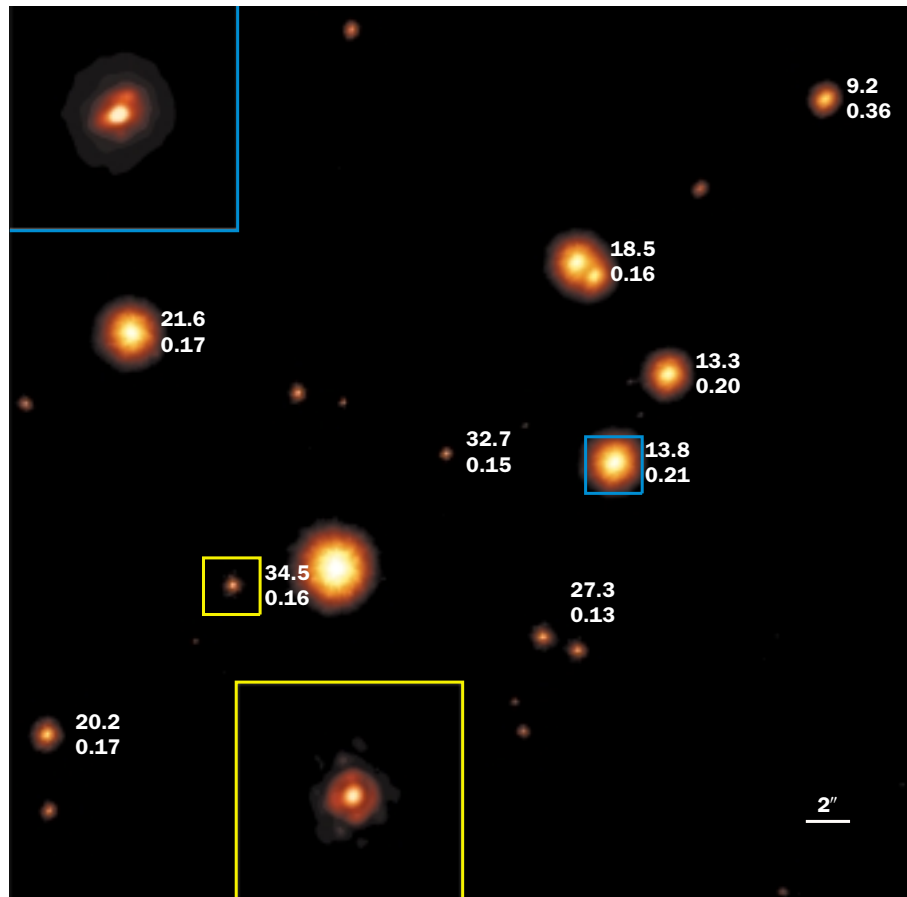


Abb. III.4: Das Prinzip der adaptiven Optik mit Laserleitstern (ALFA).



verbessern. Der Strehl-Faktor bezeichnet das Verhältnis der Lichtintensität im Zentrum einer Sternabbildung zu der Intensität, welche die ideale, beugungsbegrenzte Abbildung hätte. Bei normalem Seeing von einer Bogensekunde liegt der Strehl-Faktor bei etwa 3 %, im Idealfall beträgt er 100 %.

Bei Aufnahmen der berühmten Trapez-Sterne im Orion erzielten die Astronomen mit ALFA bei einer Wellenlänge von 2.2  $\mu\text{m}$  einen Strehl-Faktor von 34 %, bei 1.2  $\mu\text{m}$  von 12 %. Die Aufnahmen besaßen eine Auflösung (Halbwertsbreite der Sternbildchen) von 0."14 bzw. 0."1 (Abb. III.5). Damit erreichten sie nahezu die theoretische Beugungsgrenze von 0."13 bzw. 0."07.

Eine zentrale Rolle spielt bei ALFA der Wellenfrontsensor, der die Lichtwelle analysiert. Damit er schnell genug arbeiten kann, benötigt er einen Stern von mindestens 14. Größe. Ist der abzubildende Himmelskörper selbst hierfür zu lichtschwach, so muß ein anderer gefunden werden, der allerdings von dem interessierenden Objekt nicht weiter als 30" entfernt sein darf. Wenn sich diese Bedingung nicht erfüllen läßt, müssen sich die Astronomen mit einem Trick behelfen: Sie schießen entlang der Teleskopachse einen Laserstrahl zum Himmel. In einer Höhe um 90 Kilometer trifft dieser auf eine mit Natriumatomen angereicherte Schicht (Abb. III.6). Die Wellenlänge des Lasers ist so eingestellt, daß er die Na-

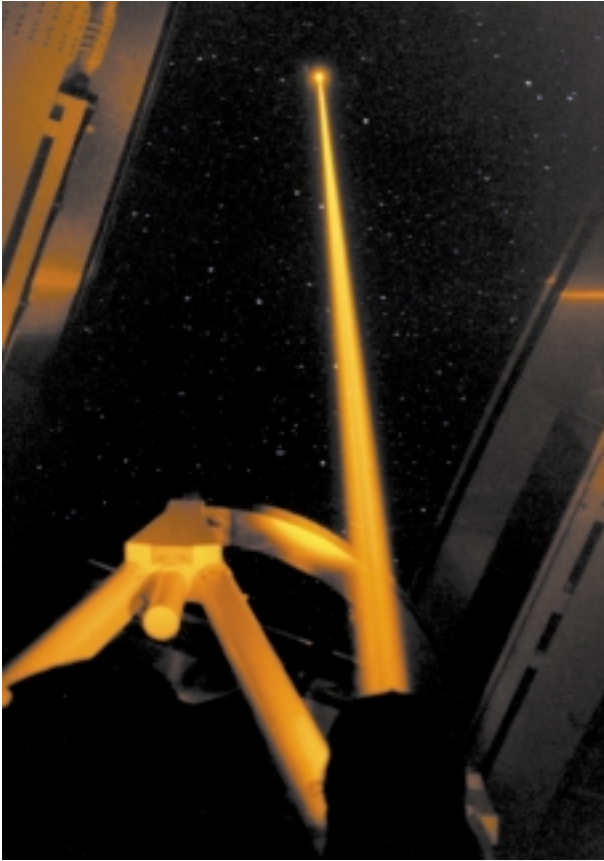
**Abb. III.5:** Aufnahme des Gebietes der Trapez-Sterne im Orion mit ALFA bei 2.2  $\mu\text{m}$ . Die oberen Zahlen geben die Strehl-Zahl der jeweiligen Sternabbildung in Prozent an, die unteren die Halbwertsbreite in Bogensekunden.

triumatome zum Leuchten anregt. Auf diese Weise entsteht über dem Teleskop ein Lichtfleck, ein »künstlicher Stern« der im Idealfall einem Stern 11. Größe entspricht. Er dient der adaptiven Optik während der Bildkorrektur als heller Vergleichssterne.

Mit diesem 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 vergleichbare Instrumente dieser Art. Im August 1998 gelang es weltweit sogar zum ersten Mal, ein extragalaktisches Objekt – die aktive Galaxie UGC 1347 – mit ALFA und dem Laserleitstern abzubilden (Abb. III.7).

Trotz großer technischer Fortschritte ließ sich der Laserleitstern bisher nur in 15 % der möglichen Beobachtungsnächte einsetzen. Hierfür sind mehrere Gründe verantwortlich.

- Nur wenn der Laser direkt zum Zenit weist, kann er einen Stern maximaler Helligkeit erzeugen. Bei grö-



**Abb. III.6:** Der Laserstrahl schießt parallel zur Teleskopachse in den Himmel und erzeugt dort einen »künstlichen Stern«.

- Der Wellenfrontsensor ist innerhalb eines breiten Wellenlängenbereichs von etwa 400 nm bis 900 nm empfindlich. Der Laser hingegen strahlt bei einer einzigen Wellenlänge (monochromatisch), weswegen er dem Sensor lichtschwächer erscheint als ein Stern, der bei der Laserwellenlänge dieselbe Helligkeit besitzt wie der künstliche Lichtfleck.
- Der Laserstrahl muß optimal auf den Wellenfrontsensor fokussiert werden. Diese Anforderung hat sich als besonders kritisch erwiesen. Aberrationen im optischen Laserführungssystem und Luftunruhe in der Teleskopkuppel verschlechtern die Fokussierung.

An dem letzten Punkt wird am MPIA derzeit intensiv geforscht. Außerdem ist es möglich, den künstlichen Stern weiter aufzuhellen, indem man den Laserstrahl zirkular polarisiert. Dadurch erhöht sich der Anteil zum Leuchten angeregter Natriumatome.

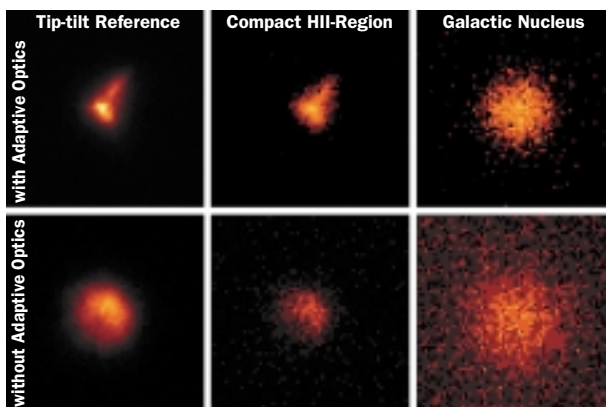
### MOSCA – Multi-Objekt-Spektrograph

MOSCA ist ein Mehrzweckinstrument, das sowohl für Direktaufnahmen als auch für spektrographische Untersuchungen einsetzbar ist. Das Ende 1996 in Betrieb genommene Gerät wird am 3.5-Meter-Teleskop hinter der Bohrung des Hauptspiegels im Ritchey-Chrétien-Fokus installiert. MOSCA ist ein Fokalreduktor, der die tatsächliche Brennweite um einen Faktor 3.7 verringert, was zu einem effektiven Öffnungsverhältnis  $f/2.7$  führt. Er vergrößert damit das Bildfeld auf  $11 \times 11$  Quadratbogenminuten, genug, um auch verhältnismäßig nahe und große Galaxien vollständig abzubilden. Als Detektor dient derzeit ein CCD mit  $2048 \times 2048$  Pixeln, das über einen großen Wellenlängenbereich von 330 nm bis  $1 \mu\text{m}$  hinweg empfindlich ist.

MOSCA ist für Direktaufnahmen mit zwei Filterrädern bestückt, die zusammen 17 Filter aufnehmen können. Weiterhin ist ein sogenanntes Fabry-Pérot-Interferometer 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 (Grism) mit verschiedener spektraler Auflösungen zur Verfügung.

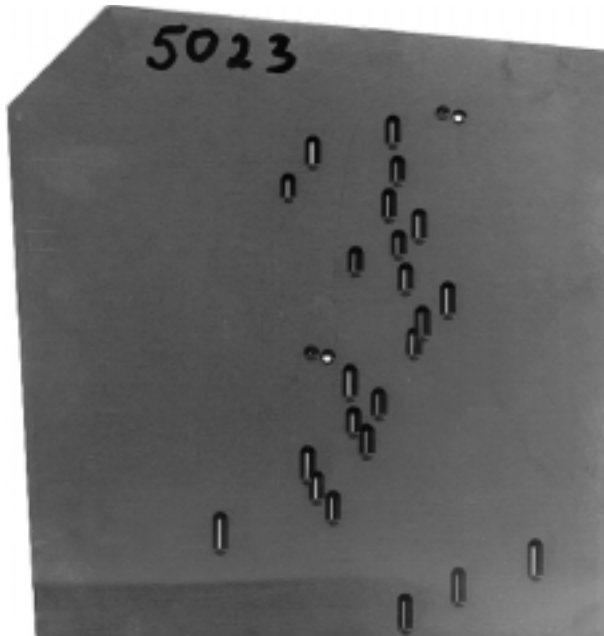
MOSCA wurde im Jahre 1998 vor allem als Multiobjekt-Spektrograph genutzt. In dieser Konfiguration lassen sich von mehreren Himmelskörpern, beispielsweise von Galaxien in einem Haufen, gleichzeitig Spektren aufnehmen. Hierfür wird in die Brennebene eine Metallplatte eingesetzt, in die zuvor an exakt ausgemessenen Positionen Schlitze gefräst wurden (Abb. III.8). Dieses Schlitzmuster entspricht der Verteilung der Galaxien in der Brennebene, so daß man mit einer einzigen Aufnahme von allen Himmelsobjekten gleichzeitig Spektren erhält (Abb. III.9).

Die Masken lassen sich innerhalb weniger Minuten mit einer Präzision von einem Mikrometer in den

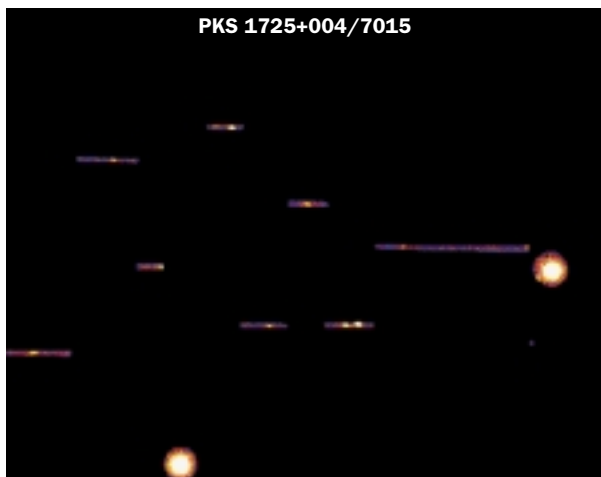


**Abb. III.7:** Aufnahmen der Galaxie UGC 1347 (Mitte und rechts). Oben mit ALFA und Laserleitstern, unten ohne adaptive Optik. Die beiden linken Bilder zeigen den Referenzstern. Auf dem mittleren Bild erkennt man eine kompakte HII-Region in der Galaxie, rechts den Galaxienkern.

Beren Zenitdistanzen (ab 50 Grad) ist die Natriumschicht wesentlich weiter vom Teleskop entfernt, weswegen der künstliche Stern lichtschwächer erscheint. Zur größeren Entfernung kommt die erhöhte Extinktion, wodurch die Helligkeit des künstlichen Sterns weiter absinkt.



**Abb. III.8:** Eine für MOSCA hergestellte Lochmaske.

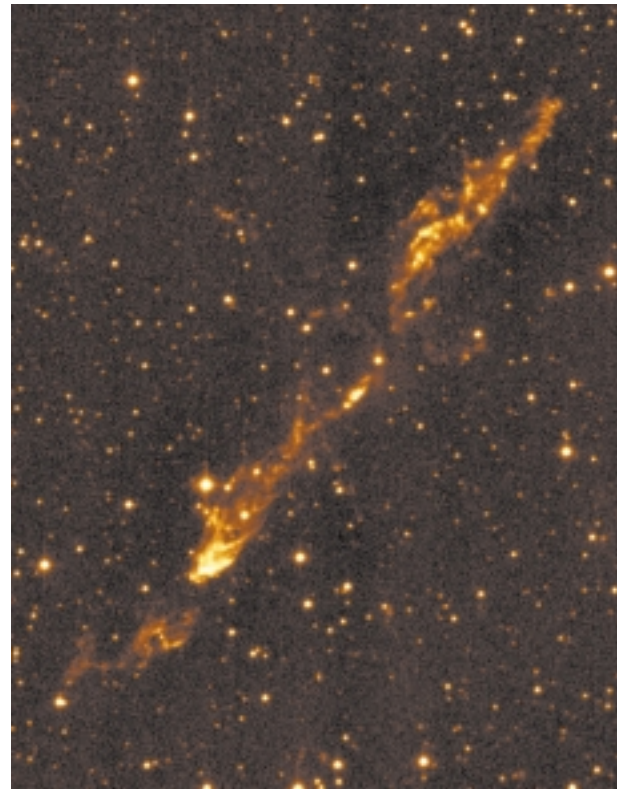


**Abb. III.9:** Mit MOSCA erhaltene Multispektralaufnahme.

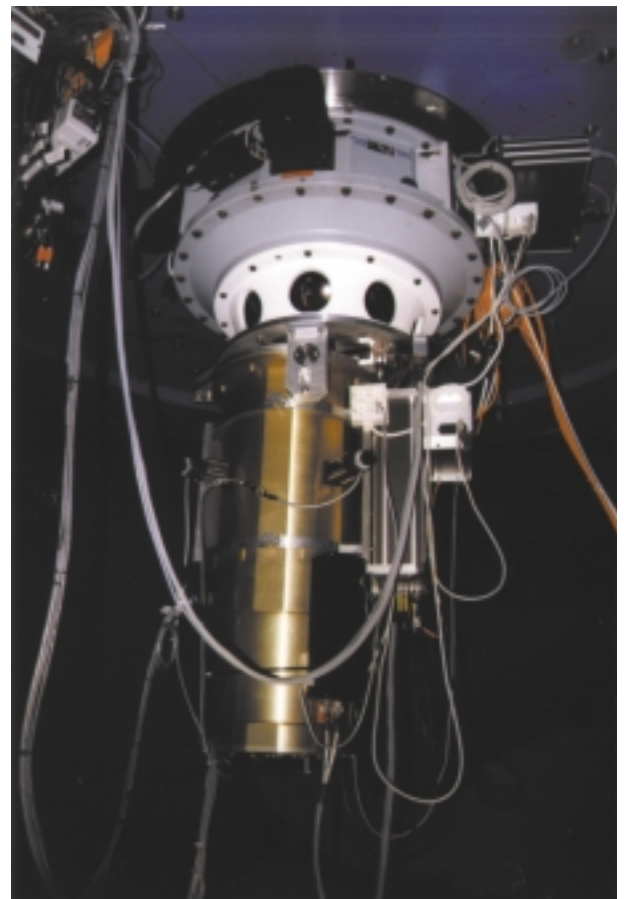
Werkstätten des MPIA fertigen. Alle Benutzer des Gerätes, auch die Gastbeobachter, können die von ihnen benötigten Masken dort herstellen lassen. Eine halbautomatische Prozedur ermöglicht es schließlich, Teleskop und Maske innerhalb von 10 bis 15 Minuten auszurichten. MOSCA fand unter anderem Anwendung bei der Suche nach den entferntesten Galaxien im Calar Alto Deep Imaging Survey, CADIS.

#### **OMEGA-Prime – Kamera für das nahe Infrarot**

Omega-Prime ist die erste Kamera einer neuen Generation von Infrarotdetektoren auf dem Calar Alto. Sie ging im Frühjahr 1996 am 3.5-Meter-Teleskop in Betrieb. Herz des Instruments ist ein im Rockwell Science Center und an



**Abb. III.10:** Aufnahme des Jets HH 288 mit OMEGA-Prime.



**Abb. III.11:** OMEGA-Cass am 3.5-Meter-Teleskop.



der Universität Hawaii entwickelter Chip aus einer Quecksilber-Cadmium-Tellur-Verbindung (HdCdTe) mit  $1024 \times 1024$  Bildelementen (Pixel). Damit ist er 16-mal größer als der bis dahin arbeitende Chip in der Magic-Kamera. Sein Empfindlichkeitsbereich reicht von 1 bis  $2.5 \mu\text{m}$ , erstreckt sich also über das nahe Infrarot. Omega Prime wurde am MPIA entworfen und in den Infrared Laboratories in Tucson, Arizona, gebaut.

Ein Filtrerrad mit 15 Positionen ermöglicht Untersuchungen in verschiedenen Wellenlängenbereichen, und ein aus drei optischen Elementen bestehender Korrektor liefert über das gesamte Feld eine exzellente Bildqualität (Abb. III.10).

Omega-Prime kommt im Primärfokus des 3.5-Meter-Teleskops zum Einsatz, wo sich ein großes Bildfeld von  $6.8 \times 6.8$  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 Beobachterbetrieb freigegeben und war auf Anhieb das meist gefragte Instrument.

**Abb. III.12:** Die Galaxie M 82, aufgenommen mit OMEGA-Cass.

### OMEGA-Cass – Spektrometer und Kamera für das nahe Infrarot

Omega-Cass ist eine Weiterentwicklung von Omega-Prime. Es ist für den Einsatz im Cassegrain-Fokus sowohl des 3.5- als auch des 2.2-Meter-Teleskops konzipiert (Abb. III.11). Das Gerät arbeitet bei drei verschiedenen Abbildungsmaßstäben und erlaubt neben der Direktfotografie Spektral- und Polarisationsuntersuchungen.

Mit der Konstruktion von Omega-Cass wurde im Sommer 1996 am MPIA begonnen. Als Detektor arbeitet wie in Omega-Prime ein HdCdTe-Array mit  $1024 \times 1024$  Pixel, das für den Bereich von 1 bis  $2.5 \mu\text{m}$  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 (Abb. III.12). Im vergangenen Jahr wurde das Instrument oftmals am 3.5-Meter-Teleskop auf dem Calar Alto eingesetzt, meist in Verbindung mit der adaptiven Optik ALFA (s.o.).

Zwei Filtrerräder können insgesamt 18 Farbfilter aufnehmen. Außerdem 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.

### CONICA – Hochauflösende Nah-Infrarot-Kamera 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). Im Endausbau wird es aus vier Großteleskopen mit Spiegeln von jeweils 8.2 Metern Durchmesser sowie drei kleineren Hilfsteleskopen mit 1.8-Meter-Spiegeln bestehen. Das VLT wird dann, gemessen an der Gesamtspiegelfläche, das größte Observatorium der Erde sein. Jedes der vier Großteleskope verfügt über drei Foki, die mit äußerst leistungsfähigen Kameras und Spektralapparaten bestückt sein werden. CONICA wird am Nasmyth-Fokus des ersten der vier Teleskope mit dem Namen Antu (Sonne) arbeiten und zusammen mit dem adaptiv-optischen System NAOS im nahen Infrarot von 1 bis 5  $\mu\text{m}$  beugungsbegrenzte Bilder mit einer Auflösung bis herab zu 0.026 Bogensekunden liefern.

CONICA entsteht derzeit unter der Federführung des MPIA in Zusammenarbeit mit dem MPI für extraterrestrische Physik in Garching. Das Instrument (Abb. III.13) soll im Jahr 2000 in Betrieb gehen. Als Gegenleistung werden den Astronomen dieser Institute an CONICA 45 Nächte Beobachtungszeit zur Verfügung stehen.

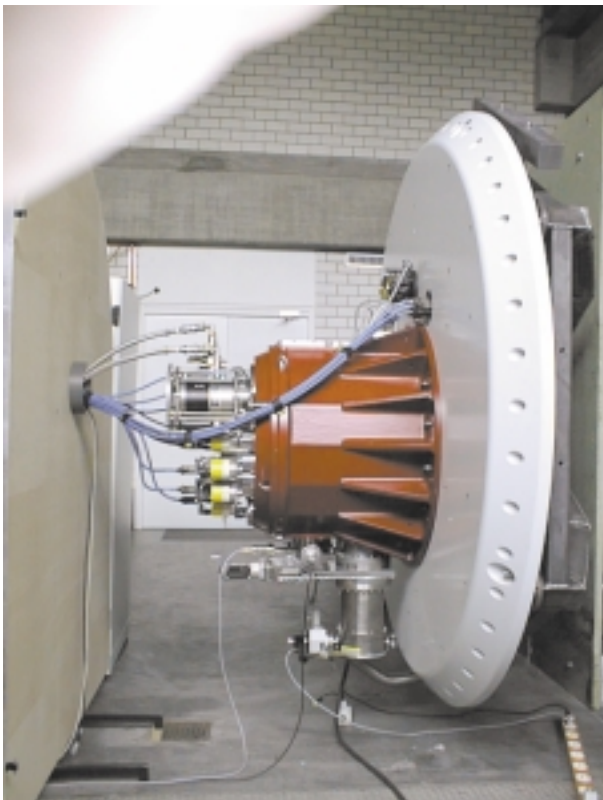


Abb. III.13: CONICA auf einem Teststand im Labor des MPIA.

Als Detektor dient ein Infrarot-Array mit  $1024 \times 1024$  Pixel. Der Abbildungsmaßstab wird zwischen 0.014 und 0.11 Bogensekunden pro Bildelement wählbar sein. Für jede dieser Skalen sind zwei Kamerasysteme vorhanden, die in den Wellenlängenbereichen von 1 bis 2.5  $\mu\text{m}$  und von 2 bis 5  $\mu\text{m}$  arbeiten. Das Bildfeld beträgt, je nach gewählter Variante,  $14'' \times 14''$  bis  $56'' \times 56''$ , bei geringster Auflösung hat es einen Durchmesser von 73''.

CONICA ist ein multifunktionales Instrument mit einem Fabry-Pérot-Interferometer (2 bis 2.5  $\mu\text{m}$ ), einem Satz von 20 Standardfarbfiltren und 15 schmalbandigen Filtern sowie Wollaston-Prismen und Polarisationsfiltern für die Messung der linearen Polarisierung ausgedehnter Objekte. Außerdem bieten drei Grisms die Möglichkeit für zweidimensionale Spektraluntersuchungen bei mittlerer spektraler Auflösung.

Im Berichtsjahr wurde die Infrarot-Kamera für die adaptive Optik weitgehend fertiggestellt, derzeit wird sie in den Labors getestet. Die Fokussiereinrichtung wurde neu konzipiert und ebenfalls fertiggestellt.

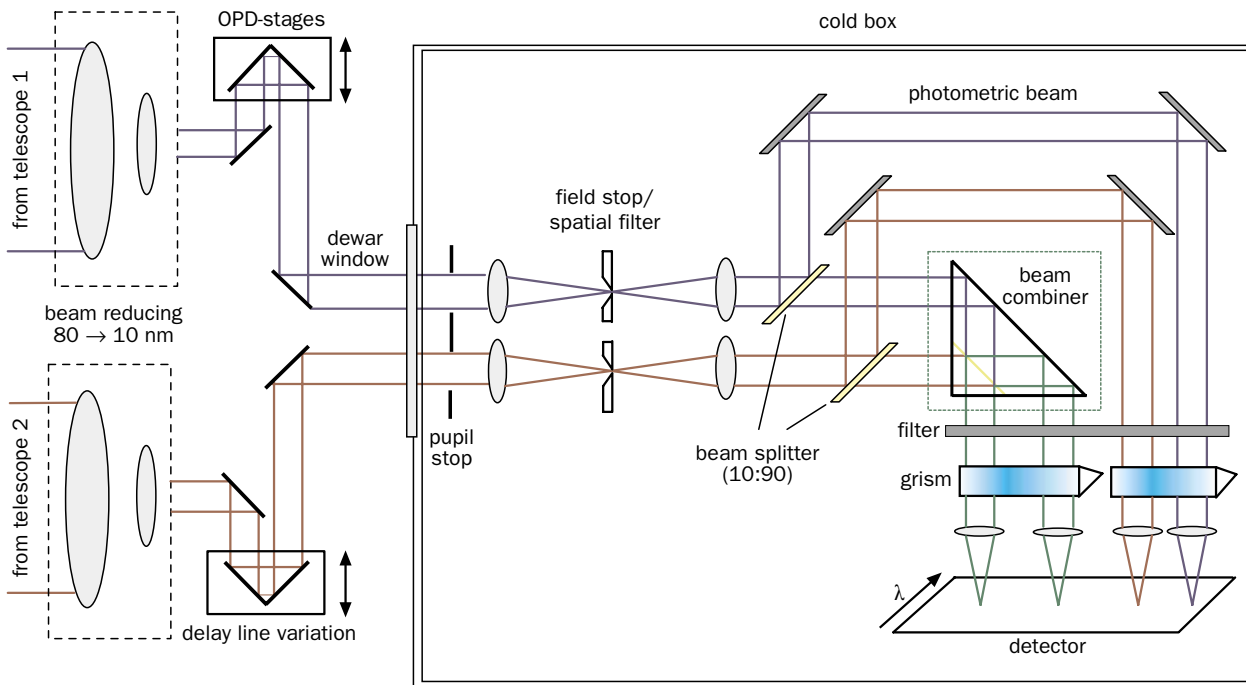
CONICA wird sich in allen aktuellen Forschungsbereichen einsetzen lassen. Im Vordergrund stehen Untersuchungen von Sternentstehungsgebieten und protoplanetaren Staubscheiben, des galaktischen Zentrums, der Gashüllen Roter Riesen und die Suche nach extrasolaren Planeten. Im extragalaktischen Bereich werden voraussichtlich Beobachtungen der Zentralgebiete Aktiver Galaxien und das Studium entfernter Infrarotgalaxien hohe Priorität erhalten.

### MIDI – Infrarot-Interferometer für das VLT

Das VLT wird ab dem Jahr 2000 auch als Interferometer arbeiten. Hierfür 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 130 Meter voneinander entfernt stehende Teleskope des VLT werden dann im nahen Infrarot eine Auflösung von einigen tausendstel Bogensekunden erzielen.

Eins von drei Interferometern, genannt MIDI, wird unter der Federführung des MPIA entwickelt und gebaut. Beteiligt sind auch Kollegen aus den Niederlanden und Frankreich sowie vom Kiepenheuer-Institut in Freiburg und von der Thüringer Landessternwarte Tautenburg. MIDI soll ab dem Jahre 2001 Interferometrie mit zwei Teleskopen bei 10  $\mu\text{m}$  ermöglichen.

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



**Abb. III.14:** Schematische Darstellung des Strahlengangs in MIDI.

Scheiben, Braunen Zwergen, extrasolaren Planeten und Aktiven Galaxien zählen.

bereits zu einem großen Teil ausgeglichen sein, bevor die Strahlen in das Instrument eintreten. Im Innern von MIDI wird der Durchmesser des Bündels von 80 mm auf 10 mm verringert und die restliche Weglängendifferenz wird durch piezoelektrisch betriebene, verschiebbare Spiegel ausgeglichen. Ein Strahlteiler vereint die Strahlen zum Interferenzbild (Abb. III.14).

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

Im Jahr 1998 hat das Projekt große Fortschritte gemacht. Ende des Jahres akzeptierte die ESO das vorgeschlagene Konzept. Voraussichtlich wird der Detektor ein  $320 \times 320$  Bildelemente umfassendes Si:As-IBC-Array sein. Mit der Entwicklung der Ausleseelektronik wurde im Herbst begonnen. Umfangreiche Modellrechnungen haben ergeben, daß die atmosphärisch bedingten Schwankungen der optischen Weglängen für die VLT-Teleskope im Laufe der Meßzeit von 0.1 Sekunden nicht mehr als  $1 \mu\text{m}$  betragen. Damit sind sie, wie für die Messungen erforderlich, sehr viel kleiner als die Beobachtungswellenlänge von  $10 \mu\text{m}$ . Das für CONICA (s.o.) entwickelte Kälte- und Vakuumkonzept konnte zu großen Teilen für MIDI übernommen werden.

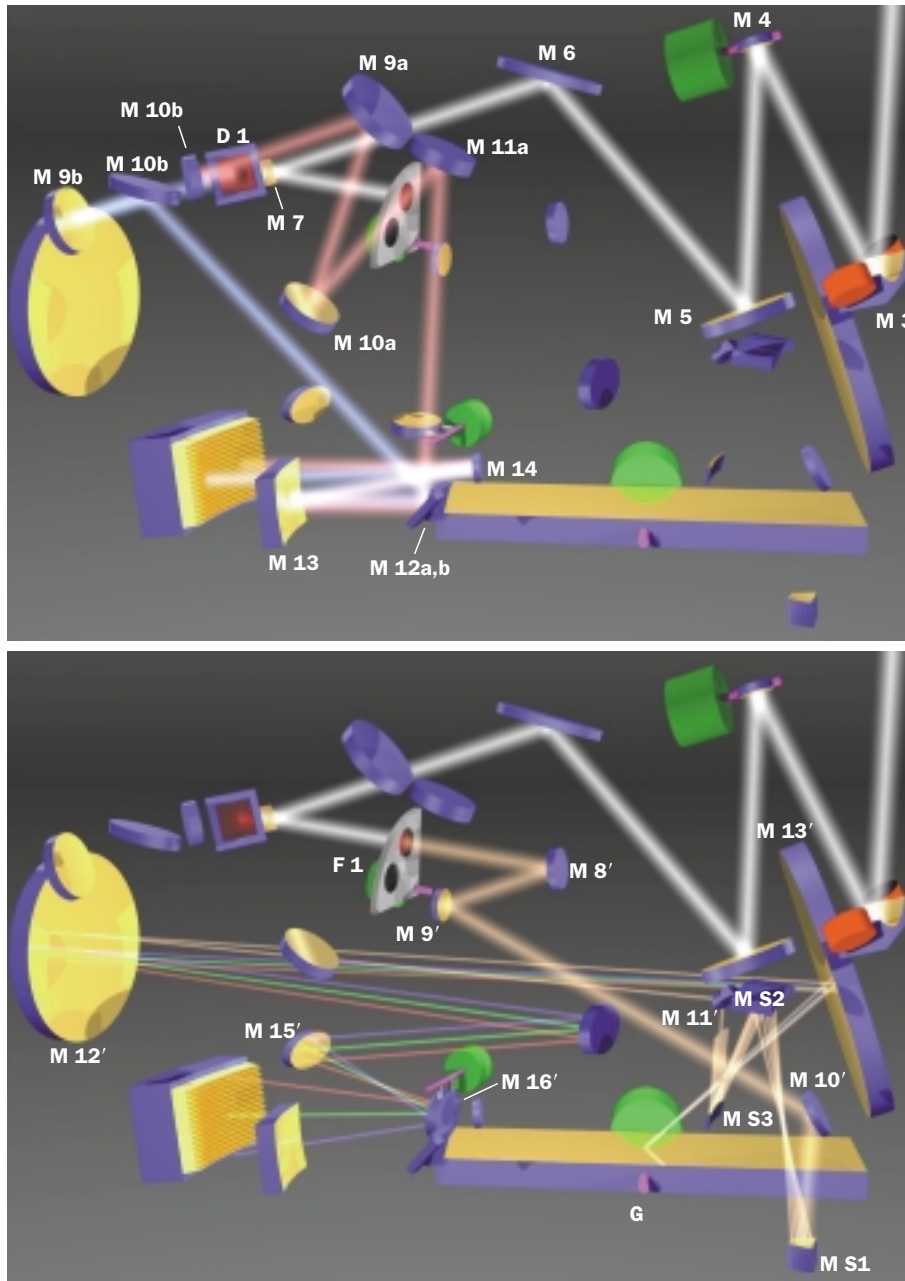
Zu MIDI's Hauptarbeitsgebieten werden voraussichtlich Beobachtungen von Doppelsternen, protoplanetaren

### PACS – Infrarot-Kamera für FIRST (Far Infrared Space Telescope)

Im Jahre 2007 will die Europäische Weltraumbehörde (ESA) das Far-Infrared Space Telescope (FIRST) starten. FIRST ist die vierte große Cornerstone-Mission der ESA. Es handelt sich um ein 3.5-Meter-Teleskop mit drei wissenschaftlichen Instrumenten, die einen Wellenlängenbereich von 85 bis  $900 \mu\text{m}$  abdecken sollen. Sie werden von internationalen Wissenschaftskonsortien gebaut. FIRST schließt damit bei den großen Wellenlängen an die Domäne der Radioastronomie an. Ein Schwerpunkt des Forschungsprogramms wird in der Beobachtung von protostellaren Gas- und Staubwolken und protoplanetaren Scheiben liegen. Andererseits wird die Infrarotstrahlung sehr weit entfernter, junger Galaxien im Submillimeterbereich nachweisbar sein.

Das MPIA wird sich am Bau von PACS, einem der Instrumente, beteiligen. Die Projektleitung liegt beim MPI für extraterrestrische Physik in Garching (MPE). PACS soll photometrische und spektrometrische Untersuchungen im Wellenlängenbereich zwischen 80 und  $210 \mu\text{m}$  ermöglichen (Abb. III.15). Das MPIA wird wesentlich zu der Entwicklung der Kameras und Vorverstärker sowie des Fokalebene-Choppers und zum Datenzentrum beitragen.

Schwerpunkt der ersten Arbeiten war die Untersuchung verschiedener Ausleseelektroniken. Besondere Anforderungen werden an sie gestellt, weil sie bei einer



**Abb. III.15:** Computerzeichnung des Strahlengangs in PACS: oben: im Photometrie-Modus, unten: im Spektroskopie-Modus.

Temperatur von nur 4 K zuverlässig arbeiten müssen. Es zeigte sich, daß keine der Elektroniken die Anforderungen erfüllen konnten. Gemeinsam mit dem MPE wurden Spezifikationen und Testverfahren erarbeitet, welche die künftige Entwicklung der kalten Ausleseelektronik bestimmen werden. Es wurde eine Testeinrichtung vorbereitet, mit der zukünftig größere Stückzahlen von Detektorzeilen des Detektor-Arrays mit jeweils  $16 \times 25$  Bildelementen untersucht werden können.

Erste Arbeiten begannen auch am Chopper, an dessen Gelenkaufhängung für den Betrieb im Kryovakuum ungewöhnliche Anforderungen gestellt werden. Außerdem wurde im Computer die Wechselwirkung der kosmischen Strahlung mit der Abschirmung und dem Detektor simuliert. Diese Programme konnten die während der ISO-Mission an den gedrückten Ge:Ga-Detektoren beobachteten Ereignisraten gut reproduzieren. Es zeigte sich, daß in FIRST ähnliche Detektoren insbesondere gegen hochenergetische Protonen kaum wirksam abgeschirmt werden können. Erst mit der Abschirmung aus einem sehr dichten und mehrere Zentimeter dicken Metall ließe sich die Ereignisrate verringern.

## IV Wissenschaftliche Arbeiten

### IV.1 Galaktische Astronomie

#### Junge Doppel- und Mehrfachsterne

Als Friedrich Wilhelm Herschel vor zweihundert Jahren entdeckte, daß einige Sternpaare durch die Schwerkraft aneinander gebunden sind, war dies eine Sensation. Heute wissen die Astronomen, daß die meisten Sterne Mitglieder von Doppel- oder Mehrfachsystemen sind. Studien an Hauptreihensternen der Sonnenumgebung haben gezeigt, daß der Anteil an Mehrfachsystemen nahezu unabhängig vom Sterntyp ist, zumindest in dem Bereich der Klassen F7 bis M. Demnach beträgt das Verhältnis von Einfach- zu Doppel- zu Dreifach- zu Vierfachsystemen für G-Sterne (zu denen auch die Sonne gehört) 57:38:4:1 und für M-Sterne 58:33:7:1. Bei den G-Doppelsternen ergab sich eine gaußförmige Verteilung der Umlaufzeiten mit einem Maximum bei etwa 180 Jahren. Bei der Sonne entspräche dies einem Begleiter in rund 30 Astronomischen Einheiten (AE) Entfernung, dort wo Neptun unser Zentralgestirn umkreist.

Beobachtungen von jungen Sternen brachten überraschenderweise ein anderes Ergebnis. So ist der Anteil an Mehrfachsystemen mit gegenseitigen Abständen zwischen 18 und 1800 AE in den Sternentstehungsgebieten von Taurus-Auriga, Chamaeleon und Lupus wesentlich höher. Astronomen des MPIA konnten nachweisen, daß in Taurus-Auriga rund doppelt so viele Sterne an einen oder mehrere Partner gebunden sind wie im späteren Hauptreihenstadium (siehe Jahresbericht 1997, S. 49). Die Ursache für diese Diskrepanz ist nicht geklärt. Im wesentlichen werden zwei Möglichkeiten diskutiert:

- Es entstehen ursprünglich fast ausschließlich Mehrfachsysteme. Ein Teil von ihnen löst sich jedoch im Laufe ihrer Entwicklung auf. Dies könnte dadurch passieren, daß sich die Systeme im Gravitationsfeld der Dunkelwolke umherbewegen. Dabei können sie sich auch so nahe kommen, daß sie sich gegenseitig durch die Schwerkraft Sterne entreißen.
- Es wäre denkbar, daß die Bedingungen in den beobachteten Dunkelwolken die Entstehung von Mehrfachsystemen auf irgendeine Weise besonders begünstigen, und daß es andere Wolken gibt, in denen Mehrfachsysteme in weit geringerer Zahl entstehen. Größe und Temperatur der Wolkenkerne, so eine Vermutung, könnten hierfür ausschlaggebende Parameter sein.

Wie läßt sich diese für die Sternentstehung so wichtige Frage entscheiden? Zum einen kann man junge Sternhaufen unterschiedlichen Alters beobachten. Ist die erste Hypothese richtig, sollte der Anteil an Mehrfachsystemen mit zunehmendem Alter abnehmen. Darüber hinaus sollten Sternentstehungsgebiete in Wolken verschiedener Größe und Temperatur untersucht werden, um die zweite Hypothese zu testen. Zum anderen kann man versuchen, die Entstehung von Sternen mit numerischen Rechnungen zu simulieren (siehe Jahresbericht 1997, S. 54). Durch Variation der physikalischen Parameter ließe sich dann herausfinden, auf welche Weise diese Größen auf die Bildung von Mehrfachsternen einwirken.

Am MPIA, wo Sternentstehung seit jeher einer der Forschungsschwerpunkte gewesen ist, werden beide Wege beschritten. Im vergangenen Jahr konnten dabei sowohl auf theoretischer als auch auf beobachterischer Seite Fortschritte erzielt werden. Die folgenden Arbeiten demonstrieren dabei auch, daß sich Theoretiker und Beobachter ganz wesentlich ergänzen können.

#### Speckle-Holographie im Orion-Nebel

Die meisten Sterne entstanden wahrscheinlich in dichten Haufen im Innern riesiger Staub- und Molekülwolken, die bis zu einigen Millionen Sonnenmassen Materie beinhalten. Die eingehend studierte Taurus-Auriga-Region ist jedoch verhältnismäßig klein. Nach Schätzungen ist die Sterndichte in jungen Haufen innerhalb von Riesenmolekülwolken, wie der Orion-Wolke, hundert- bis tausendmal höher als in kleineren Wolken vom Taurus-Typ. Es erscheint daher durchaus plausibel, daß in Riesenwolken mehr anfängliche Mehrfachsysteme durch Wechselwirkung untereinander frühzeitig zerstört werden als in kleinen Wolken, und dass dort vermehrt Einzelsterne entstehen. Da die Riesenmolekülwolken weitaus mehr Sterne hervorbringen als die kleinen, wäre damit erklärt, warum der Anteil von Mehrfachsystemen bei Hauptreihensternen wesentlich geringer ist als bei jungen Sternen im Taurus-Gebiet.

Darüber hinaus könnten auch unterschiedliche Bedingungen in großen und kleinen Wolken eine Rolle spielen. Die Vermutung liegt nahe, daß in massereicheren Wolken, wo die Dichte entstehender Sterne höher ist als in kleinen Wolken, auch die Temperaturen von Gas und Staub höher ansteigen. Es ist denkbar, daß hohe Tempe-



**Abb. IV.1:** Die Trapez-Sterne im Orion-Nebel, aufgenommen mit dem Weltraumteleskop Hubble. (Foto: NASA/ESA)

raturen die Entstehung von Mehrfachsystemen behindern.

Ein typisches Sternentstehungsgebiet mit hoher Sternendichte ist der Bereich um die Trapez-Sterne im Orion-Nebel (Abb. IV.1). Der Trapez-Haufen gehört zu der 1500 Lichtjahre entfernten Riesenmolekülwolke Orion A, in deren Zentralbereich die Sterndichte einen Wert von 1400 Sternen pro Kubiklichtjahr erreicht. Dies ist der dichteste bekannte Sternhaufen in der Milchstraße. Rund 80 % der Sterne sind jünger als eine Million Jahre, das Durchschnittsalter beträgt etwa 300000 Jahre.

Damit eignet sich der Trapez-Haufen ausgezeichnet als Untersuchungsobjekt für ein Sternentstehungsgebiet hoher Dichte. Bisherige Studien zur Doppelsternhäufigkeit beschränkten sich auf den sichtbaren Wellenlängenbereich. Eine mit dem Weltraumteleskop Hubble durchgeführte Studie im Jahre 1994 brachte eine vergleichsweise geringe Doppelsternhäufigkeit von 12 %. Diese Untersuchung war allerdings beschränkt auf visuelle Doppelsterne mit Abständen zwischen 26 und 440 AE. Dies entspricht ziemlich genau der Doppelsternhäufigkeit bei älteren Hauptreihensternen in diesem Abstandsintervall. Eine nachfolgende Beobachtungskampagne

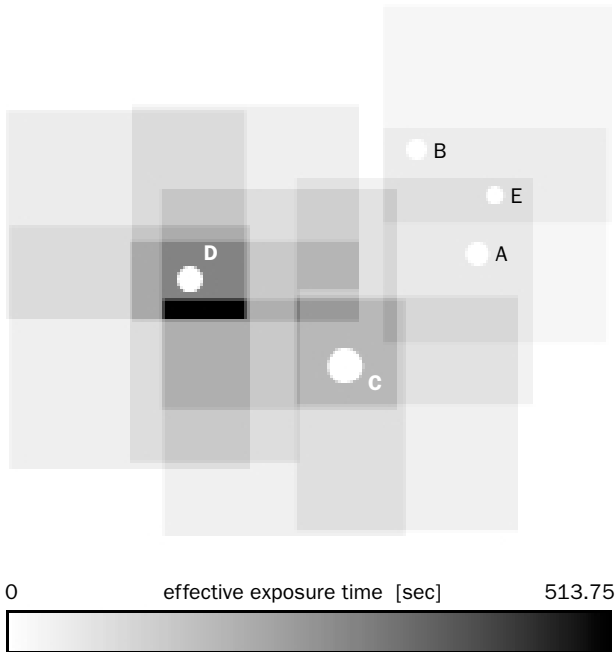
mit Hubble ergab einen ähnlichen Wert von 14 % im Abstandsbereich zwischen 138 und 828 AE.

Diese ersten Studien haben jedoch den Nachteil, daß sie im sichtbaren Bereich stattfanden, wo sich massearme Sterne, die im Infraroten am hellsten sind, nur schwer nachweisen lassen. Auch Sterne, die von Staub verdeckt sind, können den Beobachtungen im Optischen entgehen. Darüber hinaus mußte in diesen beiden Studien aus beobachtungstechnischen Gründen ausgerechnet der Zentralbereich mit der hohen Sterndichte ausgespart werden.

Einer Gruppe am MPIA gelang es, den Trapez-Haufen erstmals auch im Infraroten mit hoher Auflösung zu studieren. Dabei wurde die Methode der Speckle-Holographie eingesetzt und eine Winkelauflösung von  $0''.13$  erreicht. Dadurch ließen sich Doppelsterne bis herunter zu einem Abstand von 57 Astronomischen Einheiten nachweisen.

Die Astronomen nutzten für ihre Beobachtungen die Infrarotkamera MAGIC am 3.5-Meter-Teleskop des Calar-Alto-Observatoriums. Bei der hohen Auflösung der Kamera von  $0''.071$  pro Bildelement besaß das quadratische Bildfeld eine Längsausdehnung von lediglich  $18''.2$ . Da die untersuchten Felder mit Ausdehnungen um  $40'' \times 40''$  (entsprechend  $0.3 \text{ Lj} \times 0.3 \text{ Lj}$ ) wesentlich größer waren, mußten jeweils acht bis zehn Aufnahmen mosaikartig zusammengefügt werden (Abb. IV.2). Die effektiven Belichtungszeiten betragen 352 Sekunden bei 1.65





**Abb. IV.2:** Die Überlagerung der Einzelbilder bei 2.16  $\mu\text{m}$  Wellenlänge und die sich daraus ergebende effektive Belichtungszeit.

$\mu\text{m}$  und 432 Sekunden bei 2.61  $\mu\text{m}$ , die Nachweisgrenze lag zwischen der 15. und der 16. Größenklasse.

Als besonders vorteilhaft erwies sich bei dieser Studie der Einsatz der Speckle-Holographie. Dies ist eine Weiterentwicklung der Speckle-Interferometrie, die nach folgendem Prinzip funktioniert.

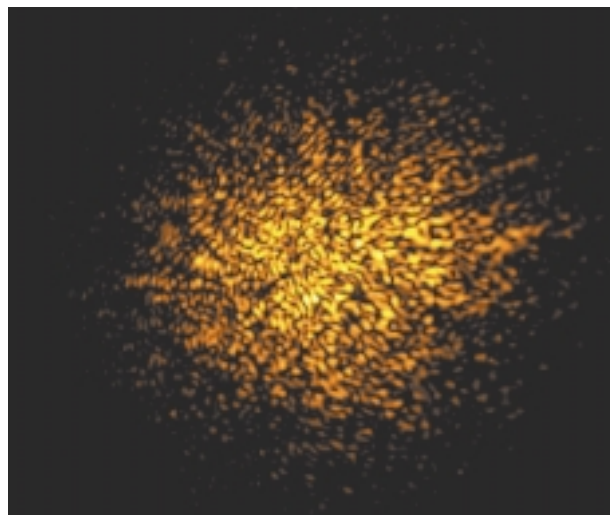
Das theoretische Auflösungsvermögen, also die Fähigkeit, zwei nahe beieinander stehende Objekte noch getrennt abzubilden, hängt vom Durchmesser des Teleskop-Hauptspiegels und von der Wellenlänge des Lichts ab. Im sichtbaren Bereich (Wellenlänge etwa 550 nm) besitzt ein 3.5-Meter-Teleskop ein theoretisches Auflösungsvermögen, auch Beugungsgrenze genannt, von 0."04", bei 2.2  $\mu\text{m}$  liegt es bei 0."16. In der Praxis verschmiert die Luftunruhe die Aufnahme jedoch so stark, daß die Auflösung typischerweise nur noch eine Bogensekunde beträgt. Beim Durchgang durch die verschiedenen Luftschichten durchquert die von den Sternen kommende Lichtwelle Luftzellen mit unterschiedlichen Temperaturen und damit auch unterschiedlichen Brechungsindizes. Dadurch ändert sich die optische Weglänge und die Ausbreitungsrichtung des Lichts beim Durchgang durch die turbulente Atmosphäre ständig. Die Luftzellen wirken wie umherwandernde Linsen.

Als Folge hiervon splittet die Sternabbildung in viele kleine Bilder, sogenannte Speckles, auf (Abb. IV.3). Die Zahl der Speckles entspricht etwa der Gesamtzahl der Turbulenzzellen, die das Licht durchquert hat. Die Speckles tanzen in einem kreisförmigen Gebiet mit einem Durchmesser von etwa einer Bogensekunde in Bruchteilen einer Sekunde hin und her. Bei länger belich-

teten Aufnahmen wird dadurch die Sternabbildung verschmiert.

Bei der Speckle-Interferometrie geht man nun wie folgt vor. In schneller zeitlicher Folge fertigt man von dem interessierenden Himmelsgebiet Aufnahmen an. Die Belichtungszeit muß hierbei so gewählt werden, daß die einzelnen Speckles auf dem Bild noch erkennbar sind und sich noch nicht zu einem unscharfen Bild überlagert haben. Die Speckles werden auf dem Bild gewissermaßen »eingefroren«. Anschließend analysiert man mit einem speziellen mathematischen Verfahren (Fourier-Analyse) in jeder Aufnahme die beugungsbegrenzten Abbilder und rekonstruiert daraus ein Einzelbild, das nun im Idealfall die beugungsbegrenzte Auflösung besitzt. Die Speckle-Interferometrie ist so ausgereift, dass sie schon lange nicht mehr nur auf Punktquellen (Sterne) anwendbar ist, sondern auch Bilder von flächenhaften Objekten zu liefern vermag.

Ein Problem bei der Speckle-Interferometrie besteht in den notwendigerweise sehr kurzen Belichtungszeiten. Dadurch lassen sich lichtschwache Sterne gar nicht nachweisen oder sind auf den Einzelbildern nur schlecht definiert. Die beugungsbegrenzte Intensitätsverteilung eines Sternbildes nennt man auch Punktverbreiterungsfunktion. Diese Verteilung variiert im zeitlichen Rhythmus der Aufnahmen, der bei etwa 0.1 Sekunden liegt. In der Speckle-Holographie werden die Aufnahmen so eingerichtet, daß sich im Bildfeld stets auch ein heller Stern befindet. An ihm läßt sich dann in allen Aufnahmen die Punktverbreiterungsfunktion genau bestimmen. Sie dient dann auf jeder Aufnahme auch für die anderen, lichtschwächeren Sterne als Referenz. Wegen der erreichbaren optimalen Aufnahmequalität ermöglicht es diese Technik, zu lichtschwächeren Objekten vorzudringen als mit der herkömmlichen Speckle-Interferometrie.



**Abb. IV.3:** Turbulenzen in der Atmosphäre bewirken, daß das Bild eines Sterns in viele zufällig verteilte Einzelbilder zerfällt. In der Speckle-Interferometrie konstruiert man aus diesen Einzelbildern ein beugungsbegrenztes Bild.



Wie effektiv diese Technik ist, zeigt ein Vergleich mit dem derzeit größten Teleskop der Erde, dem 10-Meter-Keck-Teleskop auf Hawaii. Am 3.5-Meter-Teleskop drang das Team unter MPIA-Leitung mit Speckle-Holographie bei gleicher Belichtungszeit zu dreimal lichtschwächeren Objekten vor, als das Keck-Team mit gewöhnlicher Speckle-Interferometrie.

#### Exemplarisch für Sternentstehung: der Trapez-Haufen

Für die Studie des Trapez-Haufens waren 9216 Einzelaufnahmen bei 1.65  $\mu\text{m}$  Wellenlänge und 12800 bei 2.16  $\mu\text{m}$  mit Belichtungszeiten zwischen 0.065 und 0.1 Sekunden nötig. Stets diente einer der hellen Trapez-Sterne als Referenz für die Punktverbreitungsfunktion. Bei diesen Wellenlängen beträgt das theoretische Auflösungsvermögen des 3.5-Meter-Teleskops 0".10 bzw. 0".13. Tatsächlich erreicht wurden Werte zwischen 0".13 und 0".17 (bei 1.65  $\mu\text{m}$ ) bzw. zwischen 0".13 und 0".16 (bei 2.16  $\mu\text{m}$ ). Ein exzellentes Ergebnis.

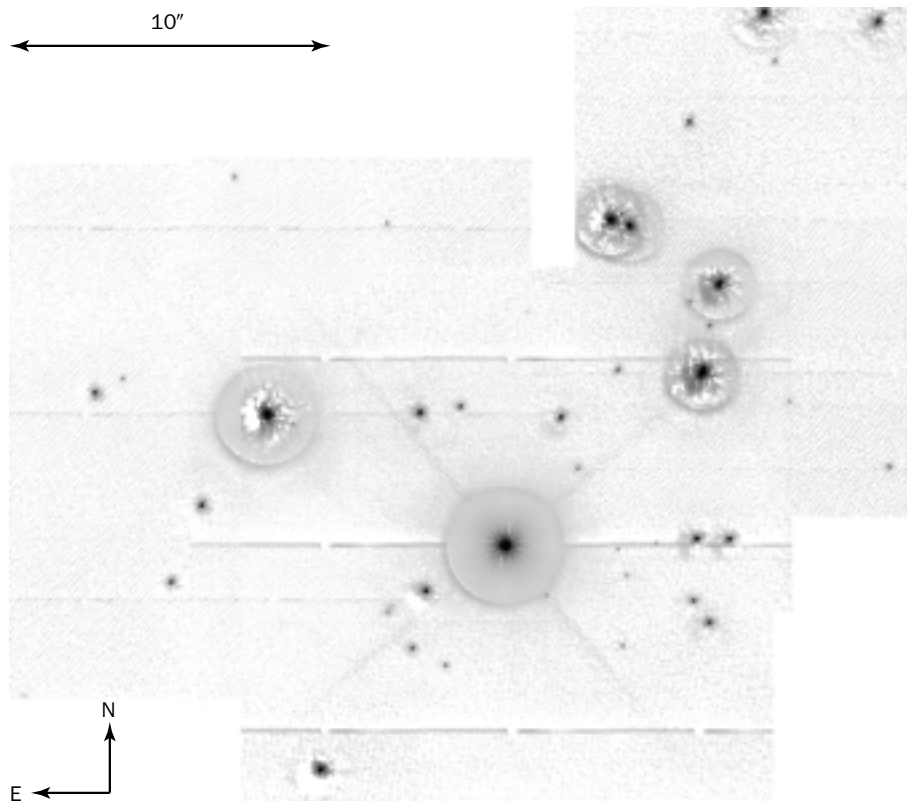
In dem Feld (Abb. IV.4) fanden die Astronomen insgesamt 35 Sterne bei 1.65  $\mu\text{m}$  bzw. 44 Sterne bei 2.16  $\mu\text{m}$ , davon erwiesen sich vier als Doppelsterne mit gegenseitigen Abständen zwischen 63 AE und 225 AE. Darunter

war auch  $\theta^1$  A Ori, einer der vier hellen Trapez-Sterne selbst. Er besitzt einen Begleiter in 0".2 (90 AE) Abstand. Schon länger ist bekannt, daß  $\theta^1$  A Ori ein Bedeckungsveränderlicher ist. Er wird von einem weiteren Stern mit einer Periode von 65 Tagen umkreist. Damit bilden diese Sterne ein Dreifachsystem.

Mit der angewandten Technik konnten keine Doppelsysteme entdeckt werden, deren Komponenten weniger als 0".14 bis 0".2 voneinander entfernt sind. Der genaue Wert hängt vom Helligkeitsverhältnis der beiden Komponenten ab: Je größer das Intensitätsverhältnis von Haupt- zu Begleitstern ist, desto größer muß für den Nachweis der Abstand sein. Außerdem ließen sich natürlich keine lichtschwachen Begleitsterne unterhalb der Nachweisgrenze um 16 mag nachweisen. Mit statistischen Methoden ließ sich abschätzen, daß hierdurch lediglich 0.28 Begleiter nicht gefunden werden konnten. Andererseits kann es sich statistisch gesehen bei 0.21 Sternen um ein vorgetäushtes Paar handeln. In einem solchen Fall steht ein Stern nur zufällig in der Projektion nahe an einem anderen Stern. Die beiden Effekte könnten sich also gerade gegenseitig aufheben.

Insgesamt ergab sich damit eine Doppelsternrate von  $(9.5 \pm 4.5) \%$ . Um mit den Statistiken sonnennaher Hauptreihensterne vergleichen zu können, müssen die massearmen Sterne mit weniger als 1.5 Sonnenmassen separat gezählt werden. Hier bleiben nur zwei übrig, was eine Häufigkeit von  $(5.9 \pm 4.0) \%$  ergibt. In früheren, ebenfalls am MPIA durchgeführten Studien hatte sich für junge Sterne im Taurus-Gebiet in demselben Abstands-

**Abb. IV.4:** Mit Speckle-Holographie gewonnene Aufnahme der Trapez-Region bei 2.16  $\mu\text{m}$  Wellenlänge.



intervall zwischen 63 und 225 Astronomischen Einheiten eine Häufigkeit von  $(17.2 \pm 2.9) \%$  ergeben. Bei den entwickelten Hauptreihensternen der Sonnenumgebung beträgt der Anteil  $(8.1 \pm 2.2) \%$ .

Der Anteil an Doppelsternen im Zentrum des Trapez-Haufens ist demnach vergleichbar mit demjenigen der Hauptreihensterne. Das stützt die Hypothese, daß die meisten Sterne in dichten Haufen wie dem Trapez-Haufen entstehen. Die kleineren Wolken mit ihrer hohen Zahl an Doppelsternen, wie im Taurus, tragen hingegen möglicherweise nur wenig zur gesamten Sternzahl in der Milchstraße bei. Modellrechnungen zeigen, daß in Bereichen hoher Sterndichte durch nahe Vorbeigänge Doppelsysteme zerstört werden. Es wäre also interessant, weitere Sternentstehungsgebiete mit hoher Dichte, jedoch unterschiedlichem Alter zu studieren. Nach dieser Hypothese sollte dann nämlich die relative Anzahl der Doppelsysteme mit zunehmendem Alter abnehmen.

Interessanterweise ändert sich das Bild etwas, wenn man nur massereiche Sterne betrachtet. Unter den insgesamt sechs O- und B-Sternen findet sich ein Doppel-, ein Dreifach- und ein Vierfachsystem. Wegen der kleinen Zahl an Sternen sind statistische Aussagen mit Vorsicht zu genießen. Dennoch deuten die Beobachtungen darauf hin, daß Mehrfachsysteme möglicherweise bei massereichen Sternen häufiger entstehen als bei massearmen.

### Braune Zwerge

Nebenbei konnten die Beobachtungen noch dazu genutzt werden, um nach Braunen Zwergen zu suchen. Diese Himmelskörper befinden sich in einem Übergangsbereich zwischen Sternen und Planeten. Besitzt ein Himmelskörper weniger als etwa 0.08 Sonnenmassen, so steigen in seinem Innern Temperatur und Druck nicht mehr weit genug an, damit die Fusion von Wasserstoff einsetzen kann. Er zündet nur für kurze Zeit eine Deuterium-Tritium-Fusion, die jedoch bald wieder aussetzt. Danach kühlt ein solcher Brauner Zwerg langsam aus. Unterhalb von 0.02 Sonnenmassen ist auch Deuterium-Tritium-Fusion nicht mehr möglich. Braune Zwerge sind wegen ihrer geringen Leuchtkraft nur schwer nachweisbar. Bislang sind nur etwa ein halbes Dutzend bekannt. Dennoch könnte ihr gesamter Anteil in der Milchstraße sehr hoch sein. Die Frage nach ihrer Häufigkeit ist unter anderem deshalb von großem Interesse, weil sie einen Teil der Dunklen Materie im Universum stellen könnten.

Auf den Speckle-Holographien hätte ein Brauner Zwerg mit 0.08 Sonnenmassen bei  $2.16 \mu\text{m}$  Wellenlänge eine scheinbare Helligkeit von etwa 13.5 mag, einer mit 0.03 Sonnenmassen wäre immer noch 15.4 mag hell und läge damit auch noch über der Nachweisgrenze. Auf den Trapez-Mosaiken ließ sich indes kein einziger Brauner Zwerg ausmachen. Sie scheinen doch in geringerer Zahl zu entstehen, als manche Astronomen meinen.

### Von der Molekülwolke zum Stern – Rechnungen über 17 Größenordnungen

Will man die Frage nach der Häufigkeit von Doppelsternen auf theoretischem Wege angehen, so hat man mit diversen Problemen zu kämpfen. In groben Zügen kann man sich die Entstehung eines Sterns wie folgt vorstellen.

Ein Großteil der interstellaren Materie befindet sich in Wolken, die hauptsächlich in den Spiralarmen des Milchstraßensystems konzentriert sind. Die Durchmesser der Wolken liegen zwischen wenigen Lichtjahren und etwa 150 Lichtjahren, die darin enthaltenen Massen liegen zwischen etwa hundert und einer Million Sonnenmassen. Im Prinzip sind alle diese Wolken gravitativ instabil, das heißt, sie müßten sich unter dem Einfluß der eigenen Schwerkraft zusammenziehen. Dies verhindern jedoch Turbulenzen, die mit ihrer kinetischen Energie dem Kollaps entgegenwirken. Wo nun lokal Turbulenzen verebben, kann ein Gebiet kontrahieren. Man spricht dann von einem Wolkenkern. Dieser Vorgang endet nach typischerweise einer Million Jahren, wenn sich darin einer oder mehrere Sterne gebildet haben.

Im vergangenen Jahr hat sich die Theoriegruppe am MPIA ausführlich mit der Physik des turbulenten Gases auseinandergesetzt (Jahresbericht 1997, S. 55). Im Berichtsjahr gelang es erstmals, die Kontraktion eines interstellaren Wolkenkerns dreidimensional über einen Bereich von 17 Größenordnungen in der Dichte und sieben Größenordnungen in der räumlichen Ausdehnung numerisch zu verfolgen. Nach diesen Simulationen ist die Entstehung enger Doppelsternpaare sehr unwahrscheinlich. Dies deutet darauf hin, daß wichtige physikalische Vorgänge insbesondere in den letzten Phasen der Sternentstehung noch nicht ausreichend verstanden sind.

Derzeit werden zwei Theorien diskutiert, um die Entstehung von Doppelsternen zu erklären. Die Einfangtheorie geht davon aus, daß sich in einem dichten Sternentstehungsgebiet zwei protostellare Kondensationen begegnen und einen Doppelstern bilden. Dies ist physikalisch allerdings nur dann möglich, wenn einer der beiden Körper bei diesem Vorgang kinetische Energie verliert, beispielsweise durch Wechselwirkung der protostellaren Scheiben in der Wolke. Dieser Vorgang wird derzeit nicht favorisiert. Die meisten Astrophysiker gehen heute davon aus, daß eine protostellare Wolke während des Kollapses zunächst aufgrund der Rotation zu einer Scheibe abplattet. In diesem Gebilde werden einzelne Bereiche instabil und zerbrechen in kleinere Fragmente. Diese verdichten sich weiter zu Sternen, die sich um einen gemeinsamen Schwerpunkt bewegen. Wie komplex dieser Vorgang sein kann, demonstrierte die Theoriegruppe des MPIA bereits 1997 in aufwendigen Modellsimulationen (siehe Jahresbericht 1997, S. 59).

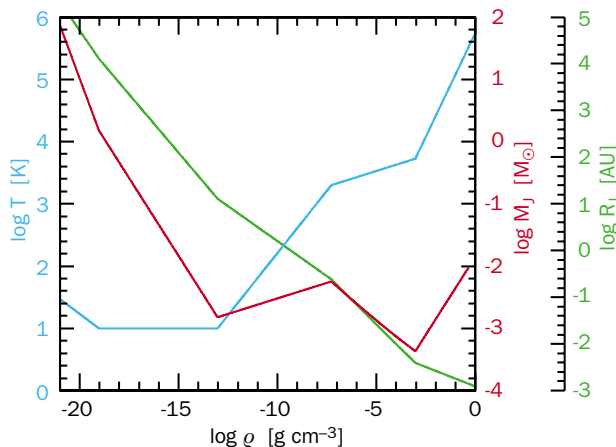
Allerdings ließen sich diese Rechnungen nur so weit fortsetzen, bis das Gas eine Dichte von  $10^{-13} \text{ g/cm}^3$  erreicht hatte. Bis dahin ist das Gas durchsichtig. Das heißt,

sämtliche Strahlung entweicht aus dem Innern und trägt Energie fort, so daß sich das Gas während der Kontraktion nicht aufheizt (isotherme Phase). In diesen isothermen Rechnungen fragmentierten die betrachteten protostellaren Scheiben, und es bildeten sich Mehrfachsysteme.

Überschreitet das Gas aber den Dichtewert von  $10^{-13} \text{ g/cm}^3$ , so kann die Infrarotstrahlung, die zuvor Energie aus der Wolke abgeführt hat, nicht mehr entweichen. Als Folge hiervon steigt die Temperatur im Innern an, was die Simulationen wesentlich erschwert. Frühere Rechnungen hatten gezeigt, daß sich mit zunehmender Dichte und Temperatur ein hydrostatischer Kern mit einer Ausdehnung von etwa vier Astronomischen Einheiten (AE) ausbildet, der nicht weiter fragmentiert. In diesen Modellen bildeten sich demnach keine engen Mehrfachsterne mit Abständen von wenigen Astronomischen Einheiten.

Verfolgt man den Kollaps weiter, so setzt bei einer Dichte um  $10^{-8} \text{ g/cm}^3$  und einer Temperatur um 2000 K ein neuer wichtiger Prozeß ein, der die Wolke abkühlt: die Wasserstoffmoleküle, aus denen die Wolke überwiegend besteht, zerfallen (dissoziieren) zu Wasserstoffatomen. Die für diesen endothermen Vorgang nötige Energie wird der thermischen Energie der Wolke entzogen (Abb. IV.5). Es setzt eine neue Kollapsphase ein, in der sich die Wolke weiter zusammenzieht, ohne sich stark aufzuheizen. Erst wenn sie eine Dichte von  $10^{-3} \text{ g/cm}^3$  erreicht hat, steigt die Temperatur im Innern mit weiterer Kontraktion wieder stärker an, bis bei einigen Millionen Grad die Fusion von Wasserstoffkernen einsetzt.

Wie frühere Rechnungen gezeigt haben, könnte die Wolke in der zweiten Kollapsphase (ab einer Dichte von  $10^{-8} \text{ g/cm}^3$ ) fragmentieren, allerdings nur, wenn sie schnell genug rotiert. Genauer gesagt, muß das Verhältnis  $\beta$  der Rotationsenergie zur potentiellen Energie größer als 0.274 sein. Im anderen Fall entsteht lediglich ein Stern



**Abb. IV.5:** Entwicklung der Gastemperatur (blaue Linie), der Jeans-Masse (rot) und des Jeans-Radius (grün) als Funktion der Dichte in einer kollabierenden Gaswolke. Der stufenförmige Verlauf der Temperatur spiegelt die verschiedenen Kollapsphasen wider.

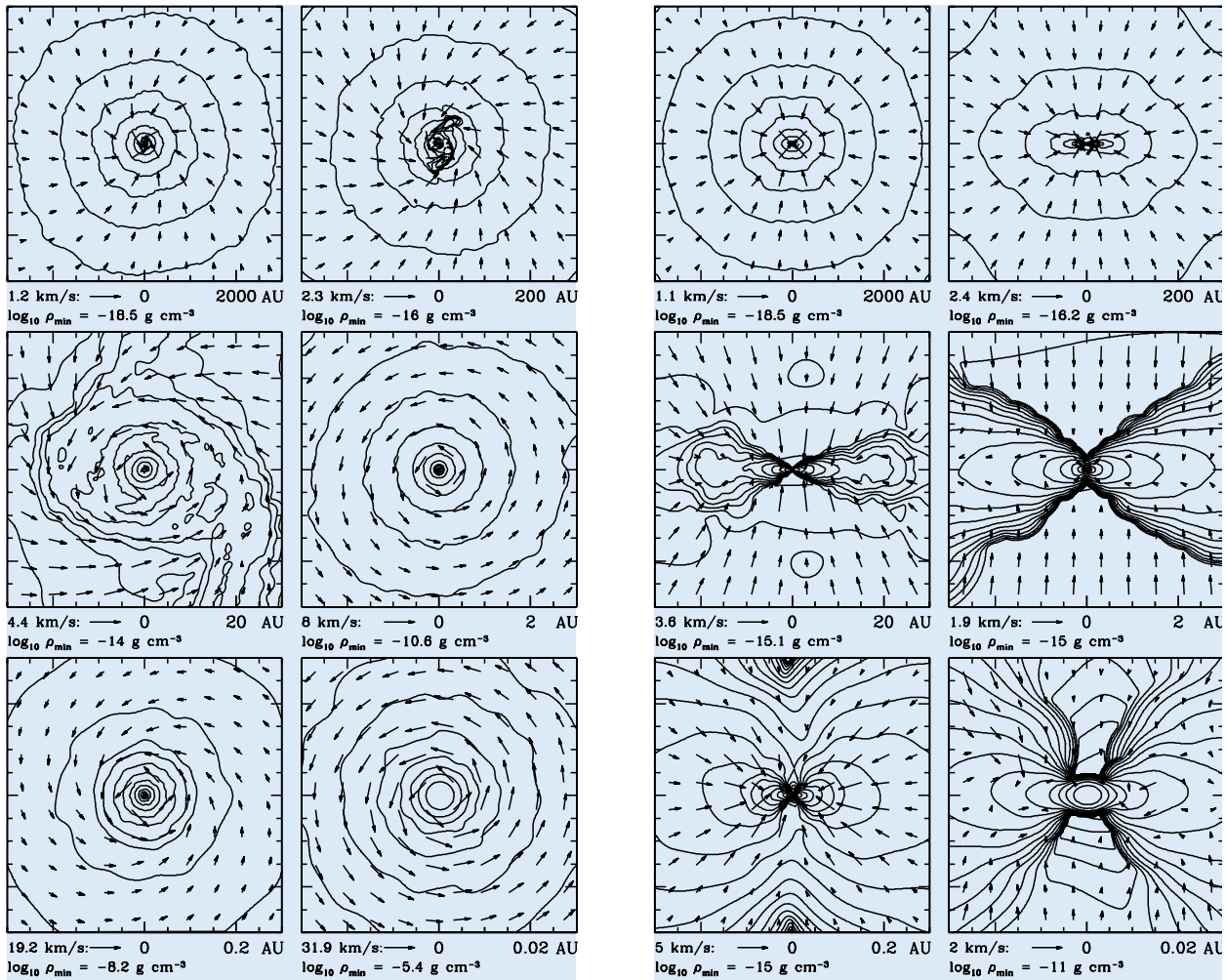
mit einer ihn umgebenden stabilen Scheibe. Allerdings beruhen diese Ergebnisse auf Computersimulationen, die sich auf den innersten Bereich des protostellaren Kerns beschränkten. In diesen Rechnungen mußte eine plausible Anfangsbedingung für die zweite Kollapsphase angenommen werden, da sich die erste Kollapsphase nicht selbstkonsistent mitrechnen ließ. Außerdem mußte das Verhältnis  $\beta$  willkürlich »von Hand« eingegeben werden. Modelle, die den gesamten Kollaps von der optisch dünnen interstellaren Wolke mit einer Dichte von  $10^{-18} \text{ g/cm}^3$  bis zum Protostern mit  $0.01 \text{ g/cm}^3$  umfassen, müssen räumlich auf Skalen zwischen  $10^{17}$  und  $10^{10} \text{ cm}$  (entsprechend 7000 AE und 0.0007 AE) auflösend sein. Dies war bislang in drei Dimensionen nicht möglich.

Die MPIA-Gruppe setzte für ihre Rechnungen die sogenannte Methode der smoothed particle hydrodynamics (SPH) ein. Dieses Programm eignet sich für die Problemstellung besonders gut, weil sich bei ihm die Rechenauflösung mit der Teilchendichte erhöht. Nicht realisieren ließ es sich, den Strahlungstransport explizit zu berücksichtigen. Dieser Prozess ließ sich jedoch durch die Annahme eines generell unterschiedlichen physikalischen Verhaltens des Gases (genauer gesagt, der Abhängigkeit des Gasdrucks von der Dichte) in den verschiedenen Kontraktionsphasen berücksichtigen.

Die Rechnungen begannen mit einer sphärischen interstellaren Wolke konstanter Dichte von einer Sonnenmasse und einem Radius von  $7 \times 10^{16} \text{ cm}$  (4600 AE), die mit konstanter Winkelgeschwindigkeit rotiert. Anfänglich betrug das Verhältnis  $\beta = \text{Rotationsenergie} / \text{potentielle Energie} = 0.005$ . Dargestellt wurde diese Wolke durch 300 000 Teilchen gleicher Masse.

Der Kollaps vollzog sich wie folgt: Zunächst kontrahiert die Wolke isotherm, bis nach 55 800 Jahren im Zentralbereich eine Dichte von  $10^{-13} \text{ g/cm}^3$  erreicht ist. Diesen Zeitraum nennt man Freifallzeit  $t_{\text{ff}}$ . Nun wird das Gas optisch dicht. Es heizt sich auf, und der erste hydrostatische Kern mit einer Masse von 0.01 Sonnenmassen und einem Radius von 7 AE ist entstanden. Dieser Kernbereich hat sich zu einer Scheibe abgeflacht und rotiert schnell, so daß  $\beta$  auf 0.34 ansteigt. Damit ist der kritische Wert zur Fragmentation überschritten. Schon nach drei vollen Umdrehungen (entsprechend 57 100 Jahren) wird die Scheibe instabil und bildet spiralförmige Arme aus. Bei diesem Vorgang wird innerhalb kurzer Zeit ein erheblicher Drehimpuls aus dem Zentralbereich in die äußeren Bereiche abgeleitet, wodurch  $\beta$  im Zentralbereich unter den kritischen Wert von 0.273 absinkt.

Der Kern nimmt weiter Materie aus der Umgebung auf und kontrahiert wegen der wachsenden Temperatur nur langsam weiter. Bei einer Temperatur von 2000 K dissoziieren nun die Wasserstoffmoleküle. Dadurch wird dem Gas Energie entzogen, und es kann weiter kontrahieren. Erst wenn der Kernbereich eine Dichte von  $0.007 \text{ g/cm}^3$  erreicht hat, verlangsamt sich die Kontraktion wieder: Der zweite hydrostatische Kern mit einer Masse von



**Abb. IV.6:** Der Zustand der Gaswolke am Ende der Simulationen, links in der Aufsicht auf die Scheibenebene, rechts senkrecht dazu. Die Einzelbilder geben Dichte und Geschwindigkeitsfeld in einem jeweils um eine Größenordnung verkleinerten Maßstab wieder. Auf diese Weise werden Details mit Ausdehnungen von 3000 AE bis 0.2 Sonnenradien erkennbar.

0.0015 Sonnenmassen und einem Radius von 0.8 Sonnenradien hat sich gebildet. Er ist von einer inneren Scheibe umgeben. Die Rechnung wurde abgebrochen, als der innere Kern auf 0.004 Sonnenmassen angewachsen war. Die innere Scheibe besaß dann einen Radius von 0.1 AE und die äußere Scheibe (der Überrest des ersten hydrostatischen Kerns) erstreckte sich bis in 70 AE Entfernung vom Stern (Abb. IV.6). Im weiteren Verlauf der Entwicklung wird die innere Scheibe wahrscheinlich anwachsen, indem sie Materie von der äußeren Scheibe aufnimmt.

Entscheidend bei dieser Entwicklung war, daß  $\beta$  nach Entstehung des ersten hydrostatischen Kerns unter den kritischen Wert fiel und während der weiteren Kollapsphase diesen nicht wieder überschritt. Das bedeutet, daß

der innere Bereich von einigen Astronomischen Einheiten Durchmesser nicht fragmentieren kann, um einen engen Doppelstern zu bilden.

Da es sehr viele Doppelsysteme mit gegenseitigen Abständen von wenigen Astronomischen Einheiten gibt, muß es für sie entweder einen anderen Entstehungsmechanismus geben, oder die Simulationen beschreiben die realen Vorgänge nicht ausreichend. Um der zweiten Frage nachzugehen, wollen die MPIA-Forscher ihre Simulationen mit verschiedenen physikalischen Anfangsparametern wiederholen. So könnte beispielsweise der Anfangsdrehimpuls der Wolke einen Einfluß auf die weitere Entwicklung haben.

Überdies spielen auch Magnetfelder bei der Sternentstehung eine Rolle. Sie wurden in den Simulationen nicht berücksichtigt. Es ist jedoch nicht wahrscheinlich, daß Magnetfelder die Bildung von Doppelsternen fördern. Magnetfelder könnten eine Verbindung zwischen Stern und Scheibe herstellen. Eine Analogie veranschaulicht, wie solche Felder wirken. Hierzu denke man sich die Magnetfelder wie Gummibänder in einem zähen Teig. Rührt man diesen Teig, so werden die Bänder mitgeführt und gedehnt. Dadurch geht der Scheibenmaterie

Bewegungsenergie und Drehimpuls verloren, wodurch  $\beta$  abnimmt. Bei hinreichend kleinem  $\beta$  kondensiert die Scheibe aber zu einem Einzelstern aus. Magnetfelder sollten demnach die Doppelsternbildung eher hemmen.

### Kinematik Bipolarer Jets von jungen Sternen

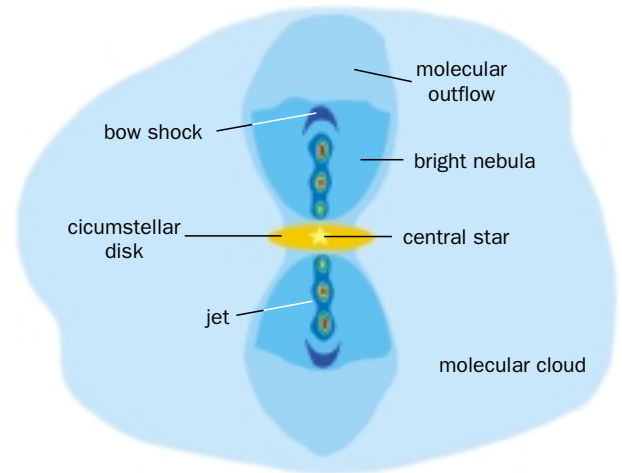
Ende der siebziger/Anfang der achtziger Jahre machten Astronomen in Sternentstehungsgebieten eine bedeutende Entdeckung: Von einigen jungen Sternen gehen Teilchenwinde in zwei entgegengesetzte Richtungen aus. Diese Ströme sind in unterschiedlichem Maße gebündelt. So fanden sich bei Radiobeobachtungen Molekülwinde, die in zwei Kegeln mit typischerweise 20 Grad Öffnungswinkel und mit Geschwindigkeiten von 10 bis 20 km/s vom Stern forttrieben. Im sichtbaren Bereich fand man sehr eng gebündelte Teilchenstrahlen, sogenannte Jets, in denen sich die Teilchen mit bis zu 400 km/s vom Zentralobjekt fortbewegen (vgl. Jahresbericht 1997, S. 43). In einigen Fällen weist ein Objekt beide Arten von bipolaren Strömungen auf.

### Bipolare Strömungen und äquatoriale Staubscheiben

Dieses Phänomen der bipolaren Strömungen bildet seit Beginn der achtziger Jahre einen der Forschungsschwerpunkte am MPIA. Ihre damalige Entdeckung kam für die Theoretiker sehr überraschend. Nach ihren Modellen entsteht ein Stern, wenn eine Wolke aus Gas und Staub eine bestimmte Masse überschreitet. Dann wird sie instabil und beginnt, sich unter dem Einfluß der eigenen Schwerkraft zusammenzuziehen. Große Wolken zerbrechen während der Kontraktion in mehrere kleinere Kondensationen. Diese rotieren und platten dabei wegen der Zentrifugalkraft senkrecht zur Rotationsachse ab. Es bildet sich eine Gas- und Staubscheibe, in deren Zentrum der Stern entsteht. Wie theoretische Untersuchungen zeigen, können sich in einer Scheibe durch Fragmentation sogar zwei oder mehr Sterne bilden (siehe das Kapitel »Von der Wolke zum Stern«, S51 f. und Jahresbericht 1997, S. 59).

Daß der junge Stern weiterhin Materie aus dieser Scheibe aufsammelt (akkretiert), hatte man erwartet. Daß er aber gleichzeitig auch Gas in den Weltraum ausstößt, kam überraschend. Weitere Untersuchungen, an denen Astronomen des MPIA einen großen Anteil hatten, belegten schließlich, daß die Teilchenwinde senkrecht zur Scheibenebene in den Weltraum abströmen (Abb. IV.7). Bis heute konnte nicht zweifelsfrei geklärt werden, auf welche Weise die bipolaren Strömungen beschleunigt werden und in welcher Entfernung vom Stern dies geschieht.

Weitere Hinweise auf die genauen Vorgänge, die sich im Verlaufe der ersten Million Jahre bei der Stern-



**Abb. IV.7:** Schema der Umgebung eines jungen Sterns während der bipolaren Phase. Zwei Jets schießen senkrecht zur zirkumstellaren Scheibe in die umgebende Molekülwolke hinaus.

entstehung abspielen, erhofften sich die Astronomen des MPIA von langjährigen Beobachtungsreihen der eng gebündelten Materiestrahlen, der Jets. Hierbei gelang es, die Bewegung von Verdichtungen im Innern einiger Jets zu verfolgen und deren Geschwindigkeit zu messen. Diese neuen Erkenntnisse erlauben es, verschiedene theoretische Jet-Modelle zu testen.

### Bewegung von Jet-Knoten

Viele dieser Gasströmungen enden in bogenförmigen Wolken, die als Kopfwelle der Jets gedeutet werden. Sie markieren das Jet-Ende, wo die Strömung auf das umgebende interstellare Medium trifft und sich darin weiter fortbohrt. Sie ist insofern mit der Druckwelle eines Überschallflugzeuges oder der Bugwelle eines Schiffes vergleichbar.

Heute sind schätzungsweise 50 stellare Jets bekannt, von denen 15 bis 20 von Astronomen des MPIA entdeckt wurden. Diese Strömungen lassen sich in Extremfällen bis in zehn Lichtjahre Entfernung von der Quelle nachweisen. Die dynamischen Alter erreichen bis zu 11 000 Jahre. Bei den Jet-Quellen handelt es sich um T-Tauri- sowie um Herbig-Ae/Be-Sterne, die häufig noch tief in die Wolke eingebettet sind, in der sie entstanden sind. Diese Sterne bilden die Übergangsphase zwischen den kollabierenden protostellaren Wolken und den Hauptreihensternen, wobei T-Tauri-Sterne etwa eine Sonnenmasse und Herbig-Ae/Be-Sterne mehr als zwei Sonnenmassen besitzen.

Ein auffälliges Merkmal sind knotenförmige Verdichtungen in den Jets, deren Entstehung sich bis heute nicht gänzlich klären ließ. Aus spektroskopischen Untersuchungen ließ sich eindeutig ableiten, daß das Gas im Jet weitgehend ionisiert ist. Im Innern der Jets entwickeln sich offenbar Stoßfronten, in denen sich die Materie auf



Temperaturen um 10 000 Kelvin aufheizt. In den sich »stromabwärts« anschließenden Kühlzonen hinter den Stoßfronten rekombinieren Elektronen und Ionen, und geben die beobachtete Strahlung ab. Diese leuchtenden kompakten Wolken sind schon lange als Herbig-Haro-Objekte bekannt. Ihre Verbindung mit den Jets wurde jedoch erst in den achtziger Jahren aufgedeckt.

Da sich das Gas in den stellaren Jets mit bis zu 30-facher Schallgeschwindigkeit bewegt, wurde anfänglich vermutet, es handle sich bei den hellen Knoten um stehende Schocks, wie sie beispielsweise in Überschallstrahlen hinter Flugzeugtriebwerken auftreten und sich auch im Labor erzeugen lassen. In diesem Fall sollten die Knoten so gut wie keine Eigenbewegung aufweisen, sondern nahezu stationär in der Strömung stehen. Eine andere Theorie geht davon aus, daß der Stern das Gas mit veränderlicher Geschwindigkeit ausstößt. In diesem Fall käme es vor, daß schnellere Gasströme im Innern des Jets langsamere, vor ihnen herlaufende Strömungen einholen und sich beim »Zusammenprall« Stoßfronten ausbilden. Diese Stoßfronten sollten dann ähnlich bogenförmig ausgeprägt sein wie die vordersten Kopfwellen der Jets. Tatsächlich zeigen einige Knoten eine solche Form. Eine dritte Theorie geht davon aus, daß plötzlich auftretende Instabilitäten in den schnellen Strömungen Stoßfronten auslösen.

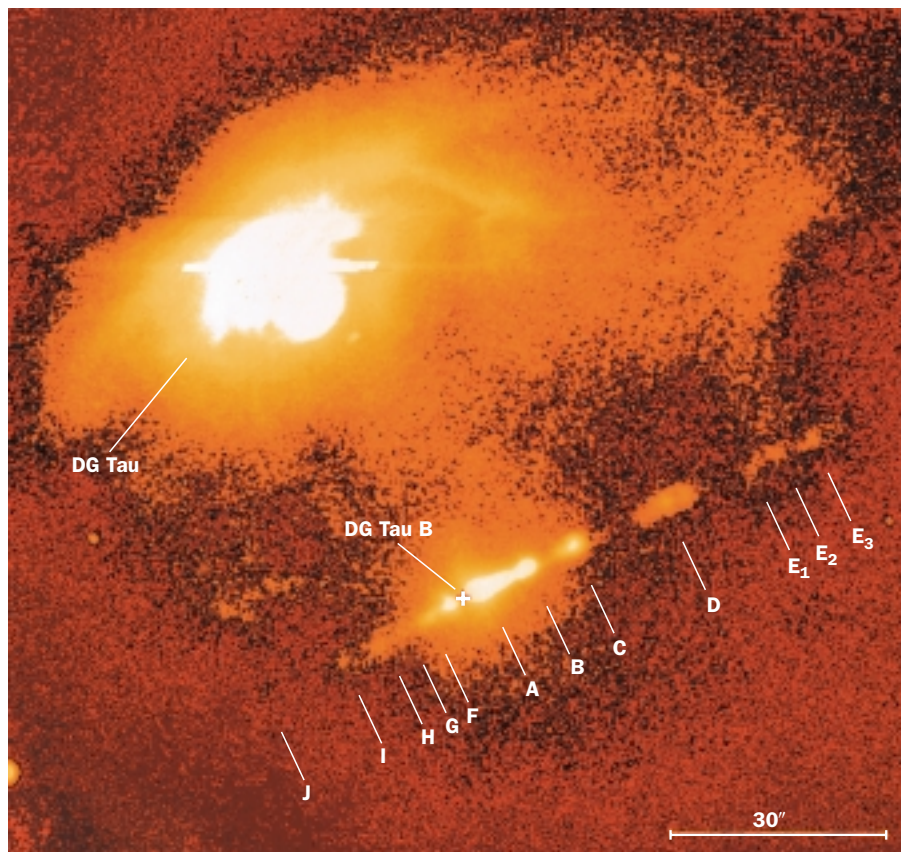
Eine wichtige Größe in dieser Frage ist die Eigenbewegung der Knoten. Während sich die Radialgeschwin-

digkeit der Gasströmung leicht aus Spektren bestimmen läßt, ist man bei der Eigenbewegung der Knoten darauf angewiesen, mehrere Aufnahmen aus verschiedenen Jahren zu vergleichen, um Veränderungen festzustellen. Die Messungen werden um so genauer, je weiter die Aufnahmen zeitlich auseinander liegen. Schon 1987 konnten Astronomen des MPIA bei dem Objekt L1551 (siehe Titelbild des Jahresberichts 1997) eine Eigenbewegung der Jet-Knoten feststellen. Weitere Beobachtungen an den Quellen HH 34 und DG Tauri folgten 1994. Schon hier wurde deutlich, daß sich zumindest nicht alle Knoten mit dem Modell der durch Geschwindigkeitsvariationen erzeugten Kopfwellen erklären lassen.

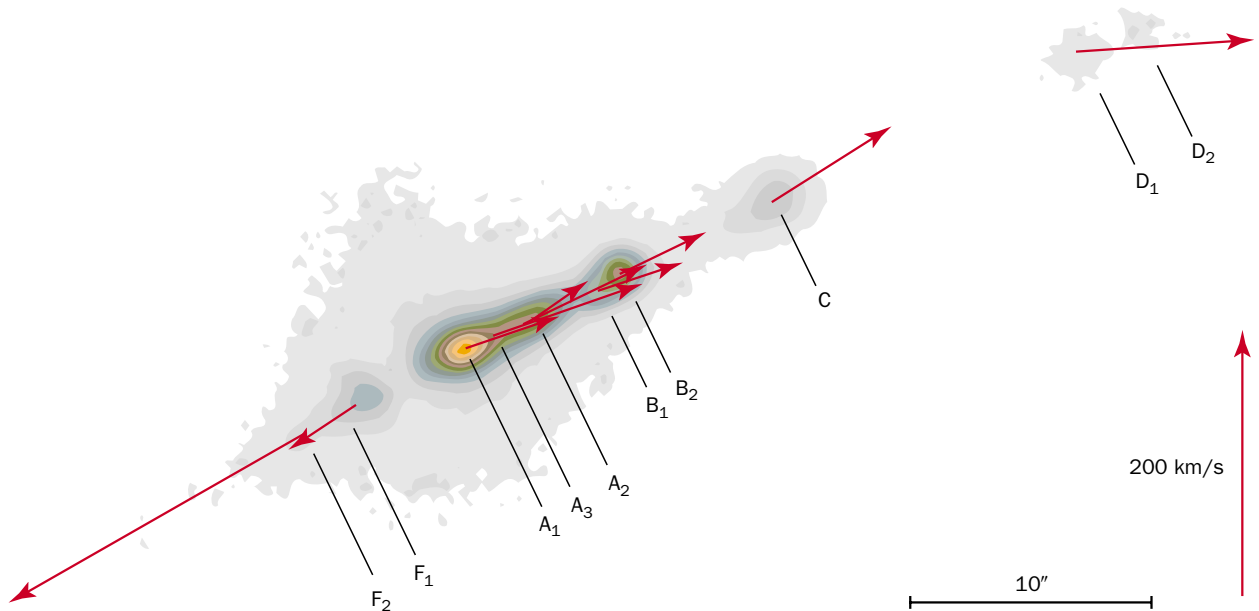
Im Berichtsjahr wurden die Eigenbewegungen von fünf weiteren Jet-Systemen im etwa 500 Lichtjahre entfernten Sternstehungsgebiet im Sternbild Taurus beschrieben. Die Arbeit stützt sich auf Aufnahmen der Sterne DG Tau, DG Tau B, FS Tau, T Tau und CoKu Tau 1, die zwischen 1983 und 1990 mit dem 3.5-Meter- und dem 2.2-Meter-Teleskop auf dem Calar Alto angefertigt wurden.

DG Tau gehört mit zu den ersten entdeckten Jet-Objekten, obwohl seine Ausströmung eher unscheinbar ist. Sie erstreckt sich lediglich bis in zehn Bogensekunden Entfernung vom Stern, woraus schon früh geschlos-

**Abb. IV.8:** Das Gebiet um DG Tau und DG Tau B im Licht der Schwefellinie [SII].







**Abb. IV.9:** Die Eigenbewegungen der Knoten im Jet von DG Tau B.

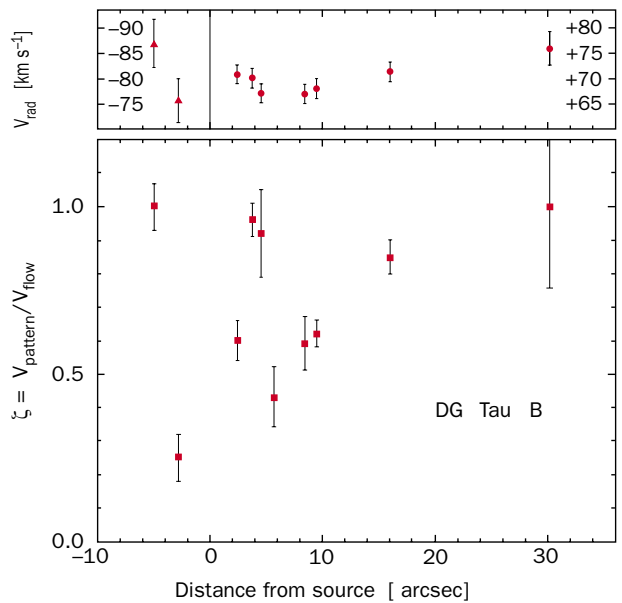
sen wurde, daß der Jet nahezu auf uns zu weist (Abb. IV.8, oben). Relativ hohe Radialgeschwindigkeiten des Jet-Gases zwischen  $-160$  und  $-255$  km/s sprechen ebenfalls hierfür. DG Tau ist auch deshalb interessant, weil spektroskopische Untersuchungen starke Geschwindigkeitsvariationen im ausströmenden Gas nahe am Stern zu Tage gefördert haben. Innerhalb von acht Jahren schwankten die Geschwindigkeiten zwischen  $-167$  und  $-300$  km/s relativ zum Stern.

Bei einem Vergleich von zehn Aufnahmen, die zwischen 1983 und 1990 erhalten wurden, ließen sich jetzt erstmals auch Eigenbewegungen von vier Knoten mit Werten zwischen 100 und 230 km/s nachweisen. Die Astronomen des MPIA gingen nun davon aus, daß es sich bei dem am weitesten vom Stern entfernten Knoten um die Kopfwelle handelt. Ist dies der Fall, so sollte dort das aus dem Jet kommende Gas abgebremst werden und sich mit der gesamten Kopfwelle weiter durch das interstellare Medium bewegen. Das heißt, hier sollten die Raumgeschwindigkeiten der Gasteilchen und der gesamten Kopfwelle übereinstimmen. Unter dieser Annahme ließ sich der Winkel zwischen der Jetachse und der Sichtlinie berechnen. Er ergibt sich bei DG Tau zu 38 Grad, was die obige Vermutung bestätigt, daß der Jet nahezu in unsere Richtung weist.

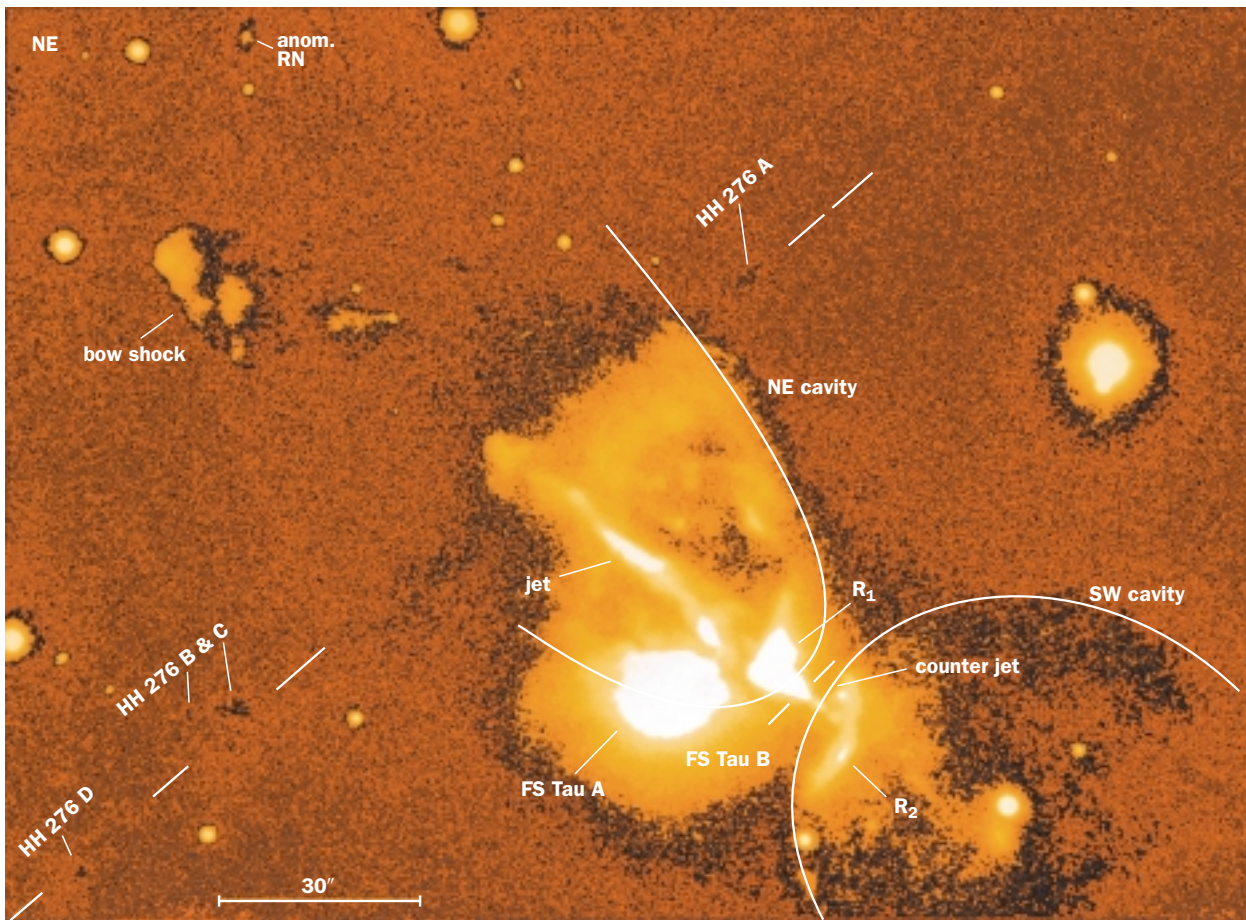
Mit dem Neigungswinkel lassen sich dann auch die beobachteten Eigenbewegungen der Jet-Knoten und Radialgeschwindigkeiten des Gases in Raumgeschwindigkeiten umrechnen. Hierbei zeigt sich, daß das Verhältnis  $\zeta$  der Knotengeschwindigkeit zur Gasgeschwindigkeit in den zwei innersten Knoten etwa 0.8 beträgt. Außerdem ließ sich unter der Annahme konstanter Ge-

schwindigkeit ausrechnen, daß zwei Knoten und die Kopfwelle etwa in den Jahren 1970, 1958 und 1936 ausgestoßen worden sein müssen. Leider konnten die Astronomen bislang keine durchgängige photometrische Messreihe von DG Tau finden, in der sie nach Helligkeitsausbrüchen zu diesen Zeiten suchen könnten.

Ebenfalls zu den ersten entdeckten Jet-Systemen gehört der knapp eine Bogenminute südlich von DG Tau stehende DG Tau B. Der Stern selbst ist von Staub verdeckt und somit nicht sichtbar, nur im Radiobereich ließ er sich nachweisen. In seiner Nähe findet sich ein heller von ihm beschienener Reflexionsnebel, der bis vor kur-



**Abb. IV.10:** Radialgeschwindigkeiten (oben) und das Verhältnis von Knotengeschwindigkeit zu Gasgeschwindigkeit im Jet von DG Tau B.



zem als Stern angesehen wurde. Radioquelle und Reflexionsnebel stehen zwischen zwei Jets, von denen der eine auf uns zu und der andere von uns weg weist. Die Radialgeschwindigkeiten liegen um 50 km/s auf der einen und  $-100$  km/s auf der anderen Seite.

Auch hier ließen sich bei zahlreichen Knoten die Eigenbewegungen messen (Abb. IV.9). Leider findet sich in diesem System keine offensichtliche Kopfwelle, so daß sich die gemessenen Geschwindigkeiten nicht so leicht in Raumbewegungen umrechnen lassen. Stattdessen wurde angenommen, daß die höchste Eigenbewegung eines Knotens der Gasgeschwindigkeit entspricht. Damit erhält man einen Neigungswinkel der Jetachse von mindestens 65 Grad. Überraschenderweise schwankt das Verhältnis  $\zeta$  von Knotengeschwindigkeit zu Radialgeschwindigkeit ganz erheblich zwischen 0.3 und 1, während die Radialgeschwindigkeit des Gases nahezu konstant bleibt (Abb. IV.10).

Lange bekannt ist auch das bipolare Jet-System FS Tau B, in dem die Quelle ebenfalls im Optischen unsichtbar ist. Auffällig ist hier ein bogenförmiger Reflexionsnebel, der möglicherweise den Randbereich eines vom Sternwind erzeugten Hohlraums markiert (Abb. IV.11).

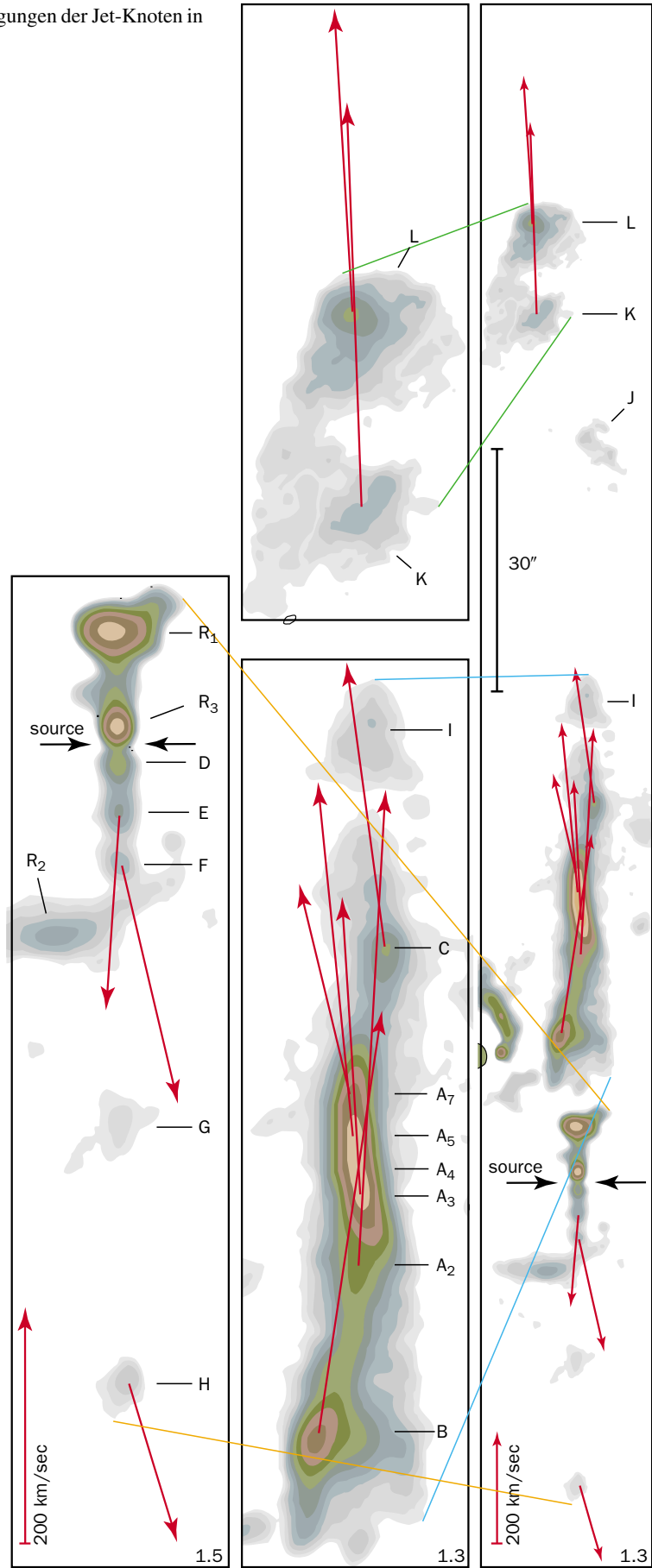
Bei einer Reihe von Jet-Knoten dieser Quelle ließen sich ebenfalls die Eigenbewegungen messen (Abb. IV.12) und unter der Annahme, daß einer der Knoten eine

**Abb. IV.11:** Gebiet um FS Tau B mit der Kopfwelle des Jets und dem konusförmigen Reflexionsnebel.

Kopfwelle darstellt, der Neigungswinkel ausrechnen. Mit 80 Grad Inklination liegt das System nahezu in der Himmelsebene, weswegen die beobachteten Radialgeschwindigkeiten sehr gering sind und sich der Meßfehler von 5 km/s hier stark auswirkt. Auch hier schwanken die Raumbewegungen der Knoten stark zwischen 20 und über 400 km/s, und auch das Verhältnis  $\zeta$  variiert zwischen 0.06 und 1.

An DG Tau B testeten die Astronomen nun exemplarisch jenes Jet-Modell, das Geschwindigkeitsvariationen in der Strömung für die Entstehung der Knoten verantwortlich macht. In weiten Teilen des Jets wurden sehr kleine Radialgeschwindigkeitsdifferenzen von nur 3 bis 4 km/s gemessen, das Maximum lag bei 15 km/s. Gleichzeitig lassen sich Schockgeschwindigkeiten ableiten, die nötig sind, um die in Spektren beobachteten Intensitätsverhältnisse bestimmter Emissionslinien zu erklären. Demnach treten Stoßwellen mit Geschwindigkeiten bis 40 km/s auf. Die Geschwindigkeitsdifferenzen sind infolgedessen zu gering, um die beobachtete Emission zu erklären. Außerdem sagt das Modell eine wesentlich geringere Variationsbreite des Verhältnisses  $\zeta$  von Kno-

**Abb. IV.12:** Eigenbewegungen der Jet-Knoten in FS Tau B.





ten- zu Strömungsgeschwindigkeit voraus als es bei DG Tau B beobachtet wird. Da eine ähnlich große Schwankungsbreite schon früher bei den Jets von HH 34 und HH 46/47 gefunden wurde, scheint dieses Modell die Vorgänge in den Jets zumindest nicht vollständig wiederzugeben. Ob Instabilitäten für die Entstehung der Knoten verantwortlich sind, oder noch ein anderer Vorgang, bleibt also noch unklar.

### Jets auch bei »alten« T-Tauri-Sternen

Bei den Jet-Quellen handelt es sich überwiegend um junge Sterne, die nach ihrem Prototypen T-Tauri-Sterne genannt werden. Sie sind schätzungsweise zwischen hunderttausend und einer Million Jahre alt. In welchem Stadium die Jet-Phase endet, ist nicht genau bekannt. Ein Altersmerkmal ist die umgebende Materie. Während ganz junge Objekte noch tief in der Wolke sitzen, aus der sie entstanden sind, stehen die weiter entwickelten »klassischen« T-Tauri-Sterne bereits ganz frei und sind allenfalls von einem Reflexionsnebel umgeben. Bei diesen Sternen finden sich häufig im Spektrum Hinweise auf ausströmendes Hochgeschwindigkeitsgas. Es wurde schon vor zehn Jahren vermutet, daß sich dieses Gas in Jets befindet, die sich möglicherweise wegen ihrer geringen Helligkeit nicht nachweisen lassen. Mit dem 3,5-Meter-Teleskop auf dem Calar Alto machten sich MPIA-Forscher bei klassischen T-Tauri-Sternen, die bereits bei früheren Untersuchungen verdächtige spektroskopische Merkmale gezeigt hatten, auf die Suche nach unentdeckten Jets.

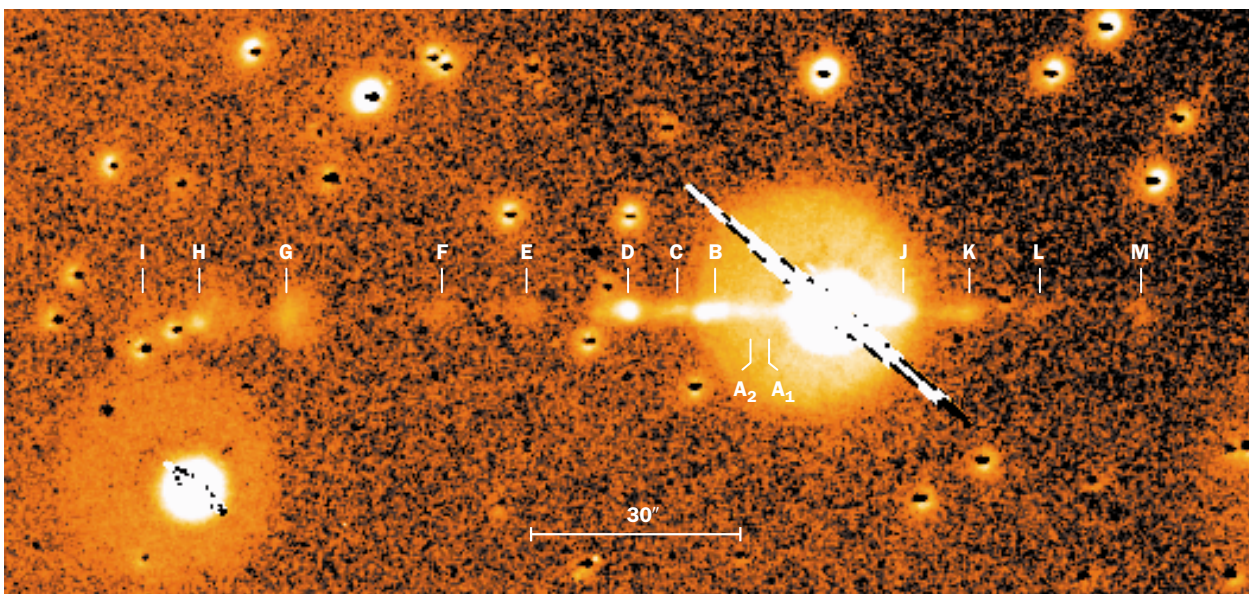
**Abb. IV.13:** Der Jet von RW Aurigae, aufgenommen im Licht der Schwelinie [SII].

Tatsächlich zeigten sich in allen fünf beobachteten Fällen mit den Sternen assoziierte schwache Herbig-Haro-Objekte oder Jets mit Ausdehnungen zwischen einigen zehnteln und einigen Lichtjahren. Obwohl die Sterne aufgrund ihrer spektroskopischen Merkmale ausgewählt worden waren, waren die Astronomen doch von der 100-Prozent-Trefferquote überrascht. Interessant erschien überdies, daß zwei der Sterne, DP Tau und RW Aur, nicht mehr in eine Staubwolke eingebettet zu sein scheinen und nicht von einem Reflexionsnebel umgeben sind. Die überwiegende Zahl aller bekannten Jet-Quellen zeigt solche Staubnebel. Bedeutet dies, daß die Jet-Phase länger andauert als bislang vermutet? RW Aur (Abb. IV.13) ist auch insofern interessant, als es sich um ein hierarchisches Dreiersystem handelt: Zwei Mitglieder sind nur 0,12 Bogensekunden voneinander getrennt, während der dritte Stern die beiden im Abstand von 1,4 Bogensekunden umkreist.

Diese erste Stichprobe unter klassischen T-Tauri-Sternen erlaubt noch keine dezidierten Aussagen über zeitliche Entwicklungseffekte des Jet-Phänomens oder einen möglichen Einfluß von Sternbegleitern. Sie deutet aber an, daß diese eng gebündelten Strömungen über einen wesentlich längeren Zeitraum hinweg aktiv sind als man bislang angenommen hatte, und insofern einen wesentlichen Einfluß auf die Entwicklung der zirkumstellaren Scheibe und den Stern haben können.

### Eta Carinae und der Homunculus-Nebel

Ein Stern wie unsere Sonne befindet sich über zehn Milliarden Jahre lang im hydrostatischen Gleichgewicht. In dieser Phase verschmelzen in seinem Zentralbereich Wasserstoffkerne zu Helium. Die hierbei freiwerdende Energie baut einen nach außen gerichteten Druck auf,



welcher der zum Zentrum hin wirkenden Gravitation die Waage hält. Je massereicher ein Stern ist, desto verschwenderischer geht er mit seinem Brennstoffvorrat um und desto geringer ist seine Lebensdauer. Sterne mit 15 Sonnenmassen und mehr befinden sich zehn Millionen Jahre und weniger im hydrostatischen Gleichgewicht. Danach setzen im Innern periodisch variierende Brennprozesse ein, der Stern bläht sich auf und explodiert eventuell in einer Supernova.

### **Die ereignisreiche Phase Leuchtkräftiger Blauer Veränderlicher**

Diese letzte Phase eines massereichen Sterns ist verhältnismäßig kurz, weswegen nur wenige Sterne in dieser Phase bekannt sind. Außerdem verliert der Stern einen ganz erheblichen Teil seiner äußeren Hülle, was eine theoretische Behandlung dieses Problems wesentlich erschwert. Einige im Endstadium befindliche massereiche Sterne sind jedoch bekannt. Sie sind alle von Nebeln umgeben, die aus Gas bestehen, das der Stern zuvor abgestoßen hat. Diese Gashüllen spiegeln die zeitlich variierende Aktivität des Sterns in der jüngeren Vergangenheit wider. Ein Studium dieser Nebel eröffnet daher die Möglichkeit, wichtige Informationen über diese Endphase massereicher Sterne zu erhalten. Die Theoriegruppe des MPIA hat in Zusammenarbeit mit Kollegen vom MPI für Astrophysik in Garching und vom Instituto de Astronomia in Mexico City versucht, die beobachteten Nebel mit Computermodellen zu simulieren. Eines der beeindruckendsten Beispiele ist der Stern Eta Carinae mit seinem umgebenden Nebel, auch Homunculus-Nebel genannt. Die Modelle deuten darauf hin, daß Eta Carinae auf einen neuerlichen Helligkeitsausbruch zusteuert und in nicht allzu ferner Zukunft als Supernova explodieren wird.

Die Spätphase eines Sterns hängt entscheidend von seiner Masse ab, wobei sich bei massereichen Sternen auf folgende Weise ein sogenanntes Schalenbrennen entwickelt. Ist der Wasserstoff im Zentralbereich verbraucht, zieht sich dieser Teil des Sterns auf Grund der Gravitation zusammen. Dadurch heizt er sich weiter auf, weswegen nun dort Heliumkerne zu Kohlenstoff und Sauerstoff fusionieren. In der darum befindlichen kugelsymmetrischen Schale steigen ebenfalls Druck und Temperatur an, so daß dort der noch reichlich vorhandene Wasserstoff zu Helium verschmilzt. Wenn dies eintritt, expandieren die äußersten Bereiche des Sterns: Er bläht sich zum Roten Riesen oder Überriesen auf. Ist auch das Helium verbraucht, zieht sich der Kernbereich weiter zusammen. Druck und Temperatur steigen nun so weit an, bis der Kohlenstoff fusioniert. In den darüber liegenden Schalen setzt sich das Brennen mit einer helium- und wasserstoffbrennenden Schale fort. Dieser zyklische Wechsel von Kontraktion des Kernbereichs und Einsetzen einer neuen Fusionssequenz und einem damit ver-

bundenen Aufblähen der äußeren Schichten endet, wenn im Zentralbereich die Atomkerne zu Eisen verschmolzen sind. Dann bricht dieser Bereich zusammen, und der Stern kann als Supernova explodieren.

Bevor dies geschieht, verliert der Stern große Mengen an Materie. Dies passiert, weil die geringe Schwerkraft die Atome der aufgeblähten äußeren Schichten nicht halten kann, die der Druck des Sternlichts ins All hinaus treibt. Heutige Sternentwicklungsmodelle deuten darauf hin, daß auf diese Weise Sterne mit 25 bis 30 Sonnenmassen über die Hälfte ihrer ursprünglichen Masse und Sterne mit 30 bis 35 Sonnenmassen sogar 80 % ihrer Anfangsmasse verlieren. Der überwiegende Teil dieses Massenverlusts ereignet sich vermutlich in einer Phase als »Leuchtkräftiger Blauer Veränderlicher«. Dies sind Blaue Überriesen vom Spektraltyp O, B oder A mit mehr als  $10^5$  Sonnenleuchtkräften. Sie zeichnen sich durch starke Helligkeitsvariationen um mindestens eine halbe Größenklasse und intensive Sternwinde aus. Außerdem sind sie von Nebeln umgeben, von denen viele eine bipolare Struktur aufweisen (vgl. Jahresbericht 1997, S. 52). Leuchtkräftige Blaue Veränderliche bilden möglicherweise die Vorstufe zum Stadium der sogenannten Wolf-Rayet-Sterne, die ebenfalls einen starken Massenverlust zeigen. Einige Wolf-Rayet-Sterne wurden im Zentrum Planetarischer Nebel gefunden.

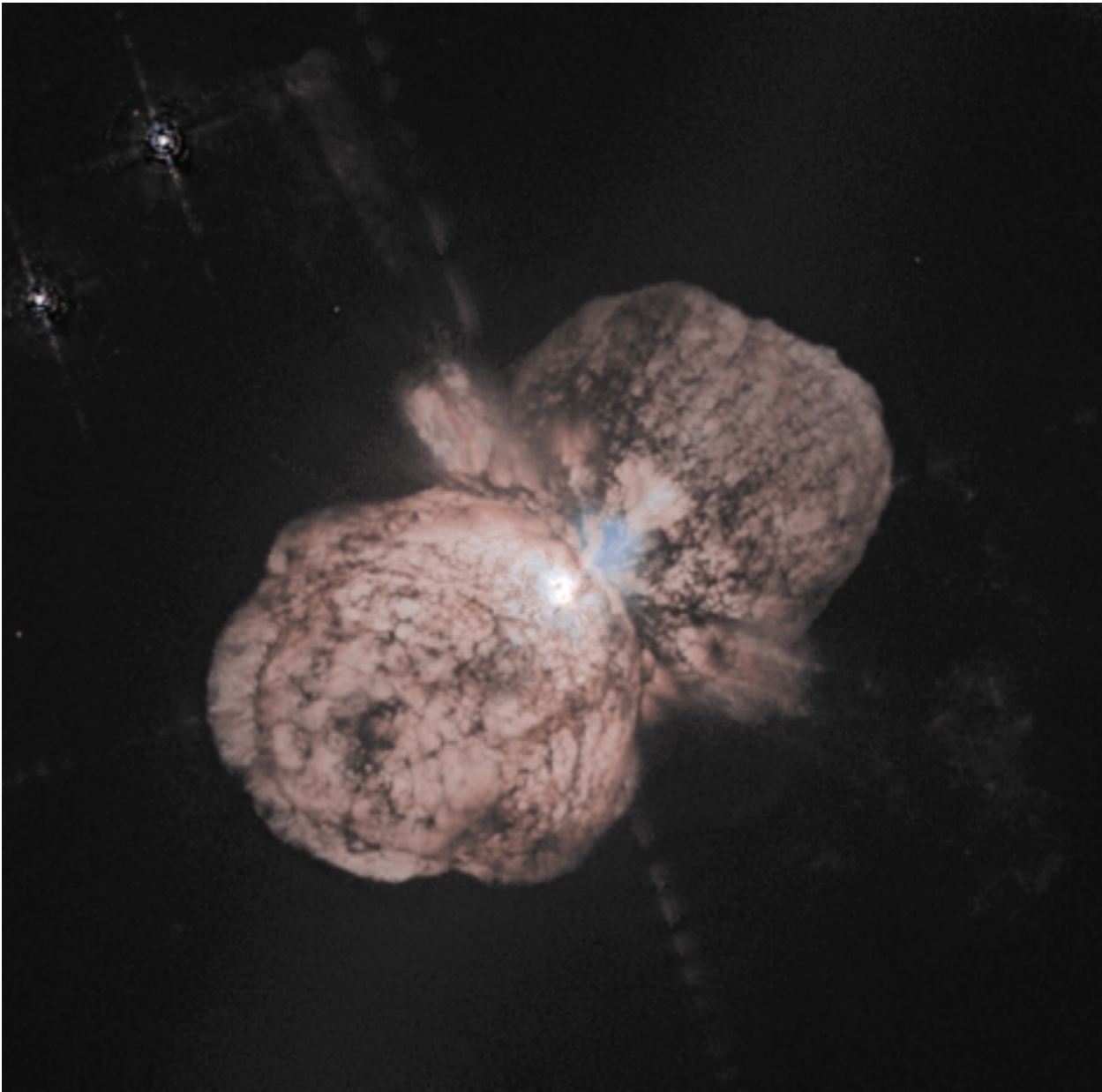
### **Drei-Phasen-Modell für Eta Carinae**

Das beeindruckendste Beispiel eines Leuchtkräftigen Blauen Veränderlichen ist Eta Carinae (Abb. IV.14). Dieser etwa 8000 Lichtjahre entfernte Stern ist mit etwa 80 Sonnenmassen einer der massereichsten bekannten Sterne in der Milchstraße. Schon im vergangenen Jahrhundert zog er die Aufmerksamkeit von John Herschel auf sich, als dieser am Kap der Guten Hoffnung den Südhimmel durchmusterte. Ab 1833 wurde der Stern immer heller und erreichte im Jahre 1843 seine maximale Helligkeit von  $-1$  mag. Damit war er nach Sirius der zweithellste Stern am Himmel. Danach ging seine Helligkeit auf  $+7$  mag zurück.

Während des Helligkeitsausbruchs, der sich etwa von 1840 bis 1860 ereignete, entstand der bipolare Nebel, der Eta Carinae umgibt (Abb. IV.14). Er erhielt die Bezeichnung Homunculus-Nebel. Stern und Nebel sind sehr detailliert beobachtet worden, weswegen Eta Carinae sich ausgezeichnet für eine theoretische Analyse eignet.

Es ist viel darüber diskutiert worden, welcher physikalische Mechanismus für die intensiven Teilchenwinde während der Phase als Leuchtkräftiger Blauer Veränderlicher verantwortlich sein könnte. Eine attraktive Möglichkeit besteht darin, daß diese Sterne die sogenannte Eddington-Leuchtkraft überschreiten. Die nach dem britischen Astrophysiker Sir Arthur Eddington benannte Leuchtkraft ist dadurch definiert, daß die vom Sternlicht auf ein Teilchen ausgeübte und vom Stern weggerichtete





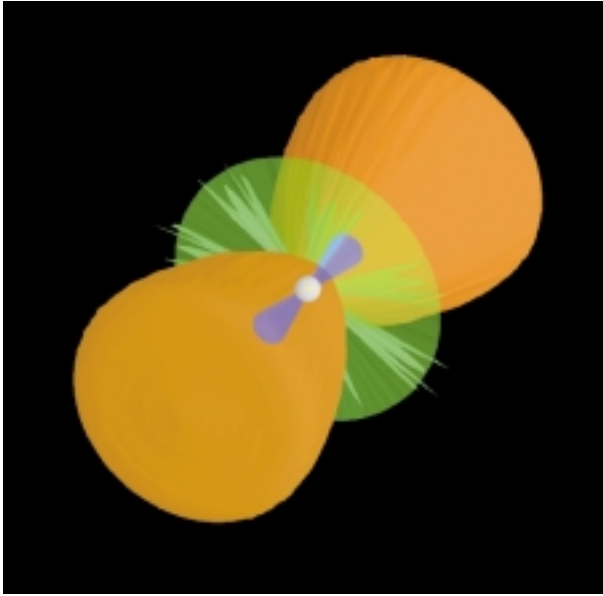
Kraft gleich der vom Stern auf das Teilchen ausgeübten und auf ihn zugerichteten Gravitation ist. Überschreitet die Leuchtkraft eines Sternes diese Grenze, so überwiegt der Strahlungsdruck die Gravitation, und Teilchen entweichen in den Weltraum.

In der MPIA-Studie gingen die Theoretiker davon aus, daß Eta Carinae in der Vergangenheit die Eddington-Leuchtkraft überschritten hat. Überdies berücksichtigten sie in ihrer Simulation die Rotation des Sterns. Dies hat ganz wesentliche Auswirkungen auf die Entstehung des Teilchenwindes und die Form des Nebels. Durch die Rotation wirkt auf die Gasteilchen zusätzlich zum Strahlungsdruck die Zentrifugalkraft und verleiht ihnen eine zusätzliche radial vom Stern fortgerichtete Geschwindigkeitskomponente. Diese ist am Äquator am größten und nimmt zu den Polen hin ab. Die Astro-

**Abb. IV.14:** Aufnahme von Eta Carinae mit dem Weltraumteleskop Hubble. (Foto: NASA/ESA)

physiker definierten daher eine neue Größe  $\Omega$ , die eine Erweiterung der Eddington-Grenze für rotierende Sterne darstellt. Bei  $\Omega = 1$  sind am Äquator Zentrifugal- und Strahlungskraft im Gleichgewicht mit der Schwerkraft. Bei höheren Breiten dominiert zunehmend die Schwerkraft. Sterne, die sich nahe an diesem  $\Omega$ -Limit befinden, erzeugen einen Wind, der zur Äquatorebene hin konzentriert ist.

In der zweidimensionalen Computersimulation unterschieden die Forscher drei Phasen. In der ersten Phase, vor einem Helligkeitsausbruch, ist  $\Omega < 1$ . Dann entwickelt der Stern einen schnellen Wind mit vergleichs-

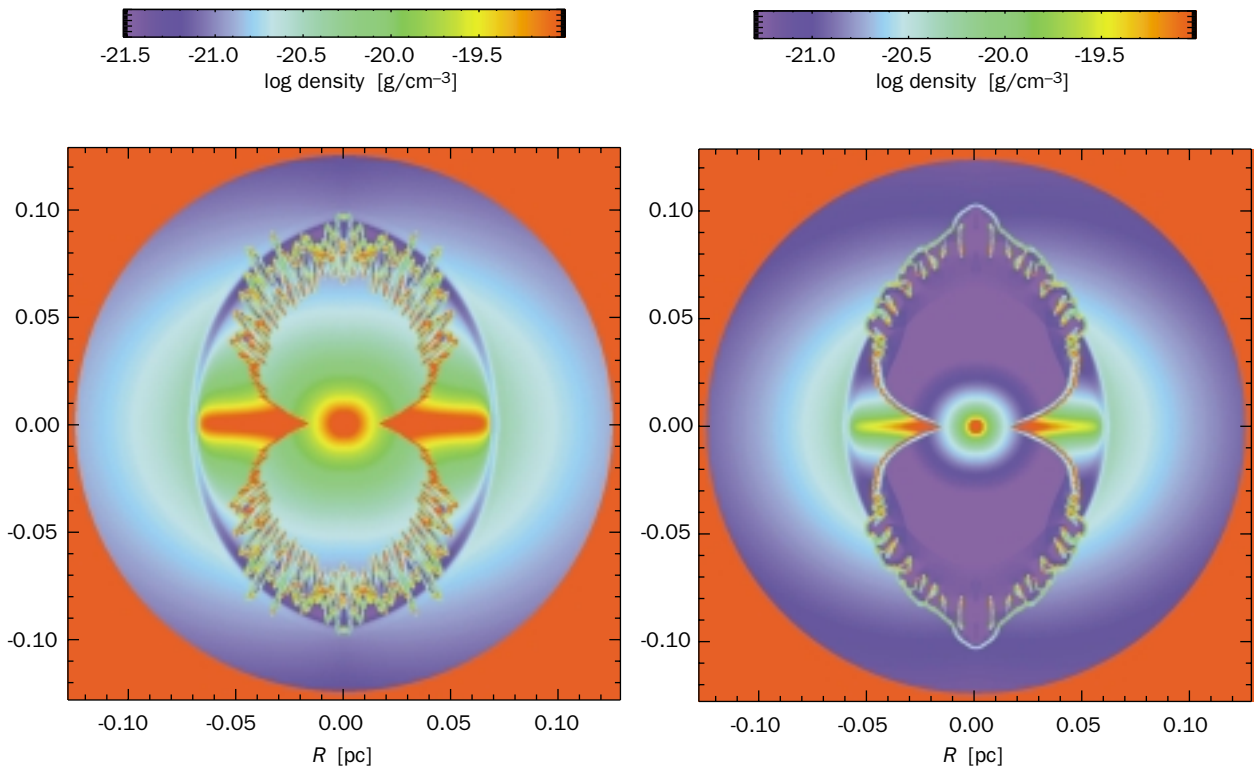


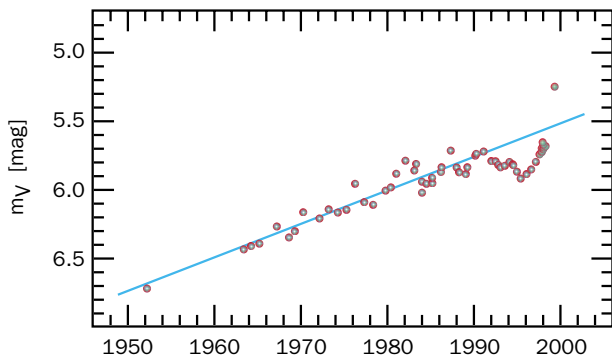
**Abb. IV.15:** Modell des Homunculus-Nebels von Eta Carinae.

weise geringer Dichte. Während eines Helligkeitsausbruchs überschreitet der Stern das  $\Omega$ -Limit. In dieser zweiten Phase gibt er viel Materie ab, die jedoch wegen ihrer Trägheit nicht so stark beschleunigt werden kann. Es bildet sich ein langsamer, dichter Wind aus. In der dritten Phase, nach dem Ausbruch, herrschen wieder Verhältnisse wie in der ersten. Es wurde angenommen, daß Windgeschwindigkeit und Teilchendichte während der jeweiligen Phase konstant bleiben.

Für die Modellrechnungen wurde für Phase 1 ein Wind mit einer Massenverlustrate von  $10^{-3}$  Sonnenmassen pro Jahr ( $M_{\odot}$ ) und einer Geschwindigkeit von 450 km/s angenommen. Die genauen Werte sind hier nicht wichtig, denn dieser Wind fegt lediglich die Umgebung des Sterns frei und erzeugt einen heißen Hohlraum. Während des Ausbruchs (Phase 2) strömt nun der langsamere und dichtere Wind vorzugsweise in der Äquatorbene in diesen Hohlraum hinein. Von seinen physikalischen Größen hängt wesentlich die Form des späteren Nebels ab. In Übereinstimmung mit Abschätzungen aus Beobachtungen wurden für Eta Carinae eine Masse von 80 Sonnenmassen, ein Radius von 210 Sonnenradien und eine Leuchtkraft von  $2.5 \cdot 10^6$  Sonnenleuchtkraft angenommen. Während des Ausbruchs, so die Annahme, befand sich der Stern nahe am  $\Omega$ -Limit. Damit hängt die Windgeschwindigkeit von der Rotationsgeschwindigkeit des Sterns ab. Es wurden daher sechs Modelle gerechnet, in denen die Abströmgeschwindigkeit des Gases an den Polen zwischen 38 und 190 km/s variierte. Außerdem wurden zwei Massenverlustraten durchgerechnet: Bei einer Rate von  $7 \cdot 10^{-3} M_{\odot}$  strömten während der 20-jährigen Ausbruchphase insgesamt 0.15 Sonnenmassen an

**Abb. IV.16:** Modellsimulationen des Homunculus-Nebels. Aufgrund der Expansion kommt es zu Instabilitäten am Rand des Nebels. Nimmt man eine geringe Windgeschwindigkeit an (links), so treten zackenförmige Instabilitäten auf, wie sie nicht beobachtet werden. Erst eine höhere Windgeschwindigkeit (rechts) führt zu der beobachteten Form.





**Abb. IV.17:** Helligkeitsentwicklung des Sterns Eta Carinae. Deutlich erkennbar ist der starke Anstieg innerhalb des letzten Jahres.

Materie vom Stern ab und formten den Homunculus-Nebel. Bei  $5 \cdot 10^{-2} M_{\odot}$  enthält der Nebel heute etwa eine Sonnenmasse an Materie.

Nach dem Ausbruch stieg die Windgeschwindigkeit wieder an. Dies hatte zur Folge, daß der schnellere Wind in dieser Phase 3 den langsameren einholte und zu einer dünnen Schale verdichtete, ähnlich wie ein Pflug Schnee zusammenschiebt. Hierbei kommt es in diesem verdichteten Gas zu Instabilitäten, und es entstehen Klumpen verschiedener Größe und Form. Außerdem kann sich der Wind nun wesentlich besser in Richtung der beiden Pole

im Bereich des Äquators ausbreiten, weil dort die Gasdichte des Windes aus Phase 2 niedriger ist. Dadurch entsteht die beobachtete bipolare Struktur des Nebels (Abb. IV.15).

Für diese dritte Phase nach dem Ausbruch wurden zwei Modelle betrachtet: Eines mit einer Massenverlustrate von  $3 \cdot 10^{-3} M_{\odot}$  und einer Windgeschwindigkeit von 800 km/s. Die Simulation, welche die Entwicklung des Nebels von 1840 bis 1995 am ehesten beschreibt, gibt die heutige Morphologie jedoch insofern nicht gut wieder, als Instabilitäten am Rande des Hohlraums zu »spitz« werden (Abb. IV.16a). Wurden die Massenverlustrate auf  $1.7 \cdot 10^{-4} M_{\odot}$  verringert und die Teilchengeschwindigkeit auf 1800 km/s erhöht, so stimmten die berechnete Morphologie und Größe des Homunculus-Nebels auffallend gut mit der beobachteten überein (Abb. IV.16b).

Sollten diese Simulationen die Wirklichkeit richtig wiedergeben, so würde dies bedeuten, daß der jüngste Wind nicht während der gesamten 140 Jahre der Phase 3 bis heute unverändert geblieben ist. Vielmehr scheint er über den größten Zeitraum hinweg dünn und schnell gewesen ( $1.7 \cdot 10^{-4} M_{\odot}$  und 1800 km/s) und erst in jüngerer Vergangenheit dichter und langsamer geworden zu sein. Das könnte bedeuten, daß Eta Carinae auf einen neuerlichen Ausbruch zusteuert. Hierfür spricht auch, daß der Stern in den letzten zwei Jahren seine Helligkeit im roten Wellenlängenbereich verdoppelt hat (Abb. IV.17).

## IV.2 Extragalaktische Astronomie

### Galaxien im jungen Universum

Kaum ein anderes Gebiet in der Astronomie entwickelt sich derzeit ähnlich rasant wie die Suche nach Galaxien im frühen Universum. Noch vor wenigen Jahren war es kaum möglich, diese lichtschwachen Sternsysteme jenseits einer Rotverschiebung von  $z = 1$  zu entdecken. So weit entfernte Objekte sehen wir zu einer Zeit, als das Universum bereits zwei Drittel seines heutigen Weltalters erreicht hatte. Die Galaxien, wie unsere Milchstraße, sind jedoch wesentlich früher entstanden. Wann und auf welche Weise dies geschehen ist, ist noch weitgehend unklar. Auch wissen die Astronomen nicht, wann sich die Galaxien zu den heute beobachtbaren Galaxienhaufen zusammengefunden haben. Der Einsatz neuer Detektoren insbesondere im Infraroten, in Verbindung mit ausgeklügelten Suchstrategien, hat jedoch in jüngster Zeit die Suche nach den Uralgalaxien stark beflügelt.

Astronomen vom MPIA haben zusammen mit Kollegen vom Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Florenz, dem Goddard Space Flight Center der NASA in Greenbelt, Maryland, und dem California Institute of Technology, Pasadena, einige schwache Himmelskörper entdeckt, bei denen es sich sehr wahrscheinlich um junge Systeme mit hoher Sternentstehungsrate handelt. Es hat den Anschein, daß sich diese jungen Sternsysteme bereits in Gruppen oder Haufen befinden.

### Sternentstehung in jungen Galaxien

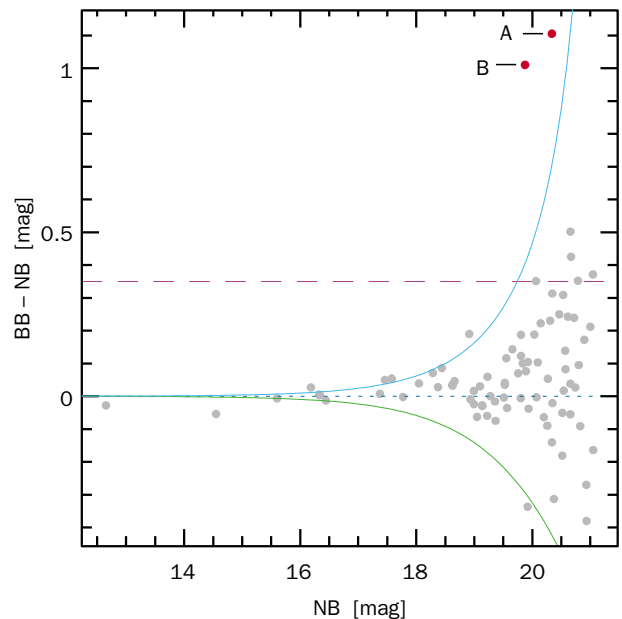
Das entscheidende Problem bei der Suche nach fernen Galaxien besteht darin, daß sie äußerst lichtschwach sind und sich auf Aufnahmen durch breitbandige Filter nicht ausreichend vom Himmelshintergrund abheben. Eine Möglichkeit, dieses Problem zu überwinden besteht darin, schmalbandige Filter zu verwenden. Sie müssen so gewählt sein, daß sie nur den Wellenlängenbereich durchlassen, in dem die Galaxien eine Emissionslinie besitzen, also besonders hell sind. In diesem Bereich ist dann der Helligkeitskontrast zwischen Galaxie und Himmelshintergrund am größten. Im allgemeinen leuchten Galaxien mit hoher Sternentstehungsrate besonders hell in den Wasserstofflinien  $H\alpha$ ,  $H\beta$  sowie in den Linien des zweifach und einfach ionisierten Sauerstoffs [OIII] und [OII].

Nun sind diese Emissionslinien bei entfernten Galaxien wegen der Expansion des Universums im Spektrum zu größeren Wellenlängen verschoben. Je weiter eine Galaxie entfernt ist, desto stärker ist diese Rotverschiebung. Wenn man nicht weiß, in welcher Entfernung man

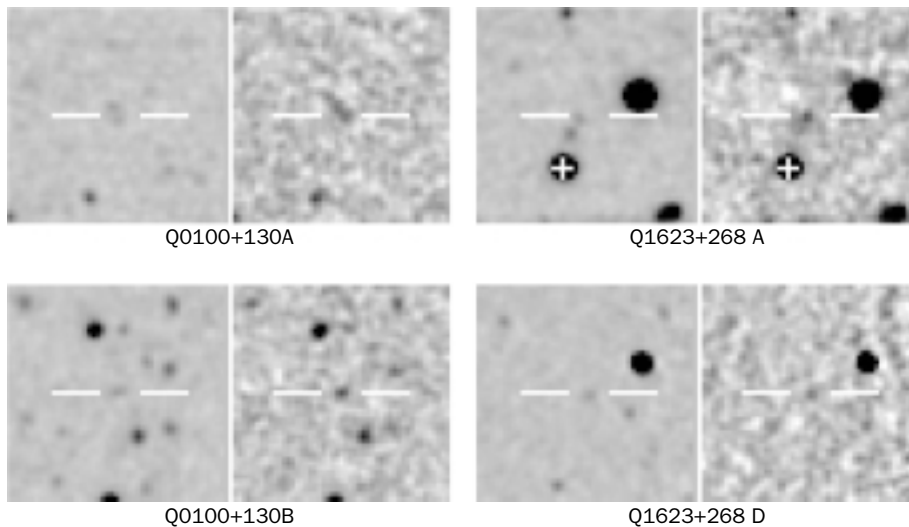
die Galaxien genau suchen muß, weiß man auch nicht, an welcher Stelle im Spektrum die jeweilige Emissionslinie auftaucht. Dieses Problem ist etwa damit vergleichbar, daß man im Radio einen Sender mit unbekannter Frequenz sucht.

Das Astronomen-Team vom MPIA vermutete nun junge Galaxien bei Rotverschiebungen, bei denen in den Spektren von Quasaren Absorptionslinien von Wasserstoff auftauchen. In den Spektren einzelner Quasare findet man mehrere hundert dieser sogenannten Lyman- $\alpha$ -Linien. Verursacht werden sie durch Gaswolken, die sich in unterschiedlichen Entfernungen von der Erde auf der Sichtlinie zum Quasar befinden. Die Lyman- $\alpha$ -Linie tritt im Labor stets bei einer Wellenlänge von 121.6 nm auf. Befinden sich aber im Universum auf dem Sehstrahl zwischen der Erde und einem Quasar viele Absorptionswolken in verschiedenen Entfernungen, so besitzen sie verschiedene Rotverschiebungen. In den Quasarspektren findet man deswegen bis zu mehreren hundert Lyman- $\alpha$ -Absorptionslinien. Sehr wahrscheinlich handelt es sich bei den Wolken vorwiegend um Gas innerhalb von Galaxien oder in deren Außenbereichen, den Halos.

Es gibt eine Klasse von Wasserstoff-Absorptionslinien, die extrem breit sind (Geschwindigkeitsäquivalent bis zu 3000 km/s). Diese sogenannten gedämpften Lyman- $\alpha$ -Linien entstehen in Gas mit hohen Säulendichten



**Abb. IV.18:** Farben-Helligkeitsdiagramm, in dem für die identifizierenden Objekte die Helligkeitsdifferenz von Breitband- minus Schmalbandfilter gegen die Helligkeit im Schmalbandfilter aufgetragen ist. Die beiden Kandidaten für ferne Galaxien A und B fallen in dieser Darstellung sofort auf.



**Abb. IV.19:** Aufnahmen der ausgewählten Gebiete im Breitband- und Schmalbandfilter (jeweils links und rechts).

bis zu  $10^{21} \text{ cm}^{-2}$ , das sich sehr wahrscheinlich in den Scheiben von Spiralgalaxien oder deren Vorläufern befindet. Es handelt sich demnach um Gas in Galaxien, die wir zu einer Zeit sehen, als das Universum noch wesentlich jünger war als heute und sich noch nicht so stark mit schweren Elementen angereichert hatte.

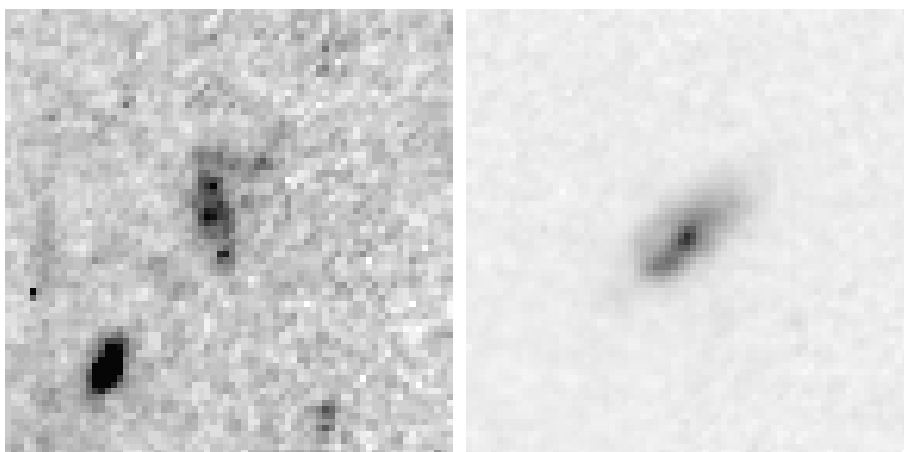
Die Idee ist also: Die gedämpften Lyman- $\alpha$ -Systeme in den Quasarspektren zeigen an, bei welcher Rotverschiebung sich junge Galaxien befinden. Nun mußten Aufnahmen um die ausgewählten Quasare mit schmalbandigen Filtern durchgeführt werden, die genau für die vermuteten Emissionslinien junger Galaxien durchlässig sind. Bei den ausgewählten Quasarspektren konzentrierten sich die Astronomen auf die Rotverschiebungsbereiche  $z = 0.5$  bis  $1.9$ ,  $z = 2.1$  bis  $2.5$  und  $z = 3.1$  bis  $3.8$ .

Insgesamt 13 Felder wurden mit dem 3.5-Meter-Teleskop auf dem Calar Alto und den Kameras Magic und Omega Prime aufgenommen, fünf weitere mit dem 2.2-

Meter-ESO/MPIA-Teleskop auf La Silla. Das gesamte, durch die angegebenen Rotverschiebungsbereiche abgedeckte Volumen betrug  $30\,000 \text{ GLj}^3$  ( $3 \cdot 10^{13} \text{ Lj}^3$ ). Als potentielle Kandidaten für junge Galaxien wurden solche Objekte ausgewählt, die auf den Schmalbandfilter-Aufnahmen um  $2.5 \sigma$  heller erschienen als auf den Breitbandfilter-Aufnahmen. In einem entsprechenden Helligkeitsdiagramm fallen solche Kandidaten sofort auf (Abb. IV.18).

Die Auswertung von fünf der 19 Himmelsfelder förderte auf diese Weise bereits 18 Kandidaten zu Tage (Abb. IV.19). Sollte es sich, wie vermutet, bei der Emission um  $\text{H}\alpha$  bzw.  $[\text{OII}]$  handeln, so stünden sechs Objekte bei  $z = 0.89$ , zehn Objekte bei  $z = 2.4$  und zwei Objekte bei  $z = 2.3$ . Die geringe Ausdehnung der Galaxien von einer bis zwei Bogensekunden spricht sehr dafür, daß sie wirklich so weit entfernt sind. Endgültige Gewißheit

**Abb. IV.20:** Zwei der mutmaßlichen fernen Galaxien, aufgenommen mit dem Weltraumteleskop Hubble. (Foto: NASA/ESA).





können aber nur Spektralaufnahmen bringen, für die Beobachtungszeit an den neuen Großteleskopen, wie dem Keck-Teleskop oder dem VLT, benötigt wird. Zwei der Kandidaten aus der Gruppe mit einer vermuteten Rotverschiebung von 0.89 wurden zufällig schon 1996 mit dem Weltraumteleskop Hubble beobachtet. Die Aufnahmen mit hoher räumlicher Auflösung (Abb. IV.20) zeigen in beiden Fällen irreguläre oder Spiralgalaxien mit Ausdehnungen von 60 000 bis 100 000 Lichtjahren (Milchstraßensystem: 100 000 Lj). Damit handelt es sich um Galaxien, die sich offenbar schon zu ihrer vollen Größe entwickelt haben. Auch die für sie abgeleitete Sternentstehungsrate von 5 bis 10 Sonnenmassen pro Jahr liegt nur unmerklich über derjenigen der Milchstraße. Die wesentliche Entwicklung der großen Galaxien war offenbar in dieser Phase, als das Universum zwei Drittel seines heutigen Alters erreicht hatte, bereits abgeschlossen.

Letzte Gewißheit über die Natur dieser Himmelskörper werden erst Spektren geben, die sich nur an den neuen Großteleskopen, wie dem VLT, anfertigen lassen. Sollte die jetzige Interpretation, daß es sich tatsächlich um entfernte Galaxien handelt, stimmen, so kann man bereits aus den Schmalbandfilter-Aufnahmen einige Schlüsse ziehen.

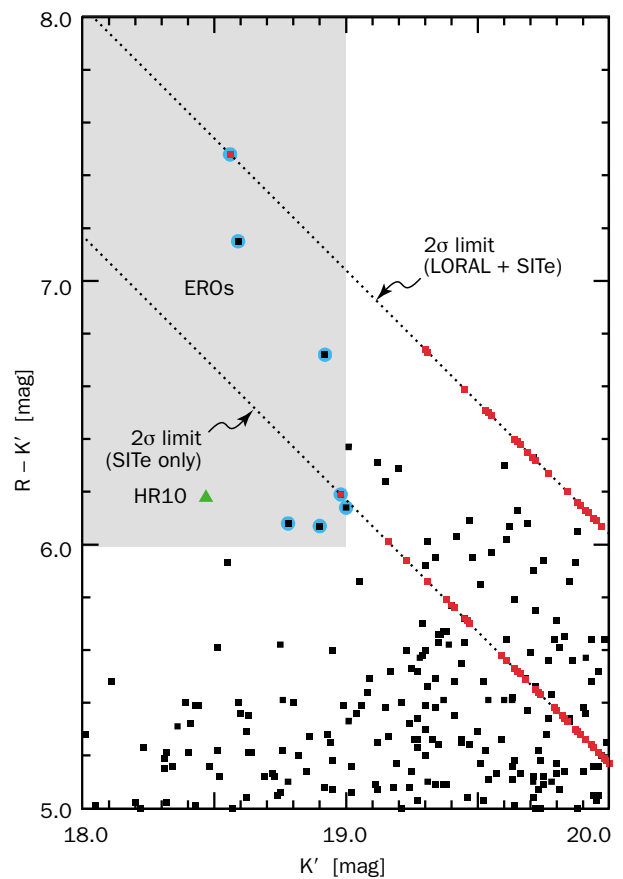
In diesem Fall sehen wir die entfernteren Systeme in einer Phase, als das Universum erst etwa 15 % seines heutigen Alters besaß. Aus der Helligkeit in den Filtern und unter der Annahme, daß es sich bei der Emission um H $\alpha$  bzw. [OII] handelt, läßt sich grob die Sternentstehungsrate ableiten. Während einige Systeme verhältnismäßig geringe Werte unter zehn Sonnenmassen pro Jahr aufweisen, reicht die Skala bis zu 200 Sonnenmassen pro Jahr. Zum Vergleich: In unserem Milchstraßensystem werden pro Jahr eine bis drei Sonnenmassen an interstellarer Materie in Sterne umgewandelt. Das heißt, zumindest einige der beobachteten Galaxien befinden sich in einer Phase sehr heftiger Sternentstehung. Interessanterweise weisen die nahen Galaxien die verhältnismäßig geringen Werte auf, während die hohen Sternentstehungsraten mit Werten zwischen 60 und 200 Sonnenmassen pro Jahr nur bei den entfernten Galaxien auftauchen. Dieser Hinweis auf eine hohe Sternentstehungsrate im jungen Universum müßte mit Spektralaufnahmen überprüft werden.

Ohne Spektralaufnahmen ist indes auch eine andere Interpretation für die beobachteten Emissionslinienobjekte nicht auszuschließen. Die Strahlung könnte auch aus den Zentralgebieten aktiver Galaxien stammen. In diesem Fall wäre die Emission kein Anzeichen für Sternentstehung, sondern für eine Aktivität, hervorgerufen durch ein zentrales Schwarzes Loch. Ein solcher Mechanismus wird für Quasare oder auch für sogenannte Seyfert-Galaxien angenommen. Allerdings wäre in diesem Fall die beobachtete Häufigkeit dieser Objekte viel höher als derzeit bekannt. Die Interpretation, daß es sich überwiegend um junge Galaxien mit teils sehr hoher Sternentstehungsrate handelt, ist daher wahrscheinlicher.

## EROs am Infrarothimmel

Eine weitere Klasse ferner Galaxien scheinen auch die sogenannten Extremely Red Objects (EROs) zu bilden. Sie wurden Ende der 80er Jahre entdeckt, als die ersten Infrarot-Arrays für die astronomische Forschung zum Einsatz kamen. Aufgefallen waren die EROs bei Beobachtungen ferner aktiver Galaxien und Quasare. Sie wiesen im Infraroten, bei Wellenlängen um 2  $\mu\text{m}$ , eine im Vergleich zum Rot ungewöhnlich starke Intensität auf. Die Natur dieser Himmelskörper ließ sich jedoch in den meisten Fällen nicht eindeutig ergründen. Es wurde lediglich klar, daß es sich überwiegend um ferne Galaxien handelt. Auf welche Weise der Infrarotexzeß zustande kommt und wie stark diese Population ist, blieb jedoch unklar.

Um insbesondere der zweiten Frage nachzugehen, starteten Astronomen des MPIA eine Suche nach weiteren EROs. Entscheidende Voraussetzungen für das Gelingen waren: ein großes Bildfeld, sehr hohe Empfindlichkeit, um auch schwächste Objekte nachweisen zu können, und Aufnahmen mit schmalbandigen Filtern, um die EROs anhand ihrer starken Infrarotintensität identifizieren zu können. Diese Bedingungen erfüllen Aufnah-



**Abb. IV.21:** Farbdiagramm, in dem die Differenz in den Farben Rot (R) minus Infrarot ( $K'$ ) gegen die Infrarot-Helligkeit aufgetragen ist. Die ERO-Kandidaten finden sich in dem Bereich links oben.

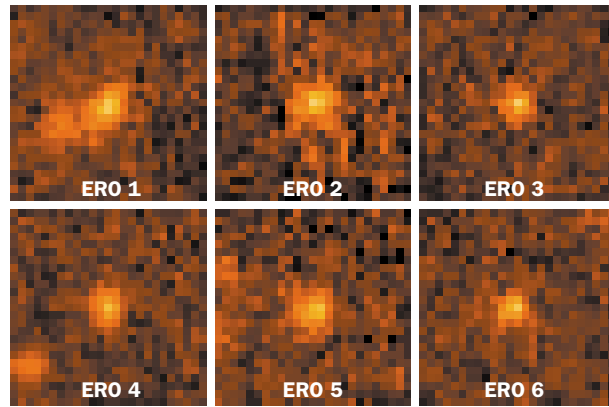
men, die im Rahmen des Calar Alto Deep Imaging Survey, CADIS, gewonnen werden. CADIS ist ein auf mindestens fünf Jahre angelegtes Programm, mit dem Astronomen des MPIA nach den Uralgalaxien im Universum suchen (siehe Jahresbericht 1997, S. 18). Hierfür nehmen sie mehrere ausgewählte Himmelsfelder mit einer Fläche von jeweils 100 bis 150 Quadratbogenminuten (entsprechend einem Viertel der Vollmondfläche) durch eine Reihe von Farbfiltern auf. Am 2.2- und 3.5-Meter-Teleskop werden für dieses ehrgeizige Projekt jeweils 10 % der gesamten jährlichen Beobachtungszeit bereit gestellt. Die bereits vorhandenen Daten lassen sich nun keineswegs nur für die Suche nach den jüngsten Galaxien nutzen. Sie eignen sich wegen der Vielzahl der Farbfilteraufnahmen ausgezeichnet für die Suche nach Objekten mit spezifischen Farbcharakteristika, also auch für EROs.

Die Aufnahmen bei  $2.12 \mu\text{m}$  Wellenlänge erhielten die Astronomen mit der Infrarotkamera Omega-Prime im Primärfokus des 3.5-Meter-Teleskops. Um eines der CADIS-Felder gänzlich zu überdecken, mußten vier Einzelaufnahmen im Computer zu einem Mosaik mit rund  $2500 \times 2500$  Bildelementen auf einer Fläche von  $16 \times 16.8$  Quadratbogenminuten montiert werden. Im zentralen 160 Quadratbogenminuten umfassenden Feld betrug die Nachweisgrenze für punktförmige Quellen  $20.5 \text{ mag}$ . Für ausgedehnte Objekte lag sie etwa eine halbe Größenklasse darüber. Als Vergleich wurde dasselbe Feld im roten Spektralbereich bei  $0.648 \mu\text{m}$  Wellenlänge aufgenommen. Hierfür stand das 2.2-Meter-Teleskop mit der Kamera CAFOS und einem CCD mit  $2049 \times 2048$  Pixel zur Verfügung.

Die EROs sollten sich nun beim Vergleich der beiden Aufnahmen dadurch bemerkbar machen, daß sie auf der Infrarotaufnahme ( $2.12 \mu\text{m}$ ) mindestens sechs Größenklassen heller sind als auf der Rotaufnahme. Außerdem sollten sie im Infraroten heller als 19. Größe sein. Bei dieser Grenzgröße sind die Objekte einerseits noch mit ausreichender Signifikanz (mehr als  $2\sigma$ ) nachweisbar, andererseits sind sie vermutlich gerade noch hell genug, um nachfolgende Spektraluntersuchungen an einem der neuen Großteleskope, wie dem Keck-Teleskop oder dem VLT, zu ermöglichen.

In einem Farbdigramm (Abb. IV.21) erfüllten acht Objekte die für EROs aufgestellten Kriterien. Zwei von ihnen erwiesen sich bei Nachbeobachtungen als sehr massearme und kühle Sterne in unserer Milchstraße. Fünf der acht EROs sind auf den Aufnahmen aufgelöst, erscheinen also nicht sternähnlich. Ihre Durchmesser (FWHM) liegen zwischen  $0''.9$  und  $2''.0$ . Ein sechstes Objekt liegt gerade an der Auflösungsgrenze, scheint aber ebenfalls flächenhaft zu sein.

Eines der sechs verbliebenen EROs zeigt eine längliche Struktur mit  $1''.9 \times 1''.1$  Ausdehnung (ERO 1 in Abb. IV.22). Nur  $2''.8$  entfernt befindet sich in Richtung der Längsachse ein weiteres ERO. Hierbei könnte es sich um ein Paar wechselwirkender Galaxien handeln. Von näher gelegenen Systemen wissen die Astronomen, daß in



**Abb. IV.22:** Die Aufnahmen einiger EROs zeigen aufgelöste Objekte, jedoch keine signifikanten Strukturen.

Galaxien, die nahe aneinander vorbeifliegen oder sich gegenseitig durchdringen, ein starker Schub der Sternentstehung einsetzen kann. Man spricht in diesem Fall von Starburst-Galaxien. Es liegt daher die Vermutung nahe, daß der starke Infrarotexzeß bei ERO 1 durch Staub entsteht, der das Licht neu entstandener Sterne rötet. Außerdem stehen die Objekte ERO 1 und ERO 2 nur  $39''$  voneinander entfernt, ERO 4 hat sogar einen ERO-Begleiter in  $5''$  Abstand. Dies könnte ein Hinweis auf eine Gruppe oder einen Haufen von Galaxien sein.

So lange von diesen lichtschwachen Himmelskörpern keine Spektraluntersuchungen vorliegen, läßt sich über deren Entfernung nur spekulieren. Wenn es sich aber um Galaxien handelt, wofür alle Indizien sprechen, dürften sie sich in einem Rotverschiebungsbereich zwischen  $z = 0.85$  und  $z = 2$  befinden. Dies entspricht einem Entwicklungsstadium als das Universum erst zwischen 20 und 40 % des heutigen Alters erreicht hatte. Diese Angabe gilt sowohl für die Möglichkeit, daß es sich um elliptische Galaxien mit einer alten (roten) Sternpopulation, als auch für die Möglichkeit, daß es sich um Starburst-Galaxien mit starker Staubeextinktion handelt. Diese Abschätzung ergibt sich aus typischen Werten, wie man sie für nahe Systeme dieser Art kennt.

In dem beobachteten Himmelsfeld entspricht das Entfernungsintervall einem Volumen von  $12.3 \cdot 10^6 \text{ Lj}^3$ . Für die sechs EROs ergäbe sich daraus eine Raumdichte von  $2.4 \cdot 10^{-4}$  pro  $\text{Lj}^3$ . Damit sind diese Objekte in diesem Entfernungsbereich achtmal häufiger als Quasare. Das heißt, sie stellen in dieser Phase des Universums eine erhebliche Galaxienpopulation dar. Handelt es sich um elliptische Galaxien, so müssen sie entsprechend ihrer gemessenen Helligkeit sehr massereich sein. Das würde bedeuten, daß solch große Sternsysteme bereits relativ früh im Kosmos entstanden sein müssen. Vielleicht markieren sie sogar den Beginn der Bildung von Galaxienhaufen. Handelt es sich bei den EROs um junge Starburst-Galaxien, dann deutet ihre relativ hohe Raumdichte darauf hin, daß Wechselwirkungen zwischen Galaxien in der Frühphase des Universums sehr häufig vorgekom-

men sein müssen. Um zwischen den beiden Interpretationsmöglichkeiten – elliptische oder Starburst-Galaxien – unterscheiden zu können, sind weitere Beobachtungen nötig. Zum einen wären Spektraluntersuchungen an einem Großteleskop sehr wertvoll. Zum anderen laufen bereits Studien im Submillimeterbereich. Sie dienen dazu, die Staubmassen abzuschätzen, sofern es sich bei den EROs um staubreiche Starburst-Galaxien handelt.

### Kalter Staub in Galaxien

Spiralgalaxien sind regulär geformte Systeme, in denen helle, junge Sterne, Gas und Staub vornehmlich in Form von Spiralarmlen angeordnet sind. Auch unsere Milchstraße gehört wahrscheinlich zu diesem ästhetisch besonders faszinierenden Typ. Die Sterne beinhalten den weitaus größten Massenanteil in Spiralgalaxien. Ihr Anteil wird typischerweise auf 90 % geschätzt. Das interstellare Gas macht knapp 10 % aus, während der Staub lediglich 0.1 % beisteuert. Dennoch ist die Staubkomponente von großer Bedeutung. Sie trägt nämlich sehr effektiv zur Energieabstrahlung der Galaxie bei: Die Staubteilchen absorbieren das kurzwellige Sternlicht, erwärmen sich dadurch und strahlen dann im langwelligen Infrarotbereich. Dadurch schirmt der Staub das Innere großer Wolken vor der energiereichen Sternstrahlung ab, und im Schutz des absorbierenden Staubes können sich Moleküle bilden. Im Innern solcher Molekülwolken, das ist seit längerem bekannt, bilden sich neue Sterne.

Mit bisherigen Infrarotteleskopen war jedoch nur die relativ warme Staubkomponente mit Temperaturen oberhalb von etwa 20 K erkennbar. Da das europäische Infrarotobservatorium ISO erstmals bis zu Wellenlängen um 200  $\mu\text{m}$  beobachten konnte, wurde hiermit auch Staub mit Temperaturen bis herunter zu etwa 12 K sichtbar. Erstmals gelang es Astronomen des MPIA mit dem Instrument ISOPHOT, so kalten Staub in der Andromeda-Galaxie (M 31) und in deren Begleitgalaxie NGC 205 nachzuweisen.

### Sind Spiralgalaxien durchsichtig?

Große Staubwolken sind auf optischen Aufnahmen von Spiralgalaxien deutlich als dunkle Gebiete erkennbar. Aus diesem Grunde stellten sich manche Astronomen schon früh die Frage, ob die Scheiben von Spiralgalaxien eventuell undurchsichtig sind. Bereits Ende der 50er Jahre führte der Astronom Erik Holmberg eine Untersuchung an über hundert Spiralgalaxien durch, mit dem Ergebnis: Diese Sternsysteme sind durchsichtig. Doch in den 90er Jahren kamen Zweifel daran auf, entscheiden ließ sich die Frage jedoch nicht.

Dieses Problem ist aber von großer Bedeutung, wenn es darum geht, Masse und Helligkeit einer Spiralgalaxie zu bestimmen. Ist in den Scheiben der Spiralgalaxien

viel Staub vorhanden, daß sie undurchsichtig sind, so verdeckt die Materie bei schräger Aufsicht die hinter der Scheibe liegenden Sterne, und die für Helligkeiten und Massen abgeleiteten Werte fallen zu gering aus.

Eine starke Abschwächung des Sternlichts durch die Absorption im interstellaren Staub hätte überdies Auswirkungen auf die Entfernungsbestimmung. Sind Spiralgalaxien nämlich undurchsichtig, so erscheinen sie uns umso lichtschwächer, je stärker sie gegen die Sichtlinie geneigt sind, und man würde eine zu große Entfernung für sie ableiten.

Die Frage, ob Spiralgalaxien durchsichtig sind oder nicht, läßt sich deshalb so schwer beantworten, weil man bei Beobachtungen im sichtbaren Bereich keine Aussagen darüber erhält, ob sich hinter den sichtbaren Sternen noch Staub befindet. Dies wird erst möglich durch die Messung der Ferninfrarotemission, weil hier der Staub selbst strahlt.

### Die Andromeda-Galaxie im fernen Infrarot

Mit seiner Entfernung von 2.3 Millionen Lichtjahren ist der Andromeda-Nebel die uns nächste Spiralgalaxie. Sie ist dem Milchstraßensystem in vielen Eigenschaften sehr ähnlich und wird daher auch als Schwestergalaxie bezeichnet. Sie ist um etwa 60 % massereicher als die Milchstraße. Die Galaxienscheibe mit einem Durchmesser von etwa 160 000 Lj ist um 13 Grad gegen die Blickrichtung geneigt (Abb. IV.23). Bisherige Infrarotbeobachtungen mit dem Satelliten IRAS hatten gezeigt, daß die Infrarotintensität im Wellenlängenbereich von 60  $\mu\text{m}$  bis 100  $\mu\text{m}$  ansteigt. Das Maximum mußte demnach jenseits von 100  $\mu\text{m}$  liegen, in einem Bereich also, der erst mit ISO zugänglich wurde.

Im Februar 1997 fertigten Astronomen des MPIA und Kollegen der Universität Helsinki eine vollständige Karte der Andromeda-Galaxie bei 175  $\mu\text{m}$  an (Abb. IV.24). Eine Deprojektion der Scheibe um 77 Grad im Computer zeigt die Verteilung des kalten Staubes in der Aufsicht (Abb. IV.25). Etwa die Hälfte des gesamten Materials ist in einem 3200 Lj breiten, knotigen Ring mit einem Radius von 3200 Lj um das Zentrum konzentriert. Der Raum innerhalb des Ringes ist allerdings keineswegs staubfrei. Vielmehr dehnt sich vom Zentrum eine dünne Staubscheibe aus, die durch den Ring begrenzt wird. Der Ring stellt also eine lokale Erhöhung der Staubkonzentration dar. Die größere Helligkeit auf den ISO-Aufnahmen ist jedoch nicht allein eine Folge der höheren Staumdichte, sondern rührt auch daher, daß sich im Innern des Staubtorus warme Sternentstehungsgebiete befinden, die ihre Umgebung zum Leuchten anregen.

Im südwestlichen Bereich (Abb. IV.25, rechts unten) zeigt der Ring eine Aufspaltung. Es wird vermutet, daß sie durch eine gravitative Störung der nahen Begleitgalaxie M 32 verursacht wird. Weiter außerhalb, bei

45 000 Lj Radius, ist ein zweiter, schwächerer Ring erkennbar. Innerhalb des hellen Rings erscheinen außerdem einige längliche Staubgebiete, die Teile eines ehemals ganzen Ringes gewesen sein könnten.

Anders als im sichtbaren Bereich, wo die Andromeda-Galaxie ihre charakteristische Spiralstruktur zeigt, ist der kalte Staub also in mehreren konzentrischen Ringen angeordnet. Sie treten auch bei Radioaufnahmen hervor, welche die Verteilung des molekularen Gases sichtbar machen. Außerdem befinden sich im hellen Ring die einzigen nennenswerten Sternentstehungsgebiete.

Dies legt den Schluß nahe, daß die Andromeda-Galaxie in einigen Millionen Jahren zusätzlich zu den Spiralarmen eine geschlossene Ringstruktur aus hell leuchtenden, jungen Sternen besitzen wird. Galaxien mit solchen Ringen sind bereits bekannt. In einigen Fällen sind sie wahrscheinlich dadurch entstanden, daß sich eine andere Galaxie etwa senkrecht durch die Scheibe der Spiral-

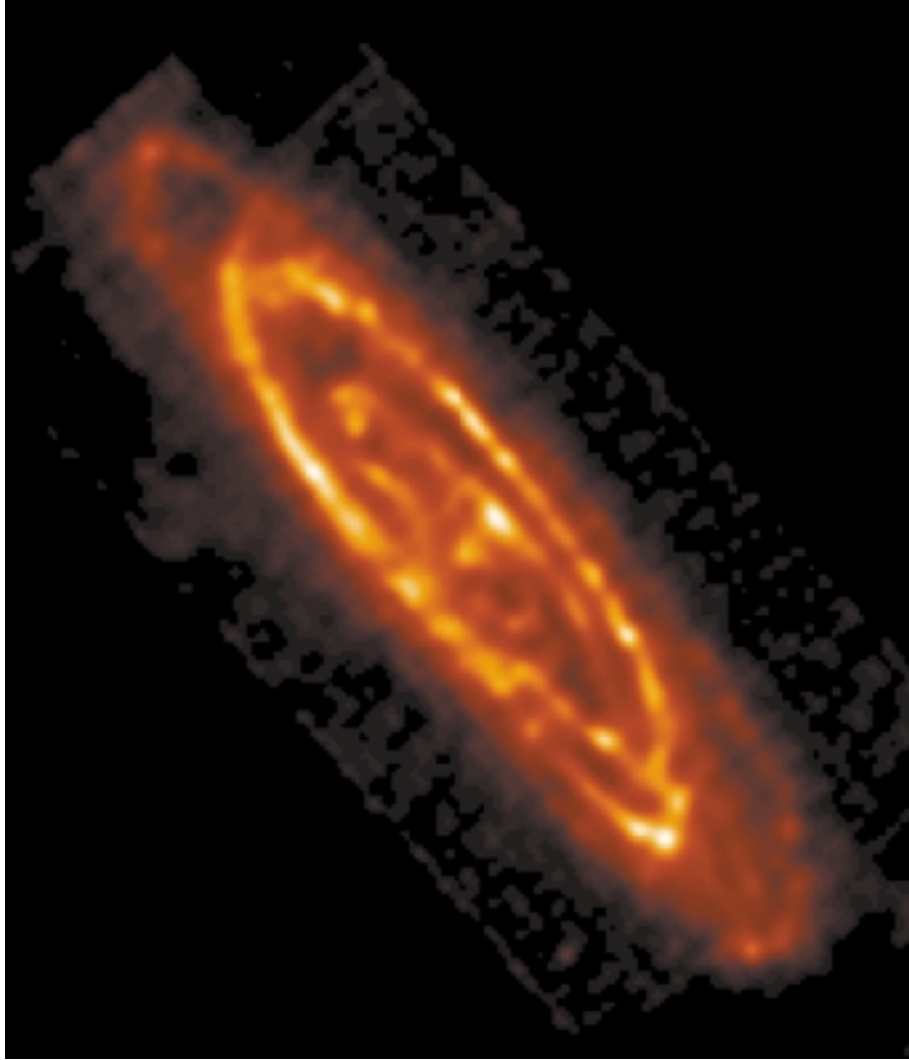
galaxie hindurchbewegt hat. Durch die starken gravitativen Kräfte wurde hierbei Materie in einem Ring komprimiert. Man kann sich dies ähnlich vorstellen wie eine Welle, die entsteht, wenn man einen Stein ins Wasser wirft.

Im Falle der Andromeda-Galaxie sind die sichtbaren Begleitgalaxien jedoch zu massearm, um einen solchen Effekt hervorrufen zu können. Eine andere Vermutung geht daher in die Richtung, daß die Andromeda-Galaxie früher eine zentrale balkenförmige Struktur aus interstellarer Materie und Sternen besaß. Als diese sich auflöste, verteilte sich die darin befindliche Materie teils in einer zentralen Scheibe, teils wurde sie in die weiter außen liegenden Ringregionen transportiert, wo sie sich dann ansammelte.

**Abb. IV.23:** Die Andromeda-Galaxie im sichtbaren Licht, aufgenommen mit dem Schmidt-Teleskop auf dem Calar Alto.



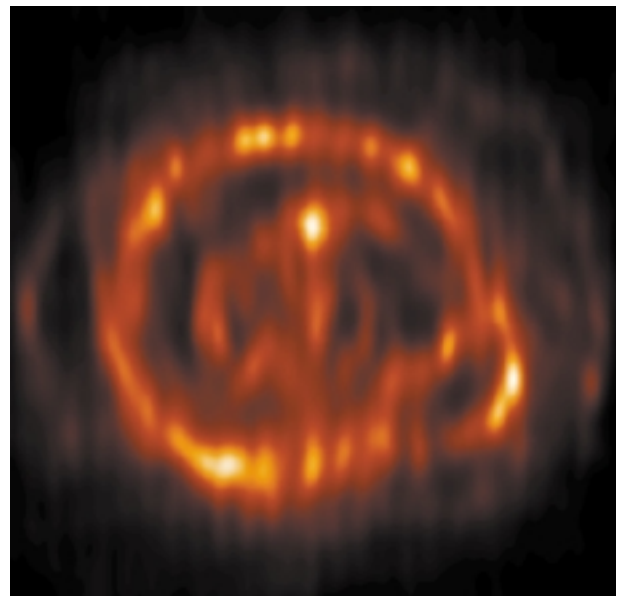




**Abb. IV.24:** Die Andromeda-Galaxie, aufgenommen mit ISOPHOT im fernen Infrarot bei  $174\ \mu\text{m}$  Wellenlänge.

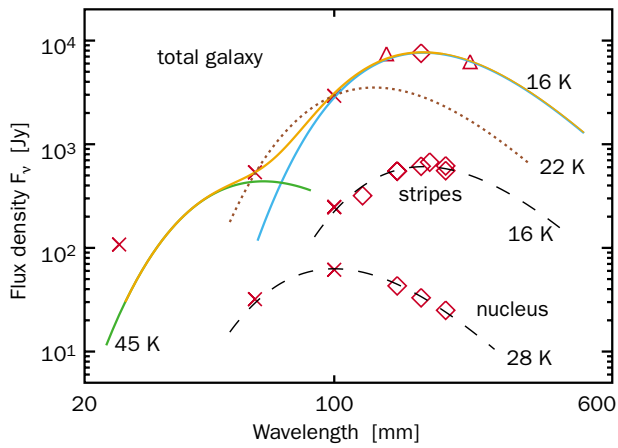
Aus den mit ISOPHOT gemessenen Strahlungsflüssen bei  $175\ \mu\text{m}$  und den bereits von IRAS gelieferten Flüssen läßt sich ein Modell des interstellaren Staubes in der Andromeda-Galaxie entwerfen. Hierfür genügt es, zwei Komponenten mit Temperaturen um  $45\ \text{K}$  und  $16\ \text{K}$  anzunehmen (Abb. IV.26). Mit einigen Annahmen über die Eigenschaften der Staubteilchen (insbesondere deren Größe und Abstrahlungseffizienz) läßt sich mit den neuen Daten die Gesamtmasse des kalten Staubes ausrechnen. Sie beläuft sich auf  $3 \cdot 10^7$  Sonnenmassen. Das ist nicht einmal ein Prozent der Masse des interstellaren Gases, aber zehnmal mehr als man aufgrund bisheriger Infrarotmessungen des Satelliten IRAS erwartet hatte. Zum Vergleich: Das Milchstraßensystem verfügt etwa über die doppelte Masse an kaltem Staub, obwohl es eine um etwa  $60\%$  geringere Gesamtmasse besitzt.

Wäre der Staub gleichmäßig in einem scheibenförmigen Gebiet innerhalb des hellen Ringes verteilt, so würde



**Abb. IV.25:** Die deprojizierte Ferninfrarot-Aufnahme der Andromeda-Galaxie zeigt deutlich die ringförmige Anordnung des kalten Staubes.



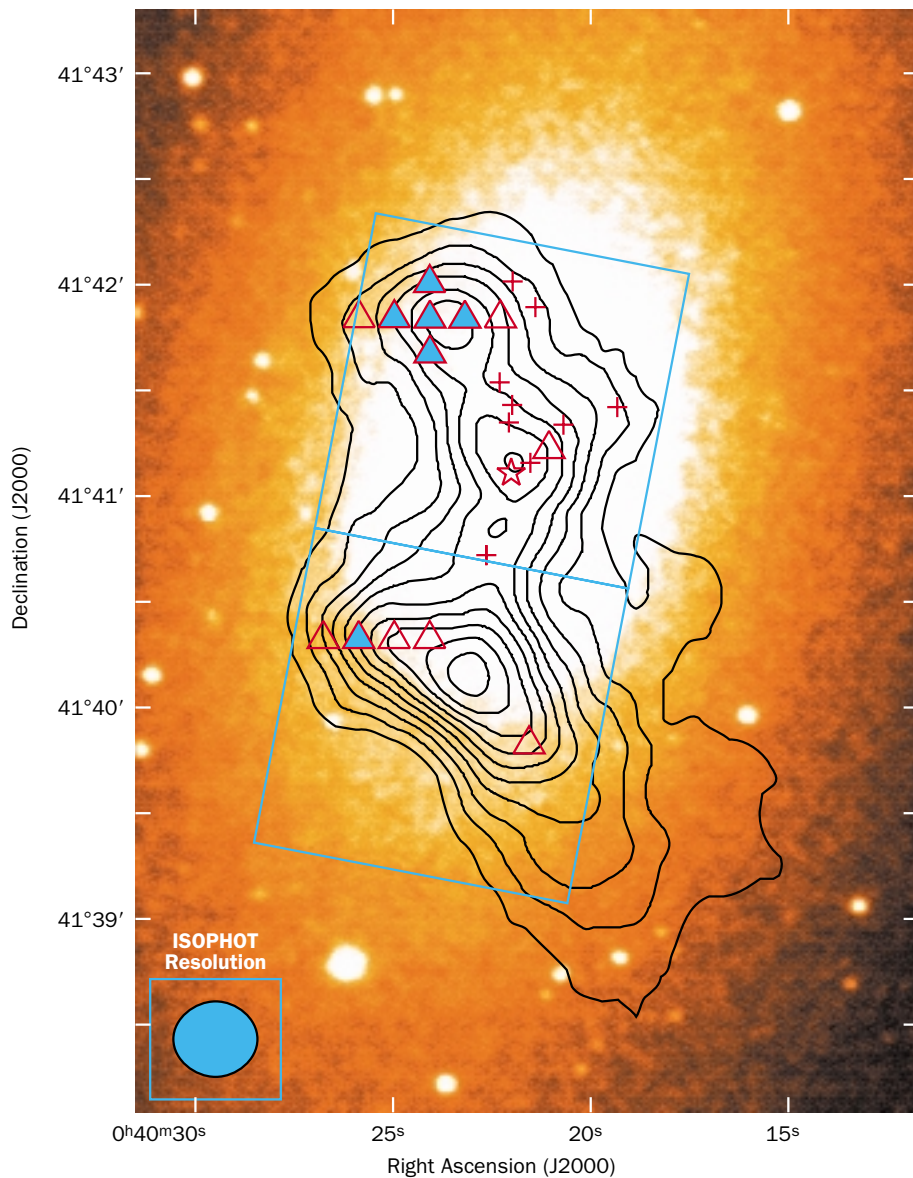


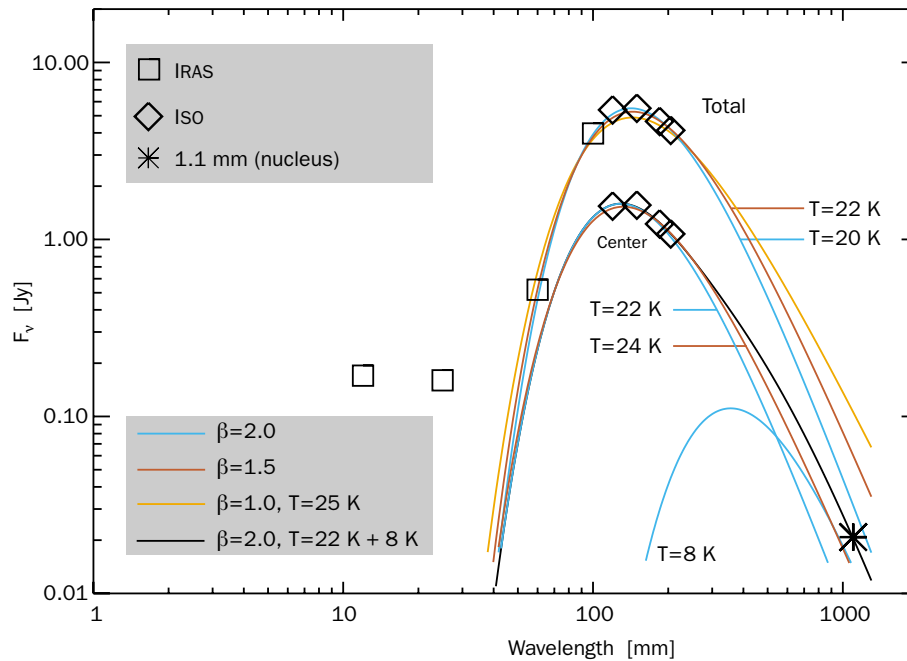
**Abb. IV.26:** Die Infrarotstrahlung der Andromeda-Galaxie im fernen Infrarot läßt sich als thermische Emission von Staub bei unterschiedlichen Temperaturen erklären.

er nur sehr wenig Sternlicht absorbieren oder streuen. Im Ring erreicht der Staub höhere Konzentration, so daß er das Licht dahinter liegender Sterne abschwächt. Diese nur lokal starke Absorption würde jedoch das Sternlicht der gesamten Galaxie nicht signifikant abschwächen. Die Andromeda-Galaxie ist weitgehend durchsichtig.

Ob man die Andromeda-Galaxie als repräsentativ für alle Spiralgalaxien ansehen kann, ist unbekannt. Vieles deutet jedoch darauf hin. Verfügen also auch die anderen Galaxien dieses Typs über ähnliche Staubmengen, so kann man davon ausgehen, daß Spiralgalaxien weitgehend durchsichtig sind.

**Abb. IV.27:** Position der zwei Bildelemente von ISOPHOT auf der Galaxie NGC 205. Die Konturlinien zeigen die Verteilung des atomaren Wasserstoffs, die ausgefüllten Dreiecke kennzeichnen Gebiete, in denen sich das Molekül CO nachweisen ließ.





### Die ungewöhnliche Zwerggalaxie NGC 205

Die Andromeda-Galaxie ist von einer Reihe kleiner Sternsysteme umgeben. Das größte unter ihnen ist die elliptische Zwerggalaxie NGC 205 mit einem Durchmesser von 4900 Lj. Elliptische Galaxien sind unter anderem dadurch gekennzeichnet, daß sie gar keinen oder nur sehr geringe Mengen an Staub beinhalten, weswegen in ihnen auch keine Sterne mehr entstehen können. NGC 205 fiel durch die Entdeckung von rund einem Dutzend junger, massereicher Sterne auf, die sich dort erst vor einigen Millionen Jahren gebildet haben können. Außerdem ließ sich mit IRAS und später auch bei einer Wellenlänge von 1.1 mm Staub nachweisen. Es war das erste Mal überhaupt, daß sich eine elliptische Galaxie im Millimeterbereich nachweisen ließ. Damit bot sich dieses ungewöhnliche Sternsystem auch für Beobachtungen mit ISOPHOT an, um den bis dahin unzugänglichen Wellenlängenbereich zwischen 100  $\mu\text{m}$  und 1.1 mm zu schließen.

Die Zwerggalaxie ist so kompakt, daß sich mit ISO keine räumlichen Details wie in der wesentlich größeren Andromeda-Galaxis ausmachen ließen. Dennoch gelang es, das Zentrum von den ausgedehnten Emissionsgebieten zu trennen. Interessanterweise fallen die im Infraroten hellen Gebiete räumlich mit denen hoher Konzentration

**Abb. IV.28:** Der Intensitätsverlauf der Galaxie NGC 205 im Infraroten kann durch thermische Strahlung von Staub mit etwa 22 K erklärt werden. Eine nur 8 K kalte Staubkomponente läßt sich aus Submillimeter-Beobachtungen erschließen.

nen an atomarem Wasserstoffgas zusammen (Abb. IV.27). Die ISO-Beobachtungen zeigen, daß das Maximum der Infrarotstrahlung zwischen 120 und 150  $\mu\text{m}$  liegt (Abb. IV.28).

Die Meßwerte ließen sich sehr gut durch zwei Staubkomponenten um 22 K (IRAS und ISO) sowie 8 K (Millimeterbeobachtungen) erklären. So kalten Staub hatte man bis dahin noch nirgends beobachtet. Die niedrigen Temperaturen unterhalb von 10 K deuten auf äußerst dichte, gegen erwärmende Sternstrahlung geschützte Molekülwolken hin. Das ist ein für elliptische Galaxien sehr ungewöhnlicher Befund. Normalerweise findet sich in diesen Sternsystemen wenig oder gar kein Staub. Warum NGC 205 eine Ausnahme bildet, ist nicht geklärt. Einige Astronomen vermuten, daß die Galaxie aus der nahen Andromeda-Galaxie oder aus deren Halo Materie aufgesammelt hat. Ein sehr ungewöhnlicher Vorgang, da normalerweise bei einer gravitativen Wechselwirkung eher die große Galaxie der kleineren interstellare Materie entrißt.

## IV.3 Das Sonnensystem

### Asteroiden als Infrarot-Standards

Standardlichtquellen spielen in der Astronomie eine zentrale Rolle. Sie dienen als Referenz für alle Arten von Messungen, bei denen der Absolutwert physikalischer Größen ermittelt wird. Für die Bestimmung absoluter Helligkeiten oder Strahlungsleistungen verwendet man beispielsweise im sichtbaren Bereich als photometrischen Standard häufig den Stern Wega. Mittlerweile sind astronomische Messungen vom kurzwelligen Gamma- bis zum langwelligen Radiobereich möglich. Für diesen sich über etwa 15 Größenordnungen erstreckenden Bereich elektromagnetischer Strahlung gibt es nicht nur eine Art von Standardquellen. Vielmehr müssen die Astronomen immer wieder neue Standards definieren.

### Standardkerzen für das Infrarot

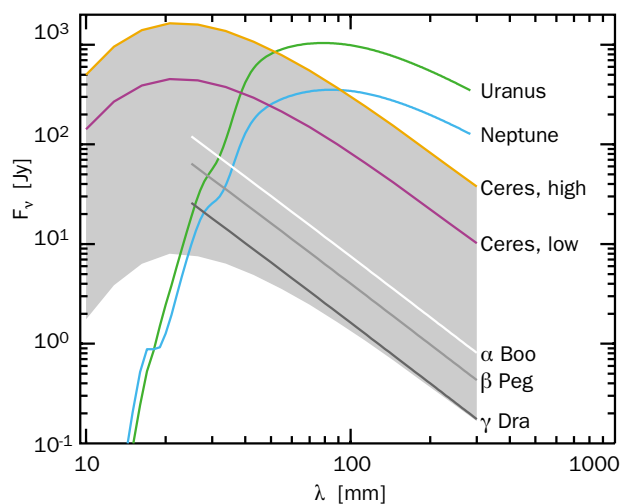
Mit dem Start des europäischen Infrarotobservatoriums ISO im November 1995 wurde erstmals der Bereich des fernen Infrarot bis zu einer Wellenlänge von 200  $\mu\text{m}$  erschlossen. Damit ergab sich sofort der Bedarf für neue Standardobjekte. Astronomen vom MPIA gelang es zusammen mit Kollegen vom Astronomischen Observatorium in Uppsala, Schweden, und vom ISO Operations Centre in Villafranca, Spanien, einen Satz von Asteroiden als Standards zu etablieren. Damit steht erstmals ein mittlerweile international anerkanntes Eichverfahren für einen ausgedehnten Wellenlängenbereich vom mittleren Infrarot bis zum Submillimeterbereich zur Verfügung. Voraussetzung hierfür war die Erarbeitung eines thermischen Modells der Asteroiden. Dieses ermöglichte es zudem, aus den ISO-Daten weitere Informationen über die Oberflächenbeschaffenheit dieser kleinen Körper in unserem Sonnensystem abzuleiten.

Thomas Müller, der die wesentlichen Arbeiten an diesem Projekt im Rahmen seiner Doktorarbeit am MPIA geleistet hat, erhielt hierfür eine überraschende Ehrung: Die Internationale Astronomische Union gab dem Asteroiden Nummer 8793 den Namen Thomasmüller. Entdeckt hatte ihn bereits 1979 einer der schwedischen Kollegen, aus dessen Gruppe auch der Namensvorschlag kam.

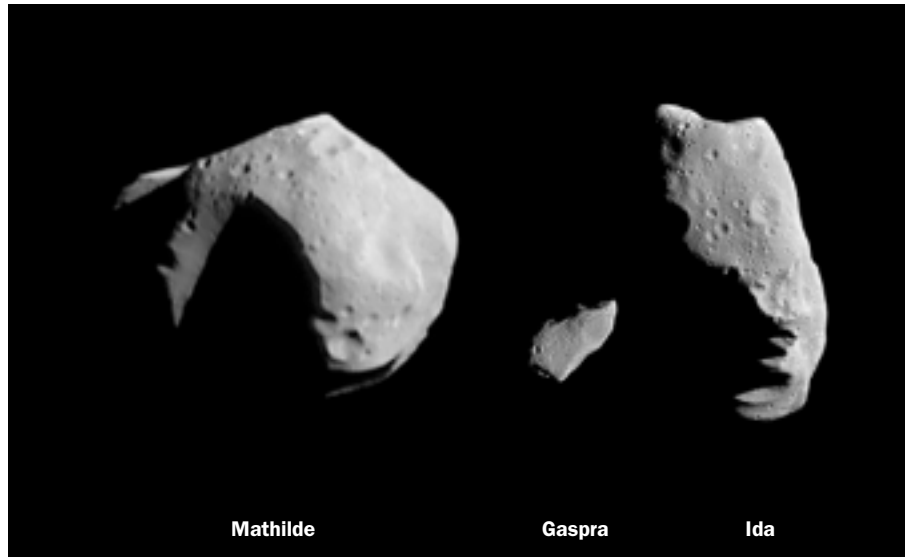
Für den Bereich des mittleren und fernen Infrarot gibt es nur wenige Standards. Einige helle Sterne, wie Alpha Bootis (Arkturus), Beta Pegasi oder Gamma Draconis eignen sich für schwache Strahlungsflüsse oberhalb von 50  $\mu\text{m}$ , die großen Planeten Uranus und Neptun strahlen oberhalb dieser Wellenlänge sehr intensiv (Abb. IV.29). Asteroiden bieten sich als dritte Art von Standardkerzen an, weil sie bereits ab wenigen Mikrometern Wellenlänge

verhältnismäßig intensive thermische Infrarotstrahlung abgeben, die mehrere hundert Jansky erreichen kann. Asteroiden haben gegenüber Sternen noch einen weiteren Vorteil, der sie als Infrarotstandards auszeichnet. Die Sterne sind im allgemeinen im sichtbaren Bereich um viele Größenordnungen heller als im Infraroten. Dies kann zu einem meßtechnischen Problem führen, wenn bei Infrarotbeobachtungen die verwendeten Filter im sichtbaren Bereich kleine »Lecks« aufweisen, also geringfügig durchlässig sind. Bei Asteroiden hat ein solches Leck keine gravierenden Auswirkungen, weil diese kleinen Körper nur wenig sichtbares Licht (reflektiertes Sonnenlicht) abgeben.

Ganz ideale Standardkerzen sind diese kleinen Körper des Sonnensystems indes nicht, da ihre Helligkeit auf verschiedenen Zeitskalen variiert. Sie sind im allgemeinen nicht kugelförmig, sondern sehr unregelmäßig geformt. Bilder der Raumsonden Galileo von den Asteroiden Gaspra und Ida sowie NEAR von Mathilde (Abb. IV.30) haben dies unmittelbar vor Augen geführt. Da die Asteroiden rotieren, ändert sich auch die einem Beobachter zugewandte Querschnittsfläche. Dadurch verändert sich die Helligkeit mit der Rotationsperiode, die typischerweise bei einigen Stunden liegt. Außerdem schwankt der Abstand der Erde von den Asteroiden, was starke Helligkeitsvariationen im Jahreslauf zur Folge hat. Sind die Bahnen zusätzlich stark elliptisch, so werden die Körper wegen des variierenden Sonnenabstands unterschiedlich stark erwärmt. Durch diese Temperaturschwankung des Asteroiden verschiebt sich das Emissionsmaximum und damit ändert sich die Form des Infrarotspektrums im Laufe eines Asteroidenorbits.



**Abb. IV.29:** Helligkeitsbereiche für Standardsterne in Abhängigkeit von der Wellenlänge. Die graue Fläche gibt den von Asteroiden abgedeckten Bereich an.



**Abb. IV.30:** Die einzigen Asteroiden, von denen bisher detaillierte Bilder vorliegen: Mathilde, Gaspra und Ida.

#### Das thermische Asteroidenmodell und ISOPHOT-Daten

Es war daher von vornherein klar, daß sich Asteroiden nur in Verbindung mit einem thermischen Modell dieser Körper als Standards verwenden lassen. Dann nämlich ist es möglich, das Infrarotspektrum für jeden Sonnen- und Erdabstand zu berechnen. Grundlage hierfür waren Beobachtungen mit ISOPHOT, dem unter Federführung des MPIA gebauten Photopolarimeter an Bord des Infrarotobservatoriums ISO (siehe Jahresbericht 1997, S. 23). Ausgewählt wurden zehn Asteroiden (Tabelle IV.1) nach folgenden Kriterien:

- Sie standen für die Beobachtungen mit ISO günstig am Himmel,

- das Rotationsverhalten (Rotationsperiode und Form der Asteroiden) läßt typische Beobachtungen von etwa 30 Minuten ohne all zu große Helligkeitsschwankungen zu,
- die bis dahin bekannten Spektren weisen keine starken Linien in Emission oder Absorption auf, die auf Abweichungen vom rein thermischen Spektrum zurückzuführen wären.

Thermische Modelle von Asteroiden gibt es schon länger. Das sogenannte Standard Thermal Model (und dessen Modifikationen) geht von einem sphärischen Körper aus, der keine Wärmeträgheit aufweist. Dieses Modell eignete sich bislang für zahlreiche Anwendungen, erwies sich aber in Hinblick auf das zu lösende Problem, Asteroiden als Standardkerzen zu verwenden, als unzureichend. Das neue Modell berücksichtigt nun die Form des Asteroiden, wiedergegeben durch ein dreiaxsiges Ellipsoid mit den Achsen  $a$ ,  $b$  und  $c$  (Tabelle IV.2), und die aktuelle Lage seiner Rotationsachse im Raum. Außerdem beinhaltet es

**Tabelle IV.1:** Die zehn als Infrarot-Standards ausgewählten Asteroiden und einige ihrer Eigenschaften. Werte in Klammern sind unsicher.

Asteroid	größter Durchmesser (km)	Rotationsdauer (Stunden)	Achsenverhältnisse a/b	b/c
1 Ceres	959	9.07	1.00	1.06
2 Pallas	574	7.81	1.10	1.25
4 Vesta	578	5.34	1.03	1.22
532 Herculina	(263)	9.41	1.21	1.20
3 Juno	(290)	7.21	1.21	1.20
10 Hygeia	?	27.62	1.29	1.18
54 Alexandra	?	7.03	1.31	1.00
65 Cybele	(260)	6.18	1.04	1.00
106 Dione	(170)	13.92	1.00	1.34
313 Chaldaea	?	8.40	1.21	1.20

**Tabelle IV.2:** Parameter der Asteroiden Hebe und Methis.

Asteroid	größter Durchmesser (km)	Rotationsdauer (Stunden)	Achsenverhältnisse	
			a/b	b/c
6 Hebe	187	7.28	1.14	1.1
9 Metis	190	5.08	1.30	1.24

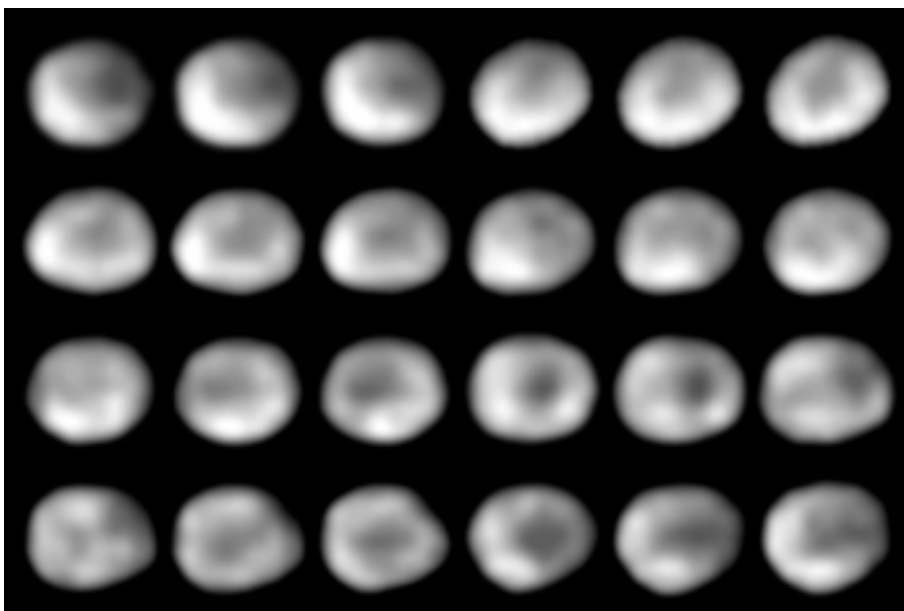
wichtige Größen, wie Wärmeleitfähigkeit und Oberflächenrauigkeit des jeweiligen Asteroiden. Das neue Modell geht daher auch qualitativ über das bisherige hinaus, da es die physikalischen Prozesse detaillierter beleuchtet, die für die thermische Infrarotstrahlung ursächlich sind.

Im wesentlichen berechnet sich die Oberflächentemperatur eines Asteroiden aus der Energiebilanz zwischen absorbierter Sonnenstrahlung, abgegebener Wärmestrahlung und Wärmeleitung ins Innere des Körpers. Entscheidend für die auf der Erde empfangene Strahlungsleistung des Objekts sind seine absolute Größe und seine Orientierung relativ zur Sonne und zur Erde. Einige dieser Größen waren aus erdgebundenen Beobachtungen bekannt. So ließen sich die Durchmesser von Ceres, Pallas, Juno und Vesta durch Sternbedeckungs-Beobachtungen verhältnismäßig genau bestimmen (dabei wird die Bedeckung eines Sterns durch einen Asteroiden an verschiedenen Orten auf der Erde gemessen und daraus die Größe und Form des Asteroiden bestimmt). Vesta wurde überdies mit dem Weltraumteleskop Hubble aufgenommen (Abb. IV.31). Die Rotationsdauern, die Werte für die Verhältnisse der Halbachsen und die Albedo (Reflexionsvermögen) lassen sich aus Helligkeitsbeobachtungen (Lichtkurve) bestimmen. Andere Parameter, wie die Wärmeträgheit, der sogenannte Beaming-Parameter und die wellenlängenabhängige Emissivität wurden innerhalb plausibler Grenzen so variiert, daß sie die Infrarotbeobachtungen am besten wiedergaben.

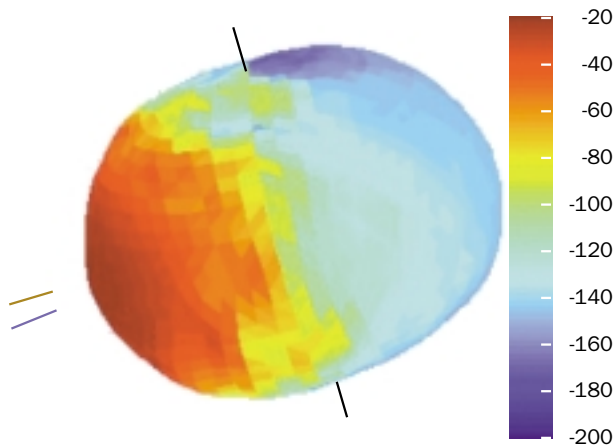
Der Beaming-Parameter, kurz Beaming, kennzeichnet eine Eigenschaft von Oberflächen, die der Rauigkeit zugesprochen wird: Demnach gibt eine von der Sonne angestrahlte und erwärmte Kugel die thermische Emission nicht in alle Richtung gleichmäßig ab, sondern strahlt einen größeren Anteil in Richtung der Sonne zurück (ähnlich dem Oppositionseffekt im Sichtbaren). Dieser Effekt ist wellenlängenabhängig und tritt am stärksten im mittleren Infrarot hervor. Bei 10  $\mu\text{m}$  beispielsweise beträgt der überschüssige Strahlungsfluß in Richtung Sonne 20 bis 40 %, im fernen Infrarot liegt er unter 10 % (Abb. IV.32).

In der Praxis gingen die Astronomen so vor, daß sie zunächst die wichtigsten Parameter, wie Größe und Albedo, einführten. Anschließend wurde das Beaming und die Wärmeleitung modelliert. und am Schluß die Emissivität an die Spektren angepaßt.

Das neue Modell basiert ganz wesentlich auf Daten, die mit dem Instrument ISOPHOT auf ISO gewonnen wurden. Dabei konnte das Astronomen-Team bei den zehn Asteroiden auf insgesamt 35 Einzelbeobachtungen zwischen 50 und 200  $\mu\text{m}$  Wellenlänge zurückgreifen. Um einen noch größeren Wellenlängenbereich abzudecken, nahmen sie weitere Meßdaten von vier erdgebundenen

**Abb. IV.31:** Aufnahmen des Asteroiden Vesta mit dem Weltraumteleskop Hubble. (Foto: NASA/ESA)





**Abb. IV.32:** Die Temperaturverteilung auf der Oberfläche des Asteroiden Vesta für eine bestimmte Position auf seiner Bahn, nach dem am MPIA entwickelten thermischen Modell berechnet. Die Skala ist in Grad Celsius angegeben.

Teleskopen: James Clerk Maxwell Telescope (JCMT, Hawaii), United Kingdom Infrared Facility (UKIRT, Hawaii), Infrared Telescope Facility (IRTF, Hawaii) und Heinrich-Hertz-Teleskop (HHT, Arizona) sowie dem ISO-Vorläufer IRAS mit hinzu. Von großer Bedeutung waren hierbei 167 Infrarotbeobachtungen, die sie mit der am MPIA gebauten Infrarotkamera MAX am UKIRT (s. Kapitel I) erhalten hatten.

Mit Hilfe dieses umfangreichen Datensatzes wurde nun für jeden der zehn Asteroiden ein thermisches Modell konstruiert. Die Qualität dieser Modelle hing natürlich von der Genauigkeit der Eingangsparameter ab. Für die am besten vermessenen Asteroiden Ceres, Vesta, Pallas und Herculina ermittelte das Team für die Vorhersage der Strahlungsflüsse im Wellenlängenbereich zwischen 7 und 2000  $\mu\text{m}$  eine Unsicherheit von weniger als

10 %. Bei den anderen Asteroiden dürfte die Unsicherheit immerhin noch unter 15 % liegen. Wie genau das Modell die gemessenen Strahlungsflüsse bei dem Asteroiden Herculina wiedergibt, zeigt Abb. IV.33. Hier wird auch deutlich, auf welche Weise die angenommene Wärmeträgheit den Daten angepaßt wird.

Damit stehen den Astronomen in aller Welt zukünftig neue Standardkerzen für den gesamten Infrarotbereich und den nahen Millimeterbereich zur Verfügung. Denn mit dem neuen Modell ist es jetzt möglich, die absoluten Strahlungsflüsse dieser Asteroiden zu jedem Zeitpunkt und auf jedem Punkt ihrer Bahn zu berechnen.

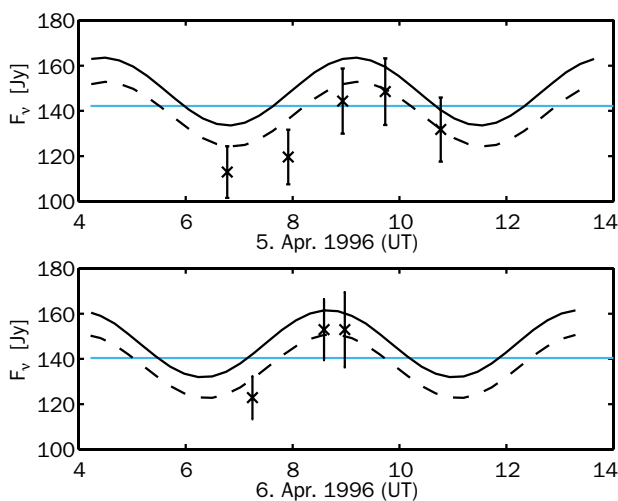
Die so kalibrierten Asteroiden gehören bis auf Vesta zu den sogenannten C- und S-Asteroiden. C steht für kohlenstoffreich (carbonaceous) und S für silikatreich. Da insgesamt 90 % aller bekannten Asteroiden diesen Typen angehören, ist zu vermuten, daß sich das neue thermische Modell auch auf andere Asteroiden übertragen läßt, so daß sich die Zahl der Standardkerzen zukünftig noch weiter erhöhen dürfte. Die Hinzunahme weiterer noch nicht analysierter ISOPHOT-Daten sowie Beobachtungen mit im Bau befindlichen Infrarot-Weltraumteleskopen sollten überdies die Modelle noch genauer werden lassen. Schließlich wollen die Astronomen noch Vertreter der metallreichen M-Asteroiden aufnehmen, um die Sammlung an Standard-Asteroiden zu erweitern.

### Polarisationsmessungen an Asteroiden

Bislang konnte nur von drei Asteroiden die Oberfläche direkt beobachtet werden. In den Jahren 1991 und 1993 flog die Jupiter-Sonde Galileo an den Asteroiden Gaspra und Ida vorbei und fotografierte sie aus geringer Entfernung. 1997 übermittelte die Sonde NEAR Aufnahmen vom Asteroiden Mathilde zur Erde. Diese drei Körper zeigen eine mit Kratern übersäte Oberfläche, die von einer Staubschicht bedeckt zu sein scheint. Von der Erde aus lassen sich auf diesen kleinen Himmelskörpern keine Details ausmachen.

Das jüngst erstellte thermische Modell erlaubt es nun nicht nur, die absoluten Strahlungsflüsse von Asteroiden zu berechnen, sondern es eröffnet überdies die Möglichkeit, mehr Informationen über deren Oberflächenbeschaffenheit zu erhalten. Hierfür wurde versucht, bei zwei Asteroiden eine mögliche Polarisation der thermischen Infrarotstrahlung zu messen.

Daß die Wärmestrahlung fester Himmelskörper polarisiert sein kann, ist schon länger bekannt: So wies man in den sechziger Jahren polarisierte Mikrowellenemission von einigen Gebieten des Mondes und in den neunziger Jahren bei Merkur nach. In den achtziger Jahren ließ sich sogar bei dem größten bekannten Asteroiden Ceres im Infrarotbereich eine 0,5-prozentige Polarisation messen. Dieser Effekt wird darauf zurückgeführt, daß Strahlung aus dem Innern des Körpers nahe der Oberfläche eine Schicht aus Staub und Geröll, das sogenannte Regolith,



**Abb. IV.33:** Beobachtete Lichtkurve (Kreuze) und modellierte Lichtkurve (Linien) des Asteroiden Herculina. Die durchgezogene Lichtkurve wurde ohne Wärmeträgheit berechnet, die gestrichelte mit.

durchdringen muß, bevor sie in den Weltraum entweicht. In dieser Schicht wird die Strahlung gestreut, wobei eine leichte Polarisierung eintritt. Hierbei wird der elektrische Vektor in eine Ebene gedreht, die senkrecht zur Oberfläche und in Ausbreitungsrichtung der elektromagnetischen Welle liegt. Dem Übergang vom Regolith ins Vakuum läßt sich überdies ein Brechungsindex zuordnen.

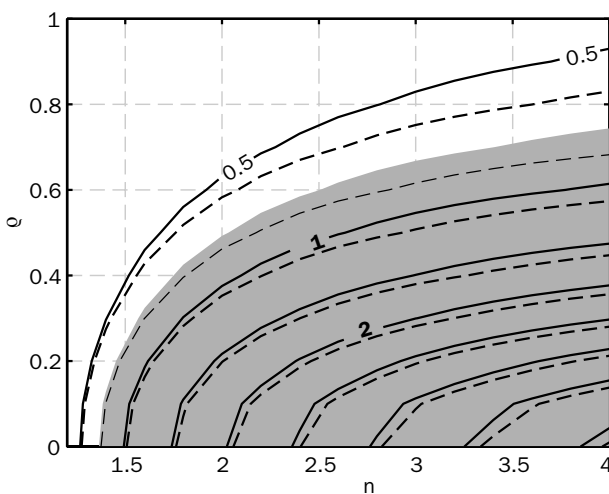
Wenn der Asteroid sphärisch ist und seine Oberfläche im Teleskop nicht aufgelöst werden kann, entsteht jedoch insgesamt keine Polarisierung, weil sich die in verschiedenen Ebenen liegenden polarisierten Anteile gegenseitig aufheben. Nur wenn der Asteroid eine längliche Form aufweist, sollte eine Nettopolarisation übrig bleiben. Je länglicher der Körper ist und je weniger und flachere Krater seine Oberfläche bedecken, desto größer sollte der Polarisierungsgrad sein. Einen solchen Effekt hoffte man bei den Asteroiden Hebe und Metis mit dem Photopolarimeter ISOPHOT auf ISO messen zu können. Eine günstige Gelegenheit dazu ergab sich im März und April 1998. Dies war der erste Versuch im fernen Infrarot bei Asteroiden überhaupt. Beide Asteroiden gehören zur sogenannten S-Klasse, deren Hauptbestandteile Olivine, Pyroxene und Metalle sind. Sie könnten damit die Elternkörper der Eisen-, Stein- und gewöhnlichen chondritischen Meteorite sein, die auf der Erde gefunden wurden.

Nach sorgfältiger Datenauswertung ließ sich bei keinem der beiden Asteroiden eine signifikante Polarisierung nachweisen. Aus dem oberen Grenzwert von 0.5 Prozent ließen sich jedoch einige Schlüsse über die Oberflächenrauigkeit  $\rho$  und den Brechungsindex  $n$  ziehen. Die Oberflächenrauigkeit  $\rho$  ist ein Maß dafür, wie stark ein Flächenelement mit Kratern übersät ist und wie tief die Krater sind. In ihre Berechnung geht beispielsweise das Verhältnis von Tiefe zu Durchmesser der Krater ein. Aus den Beobachtungen ließ sich für  $\rho$  ein Wert zwischen 0.4

und 0.7 herleiten. Zum Vergleich: Für den Mond wird ein Wert von 0.4 angenommen, für den Asteroiden Ceres ergab sich aus neuesten ISO-Daten  $\rho = 0.7$ . Der Brechungsindex kann wegen der Zusammensetzung und Porosität des erwarteten Oberflächenmaterials nicht sehr hoch sein. Der typische Wertebereich (des Realteils) des Brechungsindex ist  $n = 1.2$  bis 4.0 (Abb. IV.34).

### Variationen im Sonnenwind

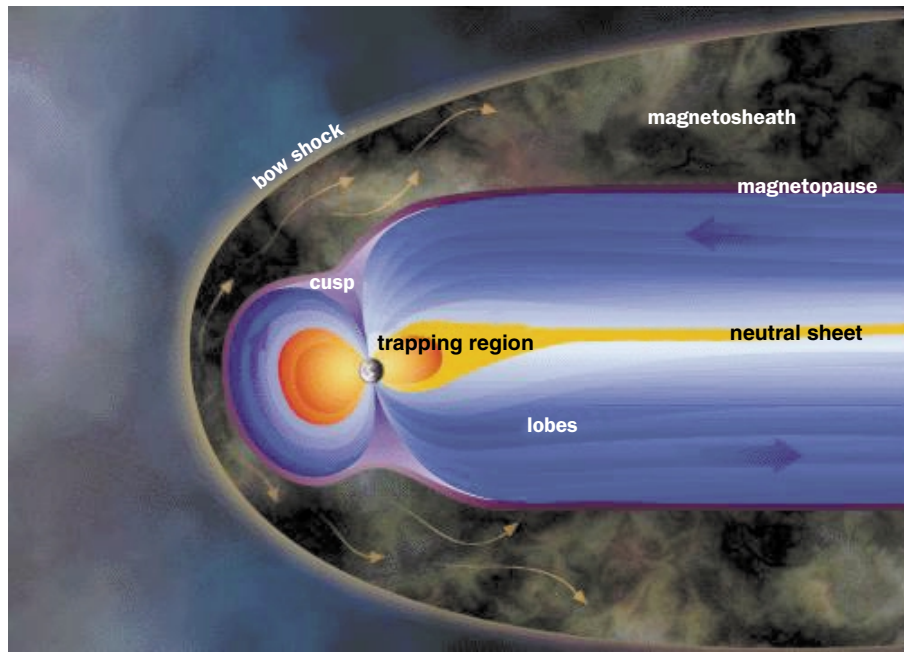
Der Sonnenwind, ein stetig von der Sonne abströmender Teilchenschwarm, füllt den Raum zwischen den Planeten mit einem fein verteilten Plasma an. Dieses strömende Plasma führt ein Magnetfeld mit sich. Den vom Sonnenwind erfüllten Bereich nennen die Sonnenphysiker die Heliosphäre. Der Sonnenwind mit seinem mitgeführten Magnetfeld wirkt auf verschiedene Weise auf unseren Planeten ein: Er deformiert das Erdmagnetfeld (Abb. IV.35), erhitzt die äußeren Atmosphärenschichten, führt zu den bekannten Polarlichtern und kann bei starken »Stürmen« sogar die Stromversorgung am Erdboden lahmlegen. Seit über zwanzig Jahren wird dieser Teilchenstrom vorwiegend mit Raumsonden untersucht. In jüngster Zeit sind dies die 1990 gestartete europäische Sonnensonde Ulysses und das gemeinsam von ESA und NASA gebaute Solar and Heliospheric Observatory, SOHO, das 1995 gestartet wurde. Neue Meßdaten von Ulysses veranlaßten Astronomen des MPIA und des Center for Astrophysics and Space Sciences der Universität San Diego, Kalifornien jetzt dazu, alte Meßdaten der Sonnensonde Helios auszuwerten. Dieser Datensatz ist insofern einmalig, als er den gesamten Sonnenaktivitätszyklus von 1975 bis 1986 umfaßt. Die Neuauswertung zeigte, daß der Sonnenwind im Aktivitätsmaximum stärker angestiegen war als man es erwartet hatte.



**Abb. IV.34:** Parameterraum für Oberflächenrauigkeit und Brechungsindex. Der graue Bereich kann für den Asteroiden Metis aufgrund der Beobachtungen und des Modells ausgeschlossen werden.

### Koronale Löcher und Massenauswürfe

Die Sonne strahlt den größten Teil ihrer im Innern produzierten Energie in Form von sichtbarer Strahlung in den Weltraum ab. Doch ist unser Tagesgestirn keineswegs nur Quelle elektromagnetischer Strahlung. Aus ihrer äußersten Atmosphärenschicht, der ein bis zwei Millionen Grad heißen Korona, dampfen heiße Teilchen ab und fliegen in Form des sogenannten Sonnenwindes mit Geschwindigkeiten von mehreren hundert Kilometern pro Sekunde in den Weltraum hinaus. Über eine Million Tonnen Materie (fast ausschließlich Atomkerne von Wasserstoff und Helium) verliert die Sonne auf diese Weise in jeder Sekunde. Gemessen an ihrer Gesamtmasse ist dies ein verschwindend geringer Teil: der Massenverlust beträgt nur  $2.2 \cdot 10^{-14}$  Sonnenmassen pro Jahr, oder anders ausgedrückt: Bei konstanter Rate hat unser Zentralgestirn auf diese Weise seit der Entstehung vor 4.6



**Abb. IV.35:** Die Magnetosphäre der Erde wird vom Sonnenwind zusammengedrückt (links) und zu einem Schweif in die Länge gezogen (rechts).

Milliarden Jahren erst ein Zehntausendstel seiner Gesamtmasse eingebüßt. Auf die Entwicklung der Sonne übt dieser Massenverlust vermutlich nur einen geringen Einfluß aus. Massereichere Sterne entwickeln jedoch einen wesentlich kräftigeren Teilchenwind mit ganz erheblichen Massenverlusten (vgl. Kapitel IV.1).

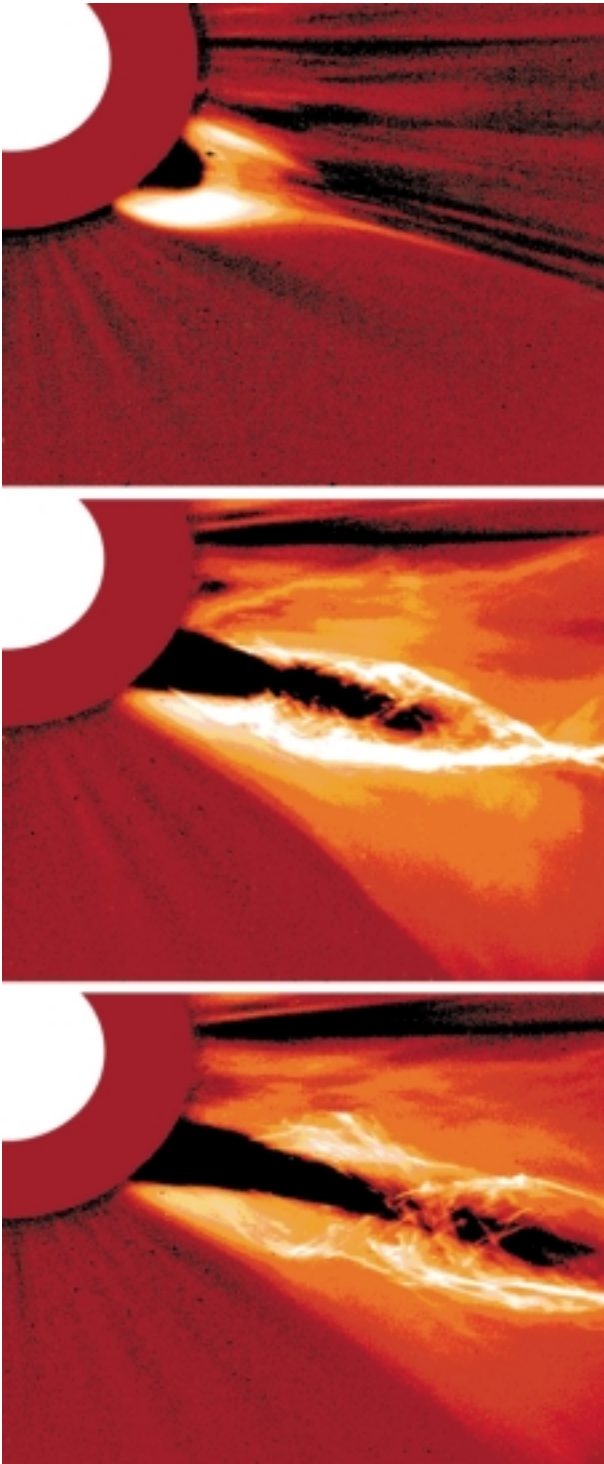
Die Untersuchung dieses Phänomens ist aus verschiedenen Gründen von großer Bedeutung. So wirkt der Sonnenwind beispielsweise auf die Planeten ein, auch auf die Erde. Der Teilchenstrom und das mitgeführte Magnetfeld treffen auf das Erdmagnetfeld und drücken es auf der »windzugewandten« Seite ein, während sie es auf der »windabgewandten« Seite wie eine Fahne in die Länge ziehen. Starke »Böen« im Sonnenwind können das Erdmagnetfeld ganz erheblich durchschütteln. Hierbei wird in der Magnetosphäre ein kompliziertes System elektrischer Ströme induziert, die ihrerseits noch am Erdboden in elektrischen Leitungen starke Ströme induzieren können. Dies kann in Extremfällen die Spannungsversorgung zusammenbrechen lassen, so geschehen im März 1989 in Kanada. Auch andere Einflüsse auf unsere technische Welt treten auf: So können die induzierten Ströme offenbar die Korrosion von Pipelines verstärken. Noch weitgehend unklar ist die Frage, ob langfristige Variationen im Sonnenwind – möglicherweise in Abhängigkeit von der Sonnenaktivität – einen Einfluß auf das Erdklima haben. Die Erforschung der solar-terrestrischen Beziehungen steckt noch in den Kinderschuhen. Stark forciert wurde sie jüngst durch Starts

mehrerer Satelliten, die auf verschiedene Weise den Sonnenwind verfolgen und nach möglichen Zusammenhängen mit Vorgängen auf der Sonne suchen.

Um so unbefriedigender ist es aus astronomischer Sicht, daß die Ursache für die Teilchenbeschleunigung in der Korona immer noch nicht ganz verstanden ist. Sicher ist heute indes, daß es nicht nur einen Mechanismus gibt. Tatsächlich treten mindestens zwei Mechanismen in Aktion, wobei deren Intensität mit der Phase des Aktivitätszyklus schwankt.

Im Laufe der vergangenen 20 Jahre haben die Sonnenphysiker herausgefunden, daß sich einige Eigenschaften des Sonnenwinds mit der Aktivitätsphase der Sonne ändern und daß die Ursache hierfür in unterschiedlichen Beschleunigungsmechanismen zu suchen ist. Während des Aktivitätsminimums stammen rund 60 Prozent aller Teilchen aus sogenannten koronalen Löchern. Dies sind im UV- und Röntgenlicht leicht erkennbare dunkle Bereiche in der oberen Korona. In diesen Bereichen ist die Atmosphärendichte geringer als in der Umgebung, und aus ihnen ragen Magnetfeldlinien offen in die Weite des interplanetaren Raumes hinein, während sie in den anderen Bereichen üblicherweise geschlossen sind. Entlang dieser offenen Feldlinien werden die Teilchen des Sonnenwinds nach außen beschleunigt.

Während des Aktivitätsmaximums treten solche koronalen Löcher jedoch selten auf, so daß der Anteil des aus ihnen kommenden Teilchenstroms stark absinkt. In dieser Phase bauen sich starke Magnetfelder auf, die sich von der Oberfläche bis in etwa 35 Grad solarer Breite erstrecken und zur Teilchenbeschleunigung beitragen. Überdies ereignen sich häufig sogenannte koronale Massenauswürfe – riesige Gaswolken mit Massen von einigen  $10^{13}$  Kilogramm bauen sich lokal auf und schießen



**Abb. IV.36:** Ein mit dem Instrument LASCO auf dem Sonnenobservatorium SOHO beobachteter koronaler Massenauswurf auf der Sonne. (Foto: MPAe, ESA/NASA)

explosionsartig mit hohen Geschwindigkeiten ins All (Abb. IV.36). Bisherige Untersuchungen haben ergeben, daß diese Massenauswürfe in Zeiten des Aktivitätsmaximums zum gesamten Sonnenwind rund 16 % beitragen.

### Alte Helios-Daten neu analysiert

Allerdings beruht diese erst vor wenigen Jahren erfolgte Abschätzung auf einer einzigen Arbeit. Eine Überprüfung mit anderen Methoden war deshalb äußerst wünschenswert. Diese Möglichkeit boten nun ältere Daten.

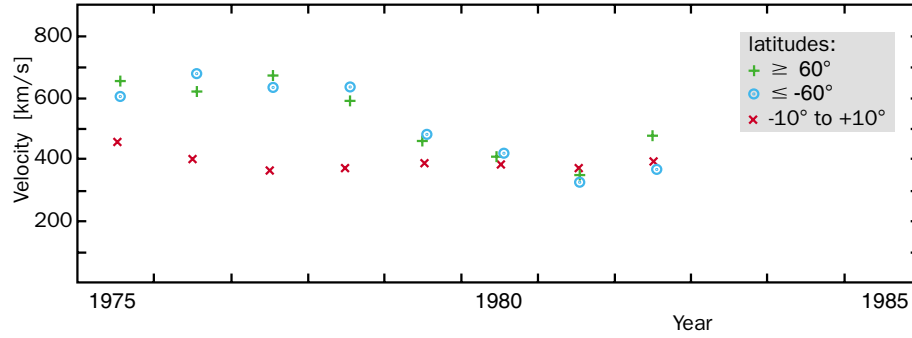
Verschiedene Messungen deuten seit Beginn der achtziger Jahre darauf hin, daß es über die Aktivitätszyklen hinweg einen Zusammenhang zwischen der Protonendichte  $n$  und der Teilchengeschwindigkeit  $v$  in der Art gibt, daß die Impulsflußdichte konstant bleibt  $n \times v^2 = \text{konstant}$ . Jüngst deuteten Ergebnisse der Sonnensonde Ulysses darauf hin, daß diese physikalische Größe auch unabhängig von der solaren Breite nahezu unverändert bleibt.

Beobachtungen aus den achtziger Jahren zeigten, daß über den Sonnenpolen die Windgeschwindigkeit während des Maximums erheblich abnahm. Hieraus müßte folgen – falls die Impulsflußdichte tatsächlich erhalten bleibt –, daß in diesem Zeitraum der Materiestrom erheblich zugenommen hat. Um diese Hypothese zu prüfen, wurden ältere Daten einer neuen Analyse unterzogen. Zum einen stand hierfür der Datensatz der Helios-Sonden zur Verfügung. Die beiden deutsch-amerikanischen Sonden Helios 1 und 2 waren 1974 und 1976 in eine Umlaufbahn gestartet, auf der sie sich der Sonne bis auf 43 Millionen Kilometer näherten. Die Instrumente registrierten bis 1981 bzw. 1986 Dichte und Geschwindigkeit der Teilchen in der Ekliptik.

Zur selben Zeit wurden mit Radioteleskopen von der Erde aus Schwankungen in der Sonnenwindgeschwindigkeit in Abhängigkeit von der heliographischen Breite gemessen. Diese Beobachtungen basieren auf dem sogenannten interplanetaren Szintillationseffekt. Dazu wurden mit mehreren Teleskopen punktförmige Radioquellen beobachtet. Das Radiosignal zeigt dabei ein Flackern, welches darauf zurückzuführen ist, daß die Radiowellen beim Durchlaufen des interplanetaren Raumes von dem Plasma des Sonnenwindes abgelenkt werden. (Aus einem ähnlichen Grund flackern die Sterne nachts am Himmel.) Damit lassen sich Dichteinhomogenitäten im Sonnenwind mit Ausdehnungen von wenigen hundert Kilometern registrieren. Diese Daten zeigen eindeutig, wie die Sonnenwindgeschwindigkeit aus polaren Gebieten vom Aktivitätsminimum zum Maximum von rund 600 km/s auf 400 km/s absank (Abb. IV.37).

Aus der Kombination dieser beiden Datensätze erstellten die Forscher ein globales Dichtemodell des Sonnenwindes, das mit dem Aktivitätszyklus variiert. Vorausgesetzt wurde hierbei die Konstanz der Impulsflußdichte. Zusätzlich nutzten sie die Daten des Zodiaklicht-Photometers an Bord der Helios-Sonden, das damals am MPIA gebaut worden war. Das Photometer auf Helios 1 registrierte die Helligkeit des Zodiaklichts in drei Bereichen  $16^\circ$ ,  $31^\circ$  und  $90^\circ$  südlich der Ekliptik, während das baugleiche Instrument auf Helios 2 den Bereich nördlich der Ekliptik erfaßte (Abb. IV.38). Die





**Abb. IV.37:** Geschwindigkeitsschwankungen im Sonnenwind während der Jahre 1975 bis 1982.

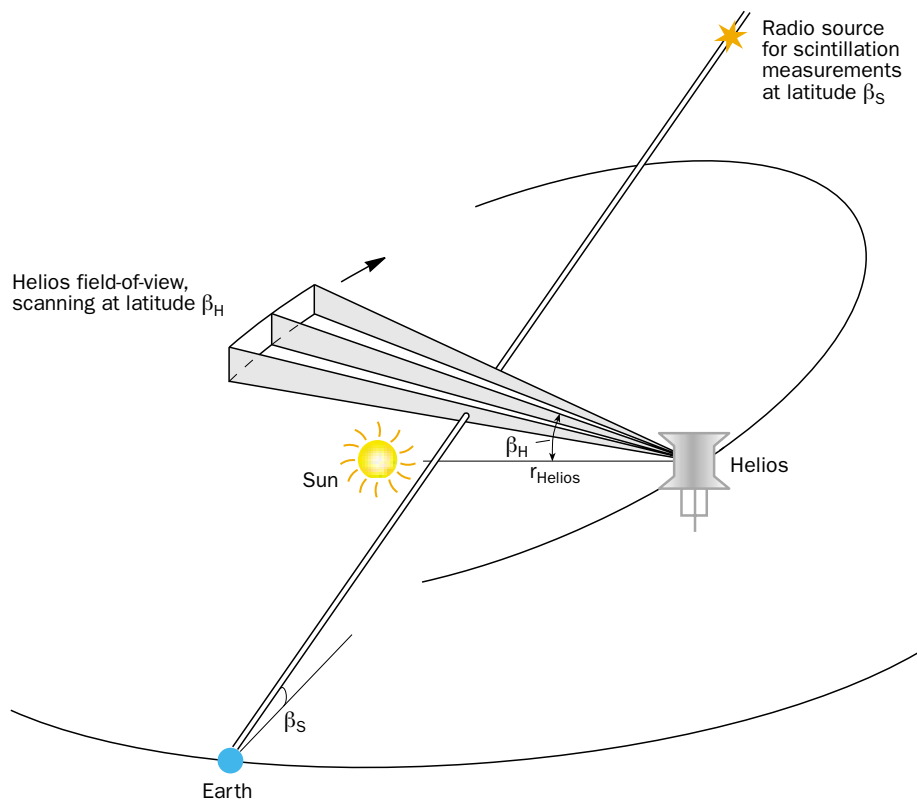
beiden Photometer deckten etwa denselben Bereich ab wie die Szintillationsbeobachtungen.

Abgesehen von einer jährlichen Helligkeitsschwankung wiesen die Helios-Daten auch kurzzeitige Variationen innerhalb eines Tages auf. Sie haben ihre Ursache in Plasmawolken, die etwa radial von der Sonne wegströmten. Die Helios-Messungen lassen sich also verwenden, um schnelle Phänomene wie die koronalen Massenauswürfe zu registrieren.

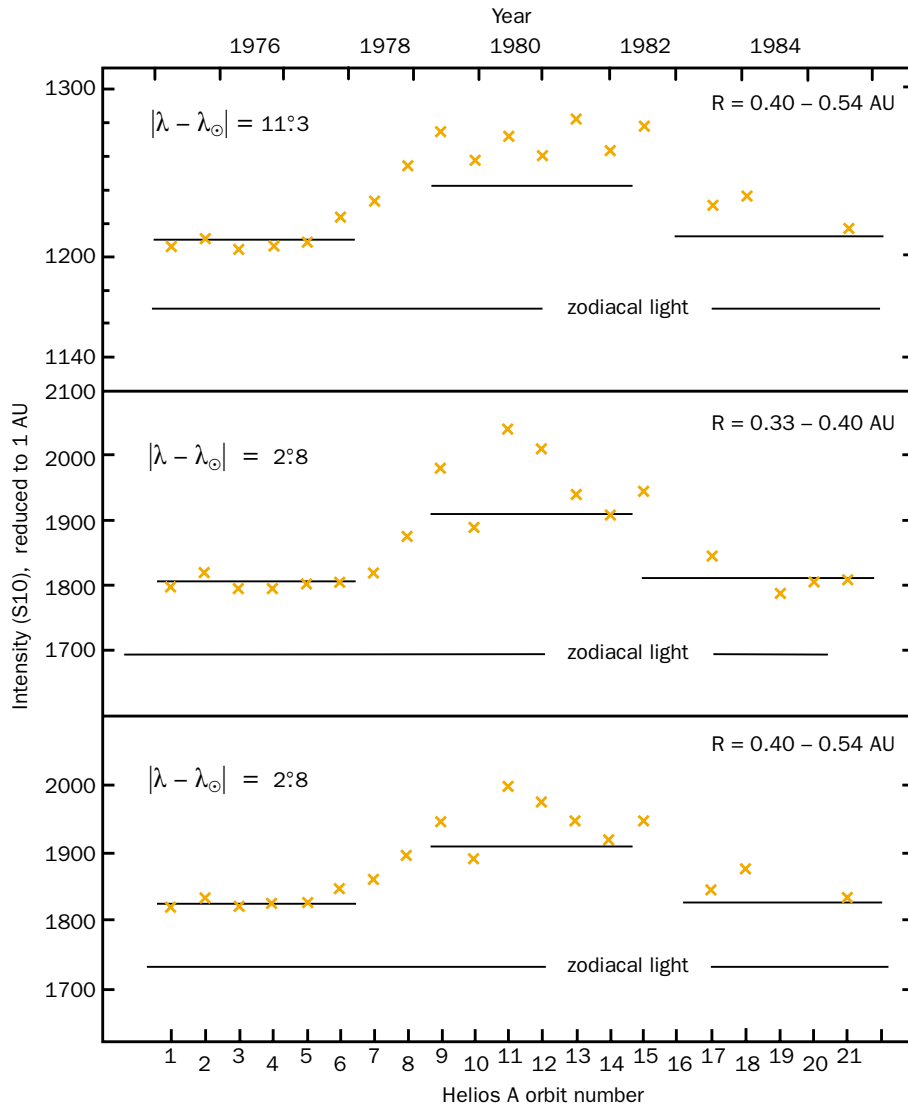
Dieser Datensatz wurde nun in ein Modell des Sonnenwindes eingefügt, das auf zwei Hauptvoraussetzungen beruhte: Der Dichteabfall des Sonnenwindplasmas erfolgt umgekehrt quadratisch zum Sonnenabstand und

die Impulsflußdichte ist konstant. In einem ersten Schritt wurden nur die Daten von Helios 1 einbezogen und über ein halbes Jahr gemittelt. Hierbei zeigte sich, daß während des Aktivitätsmaximums die Zodiacallicht-Helligkeit über den Sonnenpolen bis zu 18% über dem vom Modell erwarteten Wert lag (Abb. IV.39). Die Autoren vermuten, daß diese erhöhten Helligkeitswerte durch kurzzeitige »Böen« im Sonnenwind verursacht wurden. Sie werden bei der Mittelung der Daten jedoch nicht einzeln erfaßt. Wurden die Helios-2-Daten hinzugenommen, die allerdings nur den Zeitraum von 1976

**Abb. IV.38:** Schematische Darstellung der Sonde Helios auf ihrer Bahn um die Sonne sowie Beobachtungsrichtungen des Sonnenwindes mit Helios und mit erdgebundenen Radio-teleskopen.







**Abb. IV.39:** Vergleich beobachteter Helligkeitsanstiege (Kreuze) während des Sonnenmaximums mit Vorhersagen (durchgezogene Linien). Die Vorhersagen beruhen auf der Annahme einer konstanten Impulsflußdichte des Sonnenwindes. Die beiden unteren Diagramme zeigen die Verhältnisse bei Beobachtung über dem solaren Südpol, das obere bezieht sich auf eine Beobachtungsrichtung östlich und westlich davon.

bis 1979 überdecken, so trat eine noch größere Diskrepanz zwischen Modell und Meßdaten bis zu 70 % hervor. Eine genauere Datenanalyse hatte bereits vor wenigen Jahren gezeigt, daß sich allein zwischen dem 17.4. und 27.5.1979 elf koronale Massenauswürfe ereignet hatten – wesentlich mehr als üblich. Dies bestätigte den überaus großen Anteil von Sonnenwindteilchen, die aufgrund dieser explosiven Vorgänge ins Planetensystem gelangen.

Das Modell ermöglichte es letztlich, den Massen-, Impuls- und Energiefluß zu berechnen. Es zeigte sich, daß der Massenstrom vom Aktivitätsminimum zum Maximum von  $1.2 \times 10^{12}$  g/s auf  $1.7 \times 10^{12}$  g/s anstieg. In der Phase der Helios-1-Daten trugen die koronalen Massenauswürfe zu 18 % im Maximum bei, in der kurzen Phase der Helios-2-Daten sogar zu rund 50 %. Die kinetische Energie des Windes bleibt dagegen mit  $2 \times 10^{20}$  W im Minimum und  $1.8 \times 10^{20}$  W im Maximum nahezu konstant.

Dieses Ergebnis unterstreicht somit die Bedeutung der koronalen Massenauswürfe für den Sonnenwind in Zeiten starker Aktivität, und die Zahlen bestätigen die bislang einzige diesbezügliche Untersuchung des Sonnenwindes. Die zukünftige Forschung wird zeigen, ob der Sonnenwind ausschließlich durch koronale Löcher und koronale Massenauswürfe in den interplanetaren Raum gelangt, oder ob noch weitere Mechanismen am Werk sind.



## Personal

### In Heidelberg

**Direktoren:** Appenzeller (Kommissarische Leitung ab 1.8.), Beckwith (Geschäftsführung bis 31.8.)

**Wissenschaftliche Mitarbeiter:** Abraham, Bailer-Jones (ab 27.7.), Barrado-Navascues (bis 31.12.), Beetz, Birkle (ab 1.7.), Burkert, Fried, Graser, Haas, Herbst, Herbstmeier (bis 30.6.), Hippelein, Huang, Huth (bis 10.7.), Kalas (bis 14.11.), Klaas, Kunkel (bis 30.9.), Leinert, Lemke, Lenzen, Ligorì (ab 15.5.), Mac Low, Marien, Meisenheimer, Th. Müller (bis 30.9.), Mundt, Neckel, Pitz (bis 31.3.), Radovich (ab 15.9.), Röser, Schmidtbreick (ab 1.8.), Slyz (ab 12.10.), Staude, Stickel, Thompson (bis 13.11.), Tusche, R. Wolf.

**Doktoranden:** Baumann, Berkefeld (bis 30.11.), Eckardt, Fockenbrock (bis 30.4.), Heitsch (ab 1.7.), Hetznecker (ab 15.3.), Hotzel (ab 15.1.), Jester (ab 15.9.), Kasper (ab 15.8.), Kessel, Klessen (bis 30.6.), Kranz (ab 1.12.), Naab (ab 1.6.), Petr (bis 30.6.), Phleps (ab 1.10.), Schuller (ab 15.2.), Seidel, v. Kuhlmann, Woitas, Wolf, Chr.

**Diplomanden:** Kranz (bis 30.1.), Krause (ab 1.11.), Naab (bis 31.5.), Phleps (bis 1.9.). Von der FH Mannheim: Hipp (bis 31.3.), Lehmitz (bis 31.3.), Marx (bis 30.6.), Sebb (1.3.–31.8.), Steckel (ab 1.9.), Thomas (ab 1.9.), Wackermann (ab 1.10.).

**Wissenschaftliche Dienste:** Bizenberger, Hille (bis 31.3.), Hiller, Khan (ab 1.5.), Ortlieb, Quetz, Rohloff.

**Rechner, Datenverarbeitung:** Brüge (bis 31.7.), Briegel (ab 1.11.), Engelhardt (bis 17.11.), Hippler, Rauh, Storz, Tremmel, Zimmermann.

**Elektronik:** Becker, Ehret, Grimm, Grözinger, Klein, Ridinger, Salm, Unser, Wagner, Werner, Westermann, Wrhel.

**Feinwerktechnik:** Bellemann (bis 31.5.), Benesch, Böhm, Ebert (bis 12.9.), Franke, Heitz, Meister, Meixner, Morr, Münch, J. Pihale, Sauer.

**Photolabor:** Anders-Özcan, Neumann (bis 31.7.).

**Graphikabteilung:** Meißner-Dorn, Weckauf.

**Verwaltung, Sekretariat:** Behme, de Mooij (ab 1.11.), Fink, Flock, Gieser, Hartmann, Heißler, Heukäufer (ab 6.12.), Janssen-Bennynck, Kellermann, Papousado, Rushworth, Schleich, Schürmann (bis 30.11.), Zähringer.

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

**Auszubildende:** (Feinmechanik) Fabianatz, Greiner, Geuer, Haffner (ab 1.9.), Jung, Wesp (ab 1.9.).

**Freier Mitarbeiter:** Dr. Bührke.

**Stipendiaten:** Andersen (bis 30.4.), Bate (bis 30.9.), Berkefeld (ab 1.12.), Mori (ab 24.8.), Fockenbrock (ab 1.5.), Heraudeau, Kania (bis 30.11.), Klessen (1.7.–31.8.), Maciejewski (ab 9.11.), Nelson (ab 15.9.), Patsis (bis 31.5.), Petr (1.7.–31.8.), Porro, Robberto, Surace (bis 14.11.), Thiering (ab 1.5.), Toth.

**Gäste:** Dr. Allard, Kansas (Aug.); Dr. Bodenheimer, Santa Cruz (Nov.); Dr. Cao, Peking (Jan.); Dr. Hozumi, Shiga (Juni); Dr. Ida, Tokyo (Aug.–Okt.); Kelly, Los Angeles (Juni–Sept.); Kiss, Budapest (Sept.–Dez.); Dr. Larwood, London (Juli–Dez.); Dr. Luu, Cambridge, Mass. (März); Dr. Richards, Chilton (Juli–Sept.); Dr. Richichi, Florenz (Nov.).

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

**Praktikanten:** Krause (bis 31.8.), Mayer, Kunkel, De Vos (2.3.–29.5.).

### Calar Alto/Almeria:

**Lokale Leitung:** Birkle (bis 30.6.), Gredel (ab 1.5.), Vives.

**Astronomie, Nachtassistenten:** Aceituno (ab 15.4.), Aguirre, Alises, Frahm, Hoyo, Montoya (ab 15.4.), Quesada (beurlaubt), Thiele.

**Teleskoptechnik:** Capel, de Guindos, Garcia, Helmling, Henschke, L. Hernández, Lingenfelder (bis 31.5.), Raúl López, Morante, W. Müller, Nuñez, Parejo, Schachtebeck, Usero, Valverde, Wilhelmi.

**Technischer Dienst, Hausdienst:** A. Aguila, M. Aguila, Ariza, Barón, J. Braun, Carreno, Dominguez, Gómez, Góngora, Manuel Hernández, 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.

---

## Arbeitsgruppen und wissenschaftliche Zusammenarbeit

### Instrumentelle Arbeiten

#### ALFA

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

#### CONICA

Rainer Lenzen, W. Benesch, P. Franke, M.A. Khan, N. Münch, N. Ortlieb, R.-R. Rohloff, C. Storz, A. Tusche, K. Wagner, in Zusammenarbeit mit:  
MPI für extraterrestrische Physik, Garching.

#### MAX

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

#### MIDI

Christoph Leinert, U. Graser, B. Grimm, T. Herbst, St. Hippler, R. Lenzen, R. Ligorì, R. Mundt, R. Lenzen, N. Ortlieb, E. Pitz, I. Porro, M. Robberto, R.-R. Rohloff, K. Wagner in Zusammenarbeit mit:  
Kiepenheuer-Institut, Freiburg,  
Thüringer Landessternwarte, Tautenburg,  
Universität Amsterdam, Sterrewacht Leiden,  
Observatoire de Meudon, Observatoire de Nice.

#### MOSCA

Joseph Fried, W. Benesch, P. Franke, N. Münch, N. Salm, B. Grimm, K. Marien, K. Zimmermann, A. Brüge, B. v. Kuhlmann.

#### OMEGA Cass

Rainer Lenzen, T. Herbst, H. Bellemann, P. Bizenberger, P. Franke, C. Storz.

#### PACS für FIRST

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

#### ISO-Datenzentrum

Dietrich Lemke, ISOPHOT-PI, und die ISO-Gruppe des MPIA: P. Ábrahám, J. de Mooij, S. Eckhardt, U. Grözinger, M. Haas, P. Heraudeau, U. Herbstmeier, S. Hot-

zel, U. Klaas, T. Kranz, M. Kunkel, T. Müller, M. Radovich, A. Rushworth, L. Schmidtobreck, M. Stickel, C. Surace, L.V. Toth.

## Beobachtungen

### Asteroiden

Thomas G. Müller, Ulrich Klaas in Zusammenarbeit mit:  
Astronomisches Observatorium Uppsala,  
ISO Science Operations Center und ISO Datenzentrum,  
Villafranca, Five College Radio Astronomy Observatory,  
Amherst, USA,  
Institut für Planetenerkundung des DLR, Berlin.

### Sonnenwind

Christoph Leinert in Zusammenarbeit mit:  
Center for Astropysics and Space Sciences,  
University of San Diego, USA.

### Helligkeitsfluktuationen im Zodiaklicht

Christoph Leinert, U. Herbstmeier, P. Ábrahám, D. Lemke, C. Surace, M. Kunkel, in Zusammenarbeit mit:  
Konkoly-Observatorium Budapest,  
Universitätssternwarte Helsinki,  
ISO Science Operations Center, Villafranca.

### Jets von jungen Sternen

Reinhard Mundt in Zusammenarbeit mit:  
Thüringer Landessternwarte, Tautenburg.

### Doppelsterne

Monika Petr, Ch. Leinert, S.V.W. Beckwith, J. Woitas, in Zusammenarbeit mit:  
Observatoire de Paris-Meudon,  
Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Florenz,  
MPI für Radioastronomie, Bonn,  
Astrophysikalisches Institut Potsdam.

### Zirkumstellare Scheiben

Peter Ábrahám, Ch. Leinert, U. Klaas, D. Lemke, I. Heinrichsen, in Zusammenarbeit mit:  
Konkoly Observatorium, Ungarn,  
Universitäts-Sternwarte, Jena,  
Thüringer Landessternwarte, Tautenburg.

### CADIS

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

### Junge Galaxien und EROs

Steve V.W. Beckwith, D. Thompson in Zusammenarbeit mit:  
CAISMI-CNR, Florenz,  
California Institute of Technology, Pasadena,  
Goddard Space Flight Center, Greenbelt, USA.

**Quasare**

Joseph Fried

**ISO Serendipity Survey**

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

**Theoretische Arbeiten:****Photoevaporation protostellarer Scheiben**

Olaf Kessel in Zusammenarbeit mit:  
Astronomisches Institut der Universität Würzburg.

**Ionisierende Strahlung in »Smooth Particle Hydrodynamics«**

Olaf Kessel, A. Burkert.

**Thermische Instabilitäten in Gaswolken**

Andreas Burkert in Zusammenarbeit mit:  
Lick Observatory, Santa Cruz, USA.

**Entstehung von Doppelsternen**

Matthew R. Bate in Zusammenarbeit mit:  
Institute of Astronomy Cambridge, UK  
MPI für Radioastronomie, Bonn.

**Eta Carinae**

M.-M. Mac Low in Zusammenarbeit mit:  
MPI für Astrophysik, Garching  
Astronomisches Institut - UNAM, Mexico City.

**Entwicklung von Zwerggalaxien**

Andreas Burkert, Mordecai-Marc Mac Low, Olaf Klessen in Zusammenarbeit mit:  
MPI für Astrophysik, Garching,  
Institut für Astrophysik der Universität Heidelberg,  
Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Florenz,  
Universität Tokio, Japan.

**Dynamik von Spiralgalaxien**

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

**Entstehung von elliptischen und S0-Galaxien**

Thorsten Naab, Andreas Burkert.

**Dichteprofile in Zentren von Galaxien**

Andreas Burkert in Zusammenarbeit mit:  
Shiga University, Kyoto University, Japan.

**Entstehung und thermische Instabilität klumpiger Gaswolken**

Andreas Burkert in Zusammenarbeit mit:  
Lick Observatory, Santa Cruz, USA.



## Zusammenarbeit mit Firmen

### **Calar-Alto-Observatorium**

Carl Zeiss, Jena und Oberkochen

### **ALFA**

AOA Inc., Cambridge, Mass, USA  
 Berliner Institut für Optik, Berlin  
 Cambridge Innovations, Farmingham, Mass, USA  
 Microgate S.r.l., Bozen, Italien,  
 MIT/Lincoln Laboratory, Lexington, Mass, USA  
 Univ. of Massachusetts, Amherst, Mass., USA

### **Wide Field Imager**

Faulhaber Motoren  
 Fisba Optik, St. Gallen,  
 Linos Photonics, Göttingen,  
 Omega, Vermont, USA,  
 Schott, Mainz,  
 Stegmann

### **MIDI**

Cherent, Dieburg  
 CME CompuMess Elektronik, Unterschleißheim  
 CREASO, Gilching  
 Cryophysics, Darmstadt  
 Dell Computer, Langen  
 EBV-Elektronik, München  
 Edwards Hochvakuum, Marburg  
 esd electronic system design, Hannover  
 Halfmann Teleskoptechnik, Neusäß-Voglsang  
 HaSoTec, Rostock  
 Infrared Optical Products, USA  
 Jenaer Meßtechnik, Jena  
 Kniel System Elektronik, Karlsruhe  
 Laservision, Forchheim  
 Leybold Vakuum, Köln  
 LOT-Oriel, Darmstadt  
 Messer-Griesheim, Darmstadt  
 NESLAB Instruments, Frankfurt  
 OWIS, Staufen  
 Pfeiffer Vakuum, Wiesbaden  
 Polatec, Waldbronn  
 Raytheon, USA  
 Sun Microsystems, Grasbronn  
 VAT Vakuumventile, Schweiz  
 VSYSTEMS Electronic, München

### **Omega Cass**

Barr, Westford, Mass., USA  
 Carl Zeiss, Jena  
 Infrared Laboratories, Tucson, AZ, USA

### **Conica**

Barr, Westford, Mass., USA  
 Carl Zeiss, Jena  
 Janos, Townshend, Vermont, USA  
 Linos Photonics, Göttingen  
 Leybold, Hanau  
 Möller, Wedel  
 Omega, Vermont, USA  
 Pörschke, Höchst  
 Präzisionsoptik, Gera  
 Queensgate, Barkshire, GB  
 Richardson Grating, Rochester, USA  
 Vitron, Jena

### **Kamera MAX**

Boeing, Kalifornien, USA  
 Gatir, Florida, USA  
 Infrared Laboratories, Tucson, AZ, USA  
 Janos, Townshend, Vermont, USA  
 Kevin Hanna, Florida, USA

### **PACS**

ANTEC, Kelkheim  
 IMEC, Leuven

### **CCD-Technik**

Dataman, Pliezhausen  
 EEV Ltd., GB  
 Haefele, Schriesheim.  
 Heraeus, Hanau  
 Lockheed Martin Fairchild Syst., USA  
 New Focus, Santa Clara, USA  
 Philips, Eindhoven, Niederlande  
 Roth, Karlsruhe  
 SITE Corp., Beaverton, Oregon, USA  
 Steward Observatory, Tucson, Arizona, USA  
 Tafelmeier, Rosenheim

### **Rechnerausstattung**

AKRO, UNterschleißheim  
 Additive, Friedrichsdorf  
 Creaso, Gilching  
 Draco, Hamburg  
 Edo, Hockenheim  
 PROUT, Darmstadt  
 ProMedia, Oftersheim  
 Seicom, Ismaning  
 Sun, Langen  
 Transtec, Tübingen

### **Werkstätten**

Adam + Hecker, Wiesloch  
 Almet-AMB, Mannheim

Amphenol-Tuchel Electronics, Heilbronn  
APE Elektronik, Kuppenheim  
AVNET EMG, Braunschweig  
Best Power Technology, Erlangen  
Binder Magnete, Villingen-Schwenningen  
Börsig, Neckarsulm  
Bubenzer Bremsen, Kirchen-Wehrbach  
Bürklin, München  
Cadillac-Plastic, Viernheim  
Carl Roth, Karlsruhe  
Cherry Mikroschalter, Auerbach  
Com Pro, Stuttgart  
Compumess Elektronik, Unterschleissheim  
Conrad Electronic, Hirschau  
CTS Microelectronics, Chicago, Ill., USA  
CTS Microelectronics, West Lafayette, Ind., USA  
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  
elspec, Geretsried  
ELV Elektronik, Leer  
ERNI, Adelberg  
eurodis Enatechnik, Quickborn  
Euromicron, Mittenaar  
EWF, Eppingen  
Farnell Electronic Components, Deisenhofen  
Farnell Electronic Services, Möglingen  
FCT Electronic, München  
Fischer Elektronik, Lüdenscheid  
Fritz Faulhaber, Schönaich  
Future Electronics Deutschland, Unterföhring  
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  
Horst Pfau, Mannheim  
HOT Electronic, Taufkirchen  
HTF Elektro, Mannheim  
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  
Matsushita Automation, Holzkirchen  
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 Optoelectronik, Hamburg  
Nies Electronic, Frankfurt  
Nova Elektronik, Pulheim  
Otto Faber, Mannheim  
pbe Electronic, Elmshorn  
Phytec Meßtechnik, Mainz  
Plastipol, Runkel  
PSI Tronix, Tulare, Cal., USA  
Püschel Elektronik, Mannheim  
R.E.D. Reg. Electronic Distrib., Rodgau-Jügesheim  
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  
Schaffner Elektronik, Karlsruhe  
Schuricht, Fellbach-Schmiden  
SCT Servo Control Technology, Taunusstein  
SE Spezial-Electronic, Bückeburg  
Siemens IC-Center, Mannheim  
Spindler & Hoyer, Göttingen  
Spoerle Electronic, Dreieich  
Synatron, Hallbergmoos  
TMS Test- und Meßsysteme, Herxheim/Hayna  
Tower Electronic Components, Schriesheim  
TreNew Electronic, Pforzheim  
TS-Optoelectronic, München  
TWK-Elektronik, Karlsruhe  
Vacuumschmelze, Hanau  
Vero Electronics, Bremen  
W. & W. Schenk, Maulbronn  
Wikotec, Bramsche  
Wilhelm Gassert, Schriesheim  
WS CAD Elektronik, Berk Kirchen

## Lehrveranstaltungen

Wintersemester 97/98 und Sommersemester 98

### Kursvorlesungen

- Ch. Leinert und D. Lemke: Einführung in die Astronomie und Astrophysik I  
 I. Appenzeller: Instrumente und Beobachtungsmethoden  
 A. Burkert und R. Wehrse (ARI): Strukturbildung und Galaxienentwicklung im jungen Universum  
 Ch. Leinert und D. Lemke: Einführung in die Astronomie und Astrophysik II  
 I. Appenzeller: Physik des Planetensystems  
 R. Mundt: Suche nach extrasolaren Planeten

### Seminare und Kolloquien

- R. Mundt, H.P. Gail (Univ. Heidelberg), H. Schwan (ARI), W.M. Tscharnuter (Univ. Heidelberg): Seminar: Einführung in die Astronomie und Astrophysik III  
 K. Meisenheimer und H.J. Röser: Seminar: Messungen der Struktur des Universums  
 I. Appenzeller, B. Baschek (Univ. Heidelberg), R. Wehrse (ARI), B. Wolf (Landessternwarte): Seminar: Nicht-sphärische und variable Winde leuchtkräftiger und variabler Sterne  
 K. Meisenheimer, H.J. Röser: Seminar: Reduktion und Analyse optischer Beobachtungsdaten in der Astronomie

## Öffentliche Vorträge

- S. Beckwith hielt Vorträge über Junge Sterne und Planetensysteme in Aspen, USA (Januar), im Einstein-Forum in Potsdam (Mai), bei der Siemens-Stiftung (Juli), und einen Vortrag über Strukturbildung im Universum auf dem Symposium der Max-Planck-Gesellschaft in Berlin (Dezember).  
 H. Elsässer hielt am 13. November im Planetarium Mannheim einen Vortrag zum Thema: »Gefahren aus dem Weltall?«  
 D. Lemke hielt je einen Vortrag über die ISO-Mission und ihre Ergebnisse auf der Jahrestagung des Math.-Nat. Unterrichts in Heidelberg (September) und in Nordenham (Oktober).  
 A.M. Quetz hatte am 12. August einen Live-Auftritt bei Sat 1 zum Thema Perseiden.  
 J. Staude hielt über die Entstehung von Sternen und Planetensystemen anlässlich der Jahrestagung der Max-Planck-Gesellschaft (Juni) vier Schulvorträge in Weimar und Umgebung, und einen Vortrag in der Starkenburg-Sternwarte, Heppenheim (August).

## Tagungen

Das Calar-Alto-Kolloquium, mit über 20 Kurzvorträgen, fand am 16. und 17. März auf dem Königstuhl statt.

### Vorträge an Forschungseinrichtungen im In- und Ausland und auf internationalen Tagungen:

Solid Interstellar Matter – The ISO Revolution, Les Houches, Januar: P. Ábrahám

Meeting of the AAS, Washington, Januar: A. Burkert

The Magellanic Clouds and Other Dwarf Galaxies, Graduiertenkolleg Bonn, Januar: M. Haas, M.-M. Mac Low

ISO Detector Workshop, ESA Villafranca, Januar: D. Lemke

Conference on Interstellar Turbulence, Puebla, Mexico, Januar: M.-M. Mac Low

Workshop on Gas Flows in Barred Galaxies, Herfordshire, G.B., Januar: P.A. Patsis

Conference on »Universal Star Formation«, Aspen, Colorado, Januar: S. Beckwith

Conference on »Instrumentation for Large Optical Telescopes«, Keck Observatory (Hawaii,USA), Februar: S. Beckwith

Conference on Neural Networks, Brisbane, Australia, Februar: C.A.L. Bailer-Jones

Kolloquium der Universitäts-Sternwarte Göttingen, Februar: H.-J. Röser

SPIE Conference on »Astronomical Instrumentation«, Kona, Hawaii, März: T. Herbst, U. Klaas, D. Lemke, R. Lenzen, M. Stickel

SPIE Conference on »Astronomical Interferometry«, Kona, Hawaii, März: U. Graser, Ch. Leinert, I. Porro

Conference on »Dwarf Galaxies«, Les Arcs, Frankreich, März: A. Burkert

Colloquium »Observing the First Galaxies: The CADIS Survey«, Baltimore, USA, April: S. Beckwith

Colloquium »Observing Primeval Galaxies«, MIT, Cambridge (Mass.), April: S. Beckwith

Seminar »Infrared Searches for Primeval Galaxies«, Harvard, Cambridge (Mass.), April: S. Beckwith

Colloquium »Circumstellar Disks and Extrasolar Planet Formation«, Harvard, Cambridge (Mass.), April: S. Beckwith

EGS XXIII General Assembly, Nice, April: P. Ábrahám, Th. Müller

UK National Astronomy Meeting St. Andrews, UK, April: C. Bailer-Jones

Conference on »Very Low Mass Stars and Brown Dwarfs in Stellar Clusters«, La Palma, Mai: C. Bailer-Jones, Ch. Leinert, R. Mundt

Conference on Variable and Non-Spherical Winds in Luminous Hot Stars, Heidelberg, Mai: M.-M. Mac Low

IAP Colloquium »Widefield Surveys in Cosmology«, Paris, Mai: Ch. Wolf

Conference on Star Formation, Heraclion, Creta, Juni: S. Beckwith

Conference on »Science with the NGST«, Liège, Belgien, Juni: S. Beckwith, T. Herbst

Physikalisches Kolloquium, Jena, Juni: K. Meisenheimer

Conference on »Protostars and Planets«, Santa Barbara, Calif., Juli: A. Burkert

Workshop on Space Cryogenics, ESA, Noordwijk, Juli: D. Lemke

Summer School du ESO/OHP, Obs. de Haute-Provence, Juli: H.-J. Röser

Conference on »New Perspectives on the Interstellar Medium«, Pentincton, Canada, August: M.-M. Mac Low

ESO/OSA Meeting on Astronomy with Adaptive Optics, Sonthofen, September: M. Kasper

AG-Tagung Heidelberg, September: Ábrahám, Lemke, Haas, Héraudeau, Herbst, Hotzel, Klaas, K. Meisenheimer, Müller, I. Porro, Tóth, Woitas,

Conference on »Galaxy Evolution«, Paris, September: S. Phleps

Conference »The Universe as seen by ISO«, Paris, Oktober: D. Lemke

Optical/Infrared Interferometry Workshop, Flagstaff, Arizona, Oktober: Rohloff

ESFON Meeting, Heidelberg, Oktober: A. Burkert, Woitas

GAIA Science Workshop, ESTEC, Leiden, November: C. Bailer-Jones

Washington Area Astronomy Meeting, Laurel, MD, USA, November: S. Beckwith

## Mitarbeit in Gremien

*K. Birkle und R. Mundt* waren Mitglieder des Calar-Alto-Programmausschusses.

*A. Burkert* war Chairman des European Network for Star and Planet Formation

*A. Burkert* war Vertreter der Mitarbeiter des MPIA und Mitglied der Sektion der MPG

*H. Elsässer* wurde zum Obmann der Sektion Astronomie/ Astrophysik und in den Senat der Deutschen Akademie der Naturforscher Leopoldina gewählt.

*U. Klaas* vertrat das MPIA bei den ISO Post Operational Meetings zum Datenarchiv

*Ch. Leinert* war Mitglied im Interferometric Science Advisory Committee (ESO) und im Organizing Committee of the IAU Commission 21 (Light of the Night Sky), Executive Committee of Division III (Planetary System Sciences)

*D. Lemke* war als Principal Investigator Mitglied des ISO Science Teams.

*D. Lemke* war Mitglied im Gutachterausschuss Verbundforschung des BMBF.

*M.-M. Mac Low* war Mitglied des »Space Telescope Time Allocation Committee, Subcommittee Hot Stars«.

*R. Mundt* war Mitglied der Beratungskommission »über die zukünftige Nutzung des Calar Alto«

*R. Mundt* war Mitglied der Habilitationskommission der Fakultät für Physik und Astronomie

*I. Porro* arbeitete bei JOTA mit.



## Veröffentlichungen

- Ábrahám, P., Ch. Leinert, A. Burkert, D. Lemke and Th. Henning: Search for cool circumstellar matter in the Ursae Majoris group with ISO. *Astron. Astrophys.* **338**, No.1, 91–96 (1998)
- Ábrahám, P., Ch. Leinert, D. Lemke, A. Burkert, and Th. Henning: Far infrared photometry of circumstellar matter around intermediate mass stars. In: ISO's view on Stellar Evolution. ESA Proceedings, Noordwijkerhout, Netherlands 1997. *Astron. Astrophys. & Space* **255**, 45–51 (1998)
- Ábrahám, P., Ch. Leinert and D. Lemke: Interplanetary dust as observed by ISOPHOT. *AG Abstract Series* **14**, 47 (1998)
- Anders, S., N. Thatte, L.E. Tacconi-Garman, A. Eckart, W. Hackenberg, T. Ott, R. Genzel, S. Hippler, R.-R. Rohloff and S.V.W. Beckwith: Diffraction limited spectroscopy with 3D and ALFA – First results. *AGM Abstr. Ser.* **14** 102A (1998)
- Bailer-Jones, C.A.L., M. Irwin and T. von Hippel: Semi-automated Extraction of Digital Objective Prism Spectra. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **298**, 1061 (1998)
- Bailer-Jones, C.A.L., M. Irwin and T. von Hippel: Automated Classification of Stellar Spectra. II: Two-Dimensional Classification with Neural Networks and Principal Components Analysis. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **298**, 361 (1998)
- Bailer-Jones, D.J.C. MacKay, T.J. Sabin and P.J. Withers: Static and Dynamic Modelling of Materials Forging. *Proc. 9th Australian Conference on Neural Networks*. In: T. Downs, M. Frean, M. Gallagher (eds), **21** (1998)
- Bailer-Jones, C.A.L., D.J.C. MacKay and P.J. Withers: A Recurrent Neural Network for Modelling Dynamical Systems. *Network: Computation in Neural Systems*, **9** (4), 533 (1998)
- Bailer-Jones, C.A.L., D.J.C. MacKay, T.J. Sabin and P.J. Withers: Static and Dynamic Modelling of Materials Forging. In: *Australian Journal on Intelligent Information Processing Systems Networks*, **5** (1), 10 (1998)
- Bate, M.: Brown Dwarfs and Extrasolar Planets. In: *The Mass-Ratio Evolution of Accreting Protobinary Systems: Implications for Brown Dwarfs in Binaries*. *ASP Conf. Proc.* **134**, 273 (1998)
- Bate, M.R.: Collapse of a Molecular Cloud Core to Stellar Densities: The First Three-Dimensional Calculations. *Astron. Astrophys. J.* **508**, 95. (1998)
- Bate, M.R., C.J. Clarke and M.J. McCaughrean: Interpreting the mean surface density of companions in star-forming regions. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **297** (4), 1163–1181 (1998)
- Beckwith, S.V.W.: Star Formation and the NGST. *Science with the NGST*. Eds. E. Smith and A. Koratkar, *ASP Conference Series*, **133** (1998).
- Beckwith, S.V.W., D. Thompson, F. Mannucci and S. G. Djorgovski: An Infrared Emission Line Galaxy at  $z = 2.43$ . *Astron. Astrophys. J.* **504**, 107–112 (1998).
- Birkle, K., O. Ryan, H. Bönhardt, Z. Sekanina, D. Engels, P. Keller and M. Jäger: Dust Tail Striae in Comet Hale-Bopp. *Astron. Ges. Abstract Ser.* **14**, 100 (1998)
- Bizenberger, P., M.J. McCaughrean, C. Birk, D. Thompson and C. Storz: Omega Prime: The Wide-Field Near-Infrared Camera for the 3.5 m telescope of the Calar Alto Observatory. In: A.F. Fowler (ed): *Infrared Detectors and Instrumentation in Astronomy*, *Proc. SPIE* **3354**, 825–832 (1998)
- Bonnell, I.A., M. Bate, and H. Zinnecker: The Formation of Massive Stars. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **298**, 93 (1998)
- Brandner, W., M. Kunkel, Ch. Leinert, R. Kohler, H. Zinnecker and A. Moneti: The Low-Mass Stellar Content of the Scorpius-Centaurus OB Association. *Bull. Amer. Astron. Soc.* **193**, 7310B
- Burkert A., P. Abraham, Ch. Leinert, D. Lemke, and Th. Henning: Far-Infrared Photometry and Mapping of Herbig Ae/Be Stars with ISOPHOT. *Abstract Series* **14**, 128 (1998)
- Burkert A. and C. R. O'Dell: The Structure of Cometary Knots in the Helix Nebula. *Astroph. J.* **503**, 792 (1998)
- Burkert, A. and J. Silk: Dark Baryons and Rotation Curves. In: *Galactic Halos: ASP Conf. Ser.* **136**, 397 (1998)
- Eislöffel, J. and R. Mundt: Imaging and Kinematic Studies of Young Stellar Object Jets in Taurus. *Astron. J.* **115**, 1554–1575 (1998)
- Castro-Tirado, A.J., J. Alberto, J. Gorosabel, Javier, Benitez, Narciso, Ch. Wolf, R. Fockenbrock, E. Martinez-Gonzalez, H. Kristen, A. Broeils, H. Pedersen, J. Greiner, E. Costa, M. Feroci, L. Piro, F. Frontera, L. Nicastro, E. Palazzi, C. Bartolini, A. Guarnieri, N. Masetti, A. Piccioni, M. Mignoli, M. Wold, M. Lacy, K. Birkle, T. Broadhurst, S. Brandt and N. Lund: Photometry and Spectroscopy of the GRB 970508 Optical Counterpart. *Science* **279**, 1011 (1998)
- Castro-Tirado, A.J., J. Gorosabel, N. Benitez, C. Wolf, R. Fockenbrock, E. Martinez-González, H. Kristen, A. Broeils, H. Pedersen, J. Greiner, E. Costa, L. Piro, K. Birkle, et al.: Photometry and Spectroscopy of the GRB 970508 Optical Counterpart, *Science* **279**, 1011–1914 (1998)
- Davies, R.I., W. Hackenberg, T. Ott, A. Eckart, H.-C. Holstenberg, S. Rabiën, A. Quirrenbach and M. Kasper: ALFA: First Operational Experience of the MPE/MPIA Laser GuideStar System for Adaptive Optics. *Proc. SPIE* **3353** (1998)
- Eislöffel, J. and R. Mundt: Imaging and Kinematical Studies of Young Stellar Objects in Taurus. *Astron. J.* **115**, 1554 (1998)
- Elsässer, H.: Results of the Heidelberg Void Program Proceedings: Supernovae and Cosmology, Eds: L. Labhardt et al. *Astron. Institut der Univ. Basel* 119–125 (1998)
- Felli, M., G.B. Taylor, Th. Neckel, and H.J. Staude: The ionized wind of IRAS 08159-3543. *Astron. Astrophys.* **329**, 243–248 (1998)
- Fernández, M. and L. F. Miranda: Spectroscopy of low mass pre-main sequence stars: photospheric spots and chromospheric activity. *Astron. Astrophys.* **332**, 629–642 (1998)
- Fischer, O., B. Stecklum and Ch. Leinert: 2D Speckle polarimetry of Z Canis Majoris. *Astron. Astrophys.* **334**, 969–975 (1998)
- Fried, J.W.: Faint galaxies around quasars at  $z = 1$  and gravitational lensing of distant objects. *Astron. Astrophys.* **331**, L73–76
- García-Berro, E., S. Torres, J. Isern, A. Burkert: Monte Carlo Simulation of disc white dwarf population. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **302**, 173–188
- García-Segura, C., N. Langer, M. Rozyczka, M.M. Mac Low and J. Franco: The Effects of Rotation and Stellar Magnetic Field in the Nebular Shapes: LBV Nebulae and PNe. *Rev. Mex. Astron. Astroph. Conf. Ser.* **7**, p. 50
- Gorosabel, J., A. J. Castro-Tirado, C. J. Willott, H. Hippelein, J. Greiner, A. Shlyapnikov, S. Guziy, E. Costa, M. Feroci, F. Frontera, L. Nicastro and E. Palazzi: Detection of the near-infrared counterpart of GRB 971214 3.2 hours after the gamma-ray event. *Astron. Astrophys. Lett.* **335** (1998), 5–8

- Gorosabel, J., A.J. Castro-Tirado, C. Wolf, J. Heidt, T. Seitz, E. Thommes, C. Barolini, A. Guarnieri, N. Masetti, A. Piccioni, S. Larsen, E. Costa, M. Feroci, F. Frontera, E. Palazzi and N. Lund: An optical study of the GRB 970111 field beginning 19 hours after the gamma-ray burst, *Astron. Astrophys.* **339**, 719–728 (1998)
- Graser, U. and Ch. Leinert: MIDI – the Mid infrared interferometric instrument for the VLTI. *AG Abstract Ser.* **14**, 91 (1998).
- Grosbøl, P. J. and P. A. Patsis: Stellar disks of optically flocculent and grand design spirals. Decoupling of stellar and gaseous disks. *Astron. Astrophys.* **336**, 840 (1998)
- Haas, M.: Very cold dust in the peculiar dwarf elliptical galaxy NGC205. *Astron. Astrophys.* **337** (1998)
- Haas, M., R. Chini, K. Meisenheimer, M. Stickel, D. Lemke, U. Klaas and E. Kreysa: On the Far-Infrared Emission of Quasars. *Astrophys. J.* **503**, 109–113 (1998)
- Haas, M., D. Lemke, M. Stickel, H. Hippelein, M. Kunkel, U. Herbstmeier and K. Mattila: Cold dust in the Andromeda Galaxy mapped by ISO. *Astron. Astrophys.* **338**, No. 1, L33 (1998)
- Heinrichsen, I., H.J. Walker and U.Klaas: Infrared Mapping of the dust disc around Vega. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **293**, L78–82 (1998)
- Henning, Th., A. Burkert, R. Launhardt, Ch. Leinert and B. Stecklum: Infrared imaging and millimetre continuum mapping of Herbig Ae/Be and FU Orionis stars. *Astron. Astrophys.* **336**, 565–568 (1998)
- Herbst, T.M.: A Micropupil-Based Near Infrared Imaging Spectrograph. *SPIE Proc.* **3324**, p. 720 (1998)
- Herbstmeier, U., P. Abraham, D. Lemke, R. J. Laureijs, U. Klaas, K. Mattila, Ch. Leinert, C. Surace and M. Kunkel: Small-scale structures in the far-infrared background. *Astron. Astrophys.* **332**, 739 (1998)
- Herbstmeier, U. and A. Wennmacher: ISOPHOT observations of a cold filament in the local hot bubble. In: *The Local Bubble and Beyond*, (Eds.) D. Breitschwerdt, M.J.Freyberg, J. Trümper. *Proc. IAU Colloquium 166, Lecture notes in Physics*, vol. 506, pp. 117–120. Springer-Verlag, Berlin (1998)
- Hippelein, H., S. Beckwith, R. Fockenbrock, J. Fried, U Hopp, Ch. Leinert, K. Meisenheimer, H.-J. Röser, E. Thommes and C. Wolf: The Calar Alto Deep Imaging Survey. In: *New Horizons from Multi-Wavelength Sky Surveys*. *Proc. 179th Symposium of the International Astronomical Union*, Baltimore, Kluwer Academic Publishers 1998, 179, p. 293–295
- Hippler S., A. Glindemann, M. Kasper, P. Kalas, R.-R. Rohloff, K. Wagner, D. P. Looze and W. Hackenberg: ALFA: The MPIA/ MPE Adaptive Optics with a Laser for Astronomy Project. *SPIE Proc.* Vol. **3353**, 1998, 44–55.
- Huang, J.-S., L. L. Cowie and G. A. Luppino: Morphological Classification of the Local I-and K-Band Galaxy Sample. *Astrophys. J.* **496**, 31
- Jackson, B. V., P. Hick, C. Leinert, A. Yokobe: Heliospheric modeling used to map global solar wind flows. *Astron. Astrophys. Suppl.* **192**, (1998).
- Kessel, O., Yorke, H. W. and S. Richling: Photoevaporation of protostellar disks III. The appearance of photoevaporating disks around young intermediate mass stars. *Astron. Astrophys.* **337**, 832 (1998)
- Kiss, C., A. Moór, and L.V. Tóth: Revised Catalogue of IRAS Loops in the IInd Galactic Quadrant. In: *the Abstract Book of the 3rd Cologne-Zermatt Symposium*. (Ed.) V. Ossenkopf, Shaker-Verlag, 1998.
- Klaas, U., R.J. Laureijs and J. Clavel: Far-infrared polarisation of the quasar 3C 279. *AG Abstract Series* **14**, E03 (1998)
- Klaas, U., D. Lemke, T. Kranz, R. J. Laureijs, Ch. Leinert, J. Schubert, M. Stickel and L. V. Tóth: Infrared straylight measurements of the ISO telescope. In: *Infrared Astronomical Instrumentation*. *Proceedings of the SPIE 3354-111*, (Ed.) A.M. Fowler, Bellingham 1998, 996–1004
- Klessen, R.S., A. Burkert and M. R. Bate: Fragmentation of Molecular Clouds: The Initial Phase of a Stellar Cluster. *Astrophys. J. Lett.* **501**, 205–208 (1998)
- Klessen, R.S. and P. Kroupa: Dwarf Spheroidal Satellite Galaxies Without Dark Matter: Results From Two Different Numerical Techniques. *Astrophys. J.* **498**, 143–155 (1998)
- Köhler, R., Ch. Leinert: Multiplicity of T Tauri stars in Taurus after ROSAT. *Astron. Astrophys.* **331**, 977–988 (1998)
- Köhler, R., Ch. Leinert and H. Zinnecker: Multiplicity of T Tauri Stars in Different Star-Forming Regions. *AG Abstrac Ser.* **14**, 17 (1998)
- Kranz, T., D. Lemke, L. V. Thot, U. Klaas, Ch. Leinert and R. J. Laureijs: ISO/ISOPHOT straylight caused by Sun, Moon and Earth. *AG Abstract Ser.* **14**, 127 (1998)
- Lehtinen, K. D. Lemke, K. Mattila and L. Haikala: Far-infrared ISOPHOT observations and the energy balance of a quiescent globule. *Astron. Astroph.* **333**, 702 (1998)
- Leinert, Ch. and Th. Encenaz: ISO Observations of the Solar System. In: *Highlights of Astronomy XI/ Highlights of the IOS Mission*, (1998), vol. 11, 1151
- Leinert, Ch. F. Allard, A. Richichi and H. Jahreiß: The low-mass companions in the nearby triple system LHS 1070. In: *Brown dwarfs and extrasolar planets*, eds. F. Rebolo, E.L. Martin, M.R. Zapatero-Osorio, *ASP Conf. Ser.* Vol. 134, p. 203
- Leinert, Ch., S. Bowyer, L.K. Haikala, M.S. Hanner, M.G. Hauser, A.-Ch. Levasseur-Regourd, I. Mann, K. Mattila, W.T. Reach, W. Schlosser, H.J. Staude, G.N. Toller, J.L. Weiland, J.L. Weinberg and A.N. Witt: The 1997 reference of diffuse night sky brightness. *Astron. Astrophys. Suppl.* **127**, 1-100 (1998)
- Leinert, Ch. and U. Graser: MIDI – the Mid-infrared interferometric instrument for the VLTI. *SPIE Conference on Astronomical Interferometry*, Kona, Hawaii, March 1998. *SPIE 3350-108*, (1998)
- Leinert, Ch. and B. V. Jackson: Global Solar Wind Changes Over Solar Cycle 21: a Combination of Helios Photometer, In-situ and IPS Data. *Astrophys. J.* **505**, 984–992 (1998)
- Leinert, Ch. and K. Mattila: Natural Optical Sky Background. Eds. S. Isobe and Derek McNally, *ASP Conf. Ser.*, Vol. 139, p. 17 (1998)
- Leinert, Ch., Woitas, F. Allard, A. Richichi, and H. Jahreiss: The Low-Mass Companions in the Nearby Triple System LHS 1070. In: *Rebolo, R., Martin, E.L., Zapatero Osario, M.R.: Brown Dwarfs and Extrasolar Planets*. *Astr. Soc. Pac. Conf. Series*, **134**, 203–209.
- Lemke, D. *Astronomie mit Weltraumteleskopen*. In: *Jahresbericht des Physikalischen Vereins Nr. 169*. Frankfurt am Main 1998, 45–52.
- Lemke, D., L. Barl, S. Eckardt, O. Frenzl, U. Grözinger, L. Hermans, G. Jakob, R. Katterloher, A. Poglitsch, J. Seijnaeve and J. Wolf: FIRSA - the demonstrator array of the FIR camera for the photoconductor instrument PACS on ESA's FIRST satellite. *Proceedings of the SPIE Infrared Astronomical Instrumentation Conference*, *SPIE 3354-137* (1998), (Ed.) A.M. Fowler, Bellingham, 1998, 1185–1191.

- Lemke, D., U. Klaas, P. Abraham, J.A. Acosta Pulido, H. Castañeda, L. Cornwall, C. Gabriel, U. Grözinger, M. Haas, I. Heinrichsen, U. Herbstmeier, J. Schubert, B. Schulz, M. Stickel and L.V. Tóth: ISOPHOT - Inflight performance report. Proceedings of the SPIE Infrared Astronomical Instrumentation Conference, SPIE 3354-46 (1998), (Ed.) A.M. Fowler, Bellingham 1998, 627–636.
- Lemke, D., K. Mattila, K. Lehtinen, R. J. Laureijs, T. Liljeström, A. Léger and U. Herbstmeier: Detection of UIR bands in an isolated local interstellar cirrus cloud. *Astron. Astrophys.* **331**, 742 (1998).
- Lenzen, R., R. Hofmann, P. Bizenberger and A. Tuschke: CONICA: The high resolution near-infrared camera for the ESO VLT. SPIE 3354-44, 606–614 (1998)
- Lenzen, R., P. Bizenberger, N. Salm and C. Storz: Omega-Cass: A new multi-mode NIR-imager/spectrometer for the Calar Alto Observatory. SPIE 3354, 493–499 (1998)
- Levine, D.A., C.J. Lonsdale, R. Hurt, H.E. Smith, G. Helou, C. Beichmann, C. Cesarsky, D. Elbaz, U. Klaas, R. Lauejis, D. Lemke, S.D. Lord, R.G. McMahon, M. Moshir, G. Neugebauer, B.T. Soifer, D. Van Buren, A. Wehrle, and R.D. Wolstencroft: First Results from the ISO-IRAS Faint Galaxy Survey, *Astrophys. J.* **504**, 64–76 (1998).
- Lipovetsky, V., D. Engels, A. Ugryumov, U. Hopp, G. Richter, Y. Izotov, A. Kniazev and C. Popescu: Hamburg/SAO Survey of Emission-Line Galaxies. In: *New Horizons from Multi-Wavelength Sky Survey*, IAU Symp. No. 179, Eds. B.J. McLean, D.A. Golombek, J.J.E. Hayes, H.E. Payne, Kluwer Dordrecht, 1998, 299–301
- Maciejewski, W., D.P. Cox: Supernova Remnant in a Stratified Medium: Explicit, Analytical Approximations for Adiabatic Expansion and Radiative Cooling. *Astrophys. J.* **511**, 792–797
- Mac Low, M.-M., Wolf-Rayet and LBV Nebulae as the Result of Variable and Non-Spherical Stellar Winds. In: *Variable and Non-Spherical Stellar Winds in Luminous Hot Stars*. Ed. B. Wolf, Springer-Verlag, Heidelberg, IAU Coll. 169, 59 (1998)
- Mac-Low, M.M., T.H. Chang, Y.-H. Chu and S.D. Points: ROSAT observations of the giant HII complex N 11 in the LMC. In: *Magellanic Clouds and Other Dwarf Galaxies*. Richtler T. and J. Brown (eds.), Shaker Verlag, Aachen, p. 269 (1998)
- Mac Low, M.-M., T.H. Chang, Y.-H. Chu, S. D. Points, R.C. Smith and B.P. Wakker: X-Rays from Superbubbles in the Large Magellanic Cloud. V. The H II Complex N11. *Astrophys. J.* **493**, 260–273 (1998)
- MacLow, M.M. and A. Ferrara: Starbursts in Dwarf Galaxies: Blown out or blown away. In: *Magellanic Clouds and Other Dwarf Galaxies*. Richtler T. and J. Brown (eds.), Shaker Verlag, Aachen, p. 177–180 (1998)
- MacLow, M.M. and A. Ferrara: Superbubbles in Dwarf Galaxies: Blown out or blown away. In: *Lecture Notes in Physics*. **596**, 559–562 (1998)
- Mac Low, M.M., R. Klessen, V. Ossenkopf, A. Burkert, M.D. Smith and M. Norman: Turbulence in Molecular Clouds. AG Abstract Series **14**, 122 (1998)
- Mac Low, M.-M., R.S. Klessen, A. Burkert and M.D. Smith: Kinetic Energy Decay Rates of Supersonic and Super-Alfvénic Turbulence in Star-Forming Clouds. *Phys. Rev. Lett.* **80** (13), 2754–2757 (1998)
- Mannucci, F., D. Thompson, S.V.W. Beckwith and G.M. Williger: Infrared Emission-line Galaxies Associated with Damped Ly and Strong Metal Absorber Redshifts. *Astrophys. J.* **501**, L11 (1998)
- Mattila, K., K. Lehtinen and D. Lemke: Detection of widely distributed UIR band emission in the disc of NGC891. *Astron. Astrophys.* **342**, 643–654 (1998)
- Meisenheimer, K., S. Beckwith, R. Fockenbrock, J. Fried, H. Hippelein, J. Huang, Ch. Leinert, S. Phleps, H.-J. Röser, E. Thommes, D. Thompson, C. Wolf, F. Chaffee: The Calar Alto Deep Imaging Survey for Galaxies and Quasars at  $z > 5''$ . In: *The young universe: Galaxy formation and evolution at intermediate and high redshift*. S. D'Oderico, A. Fontana, E. Giallongo (eds.), ASP Conf. Series **146**, 134 (1998)
- Meyer, M. R., S. E. Edwards, K. Hinkle and S. E. Strom: Near-Infrared Classification Spectroscopy: H-band Spectra of Fundamental MK Standards, *Astrophys. J.* Vol. **508**, Issue 1, pp. 397–409
- Mori, M., Y. Yoshii and K. Nomoto: Dissipative Process as a Mechanism of Differentiating Internal Structures between Dwarf and Normal Elliptical Galaxies in a CDM Universe. *Astrophys. J.* Vol. **511**, Issue 2, pp. 585–594
- Moritz, P., A. Wennmacher, U. Herbstmeier, U. Mebold, R. Egger and S.L. Snowden: X-ray shadows of the Draco nebula – A new method to determine neutral hydrogen column densities. *Astron. Astrophys.* **336**, 682 (1998)
- Müller, T. G. and J. S. V. Lagerros: Asteroids as far-infrared photometric standards for ISOPHOT. *Astron. Astrophys.* **338**, No. 1, 340–352 (1998)
- Müller, T.G. and J.S.V. Lagerros, M. Burgdorf, T. Lim, P. Morris, A. Salama, B. Schulz and B. Vandenbussche: Fundamental thermal emission parameters of Ceres – derived from ISO observations. AG Abstract Series **14**, E13, (1998)
- Mundt, R. and J. Eislöffel: T Tauri Stars Associated with Herbig-Haro Objects and Jets. *Astron. J.* **116**, 860–867 (1998)
- Natta, A., M. R. Meyer and S. V. W. Beckwith: Circumstellar Discs Around Pre-Main Sequence Stars: What ISO Can Tell Us. In: *Star Formation with the Infrared Space Observatory*. Eds. J. Yun and R. Liseau. ASP Conference Series, **132**, 265 (1998)
- Nikoli S., C. Kiss, L.E.B. Johansson and L.V. Tóth: HCN and HNC distributions in the L1251 dark cloud. In: *the Abstract Book of the 3rd Cologne-Zermatt Symposium*. (Ed.) V. Ossenkopf, Shaker-Verlag, 1998
- Ossenkopf, V., F. Bensch, M.M. Mac Low and J. Strutzki: Molecular Cloud Structure Analysis by Direct Simulation. In: *The Physics and Chemistry of the Interstellar Medium*, Abstract Book of the 3rd Cologne-Zermatt Symposium, Shaker-Verlag, Aachen 103 (1998)
- Pedersen, H., A.O. Jaunsen, T. Gray, R. Østensen, M.I. Andersen, M. Wold, H. Kristen, A. Broeils, M. Näslund, C. Fransson, M. Lacy, A.J. Castro-Tirado, J. Gorosabel, J.M. Rodríguez Espinosa, A.M. Pérez, C. Wolf, R. Fockenbrock, J. Hjorth, P. Muhli, P. Hakala, L. Piro, M. Feroci, E. Costa, L. Nicastro, E. Palazzi, F. Frontera, L. Monaldi and J. Heise: Evidence for diverse optical emission from gamma-ray burst sources. *Astrophys. J.* **496**, 311–315 (1998)
- Petr, M. G., V. Coudé du Foresto, S. V. W. Beckwith, A. Richichi and M. J. McCaughrean: Binary Stars in the Orion Trapezium Cluster Core. *Astrophys. J.* **500**, 825–837 (1998)
- Phleps, S., K. Meisenheimer, B. Fuchs, C. Wolf and H. Jahreiss: Structure of the Galaxy Studied with CADIS Deep Star Counts. In: *Galaxy Evolution: Connecting the Distant Universe with the Local Fossil Record*. Paris-Meudon Observatory. Conf. Proc. p. 58 (1998)
- Popescu, C.C., U. Hopp, H.-J. Hagen, H. Elsässer: Search for emission-line galaxies towards nearby voids, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **133**, 13–24 (1998)

- Porro, I. L., W.A. Traub, N.P. Carleton: Importance of telescope alignment for the performance of a stellar interferometer. SPIE Conference, Kona, March 1998, SPIE Conf. Proc. 3350 (1998)
- Rebolo, R., E.L. Martin and M.R. Zapatero Osorio: Brown dwarfs and extrasolar planets. ASP Conf. Ser. Vol. **134** (1998)
- Richichi, A., S. Ragland, B. Stecklum and Ch. Leinert: Infrared high angular resolution measurements of stellar sources. IV. Angular diameters and effective temperatures of fifteen late-type stars. *Astron. Astrophys.* **338**, 527–534 (1998)
- Richichi, A., B. Stecklum, T.M. Herbst, P.-O. Lagage and E. Thamm: The Carbon Star IRAS 06088+1909". *Astron. Astrophys.* **334**, 585 (1998)
- Robberto, M. and T. M. Herbst: Warm dust around Blue-Hypergiants: Mid-IR Imaging of the Luminous Blue Variable HD 168625. *Astrophys. J.* **498**, 400 (1998)
- Robberto, M. and T.M. Herbst: MAX: The New MPIA Thermal Infrared Imager. *SPIE Proc.* **3354**, p. 711 (1998)
- Sabin, T.J., S.M. Roberts, P.J. Withers and C.A.L. Bailer-Jones: Gaussian Process Modelling of the Evolution of Microstructure in Cold-Worked Aluminium-Magnesium Alloys. Conference on Forging and Related Technologies. In: Professional Engineering Publishing Ltd., Bury St. Edmunds, Conf. Transactions 1998-3, 411–420 (1998)
- Sandquist, E., R.E. Taam, D.N.C. Lin and A. Burkert: Planet Consumption and Stellar Metallicity Enhancements. *Astrphys. J.* **506**, 65 (1998)
- Sandquist, E., R. E. Taam, D.N.C. Lin and A. Burkert: Double Core Evolution X. Through the Envelope Ejection Phase. *Astrphys. J.* **500**, 909 (1998)
- Schulte-Ladbeck, R.E., U. Hopp: The Stellar Content of 10 Dwarf Irregular Galaxies. *Astron. J.* **116**, 2886–2915 (1998)
- Stickel, M., S. Bogun, D. Lemke, U. Klaas, L.V. Tóth, U. Herbstmeier, G. Richter, R. Assendorp, R. Laureijs, M.F. Kessler, M. Burgdorf, C.A. Beichman, M. Braun, M. Rowan-Robinson and A. Efstathiou: The ISOPHOT far-infrared Serendipity north ecliptic pole minisurvey. *Astron. Astrophys.* **336**, 116–122 (1998).
- Stickel, M., D. Lemke, S. Bogun, U. Klaas, M. Kunkel, L. V. Tóth, S. Hotzel, U. Herbstmeier, M. F. Kessler, R. Laureijs, M. Burgdorf, C. A. Beichman, M. Rowan-Robinson, A. Efstathiou, G. Richter and M. Braun: The ISOPHOT Far-Infrared Serendipity Sky Survey. In: Observatory Operations to Optimize Scientific Return. Proceedings of the SPIE Infrared Astronomical Instrumentation Conference, SPIE 3349-48 (1998), (Ed.) P.J. Quinn. SPIE, Bellingham 1998, 115–125.
- Stickel, M., D. Lemke, K. Mattila, L. K. Haikala and M. Haas: Far-Infrared Emission of Intracluster Dust in the Coma Galaxy Cluster. *Astron. Astrophys.* **329**, 55 (1998).
- Stickel, M., D. Lemke, M. Haas, K. Mattila, and L.K. Haikala: Far-Infrared Emission of Intracluster Dust in the Coma Cluster. In: A New Vision of an Old Cluster: Untangling Coma Berenice. Proceedings of the Rencontres Astrophysiques International Meeting, Marseille, (Eds.) A. Mazure, F. Casoli, F. Durret, D. Gerbal. World Scientific Publishing Co., 1998, 183.
- Surace C. and G. Comte: The Marseille Schmidt Survey for active star forming galaxies: Data on 92 emission line objects in two fields. *Astron. Astroph. Suppl.* **133**, 171.
- Thommes, E.: Galaxies at High Redshifts - Observing Galaxies in the Cradle. Proc. Ringberg Workshop »From Galaxies to the Universe«, astro-ph/9812223
- Thommes, E., S. Beckwith, R. Fockenbrock, J. Fried, H. Hippelein, U. Hopp, Ch. Leinert, K. Meisenheimer, S. Phleps, H.-J. Röser, D. Thompson, C. Wolf: First Results of the Calar Alto Deep Imaging Survey. Proc. 12th Potsdam Cosmology Workshop. In: ed. V. Müller et al., World Scientific, p. 9–12, 1998
- Thommes, E., K. Meisenheimer, R. Fockenbrock, H. Hippelein, H.-J. Röser, S. Beckwith: Detection of candidate Ly $\alpha$ -emitting galaxies at redshift 5.7, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **293**, L6-L12 (1998)
- Thommes, E., K. Meisenheimer, R. Fockenbrock, H. Hippelein, H.-J. Röser: Search for Primeval Galaxies with the Calar Alto Deep Imaging Survey in The Evolving Universe. Proc. Ringberg Workshop, Kluwer Academic Publishers 1998, p. 419
- Thommes, E., K. Meisenheimer, R. Fockenbrock, H. Hippelein and H.-J. Röser: The Calar Alto Deep Imaging Survey. First Results. In: New Horizons from Multi-Wavelength Sky Surveys. McLean B.J., D.A. Golombek, J.J.E. Hayes and H.E. Payne (eds.). Proceedings of the 179th Symp. of the IAU, held in Baltimore 1996, Kluwer Academic Publishers, (1998) p. 296
- Thommes, E., K. Meisenheimer, H.-J. Röser, F. Chaffee, S. Beckwith, R. Fockenbrock and H. Hippelein: Candidate Ly - emitting galaxies at  $z = 5.7$  revised. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, **239**, L6 (1998)
- Thompson, D. J. and S. V. W. Beckwith: Seeing Red: Extremely Red Objects from the CADIS K' Survey. In: Eds. V. Mueller, S. Gottlober, J. P. Muecket, J. Wambsganss: Large Scale Structure: Tracks and Traces. World Scientific, p. 13–14 (1998)
- Tóth, L.V., M. Kun, and L. Szabados (Eds.): The Interaction of Stars with their Environment. Communications from the Konkoly Observatory of the Hungarian Academy of Sciences, No. 100, Vol. 12 Part 2 (1998)
- Tóth, L.V., D. Lemke, O. Krause, S. Hitzel and M. Stickel: Detection of Cold Interstellar Clouds by the ISOPHOT Serendipity Survey. *AG Abstract Series* **14**, E12 (1998)
- Vives, T.: La Edad del Universo. *Tribuna de Astronomía* No. 146, 20–25 (1998)
- Vives, T.: Los enigmas y misterios de la astronomía actual. *Univeso* No. 36, 20–27 (1998)
- Wehrse, R., Ph. Rosenau, A. Survernev, J. Liebert and Ch. Leinert: ISOPHOT's observations of 3 M Dwarfs. *Astrophys. & Space Science* **255**, 127 (1998).
- Williger, G., A. Smette, C. Hazard, J. Baldwin and R. McMahon: Large Scale Structure in the Ly Forest. In: New Horizons from Multi-Wavelength Sky Survey, IAU Symp. No. 179, Eds. B.J. McLean, D.A. Golombek, J.J.E. Hayes, H.E. Payne, Kluwer, Dordrecht, 1998, 329–331
- Wirth, A., J. Navetta, D. Looze, S. Hippler, A. Glindemann and D. Hamilton: Real-time modal control implementation for adaptive optics. *Appl. Optics* Vol. 37 (21), 4586–4597.
- Woitás, J. and Ch. Leinert: HV Tauri C - Herbig-Haro flow or stellar companion with strong forbidden emission lines? *Astron. Astrophys.* **338**, 122-126 (1998)
- Woitás, J. and Ch. Leinert: How frequent are substellar companions in T Tauri binary systems? *AG Abstract Ser.*, **14**, p.17 (1998)
- Wolf, Ch., et al.: Wide Field surveys in Cosmology. *Conf. Proc.* p. 173 (1998)
- Wolf, Ch., R. Mundt, D. Thompson, F. Chaffee, S.V.W. Beckwith, R. Fockenbrock, J. Fried, H. Hippelein, J.-S. Huang, B. von Kuhlmann, Ch. Leinert, K. Meisenheimer, S. Phleps, H.-J. Röser and E. Thommes: Discovery of three very distant M and L dwarfs. *Astron. Astrophys.* **338**, 127–131 (1998)

Wolf, Ch., S.V.W. Beckwith, F.H. Chaffee, R. Fockenbrock, J. Fried, H. Hippelein, J.-S. Huang, B. von Kuhlmann, Ch. Leinert, K. Meisenheimer, H.-J. Röser, S. Phleps, E. Thommes and D. Thompson: CADIS multicolor approach finds more  $z > 2.2$ -QSOs. Proc. of IAP 1998, p. 173

York, D.G., M.M. Mac Low, B. Brown, L.M. Franco, L.M. Rebull, C. Graziani and J. Lauroesch: DuSable High School Internet Project and its influence in connecting Chicago Public Schools to the Internet. Bull. Amer. Astron. Soc. 30 (1998)

### **Diplomarbeiten**

Kranz, Th: Measurement of the Straylight from Sun, Moon and Earth within the ISO Space Telescope Heidelberg University, 1998

### **Doktorarbeiten**

Berkefeld, T.: Studies about Measurement and Correction of the Contributions of Individual Atmospheric Layers to Wavefront Distortion. Heidelberg 1998

Fockenbrock, R.: Spatial Distribution, Luminosity Function and Statistics of Emission Line Galaxies at  $0.2 < z < 1.2$ . Heidelberg 1998

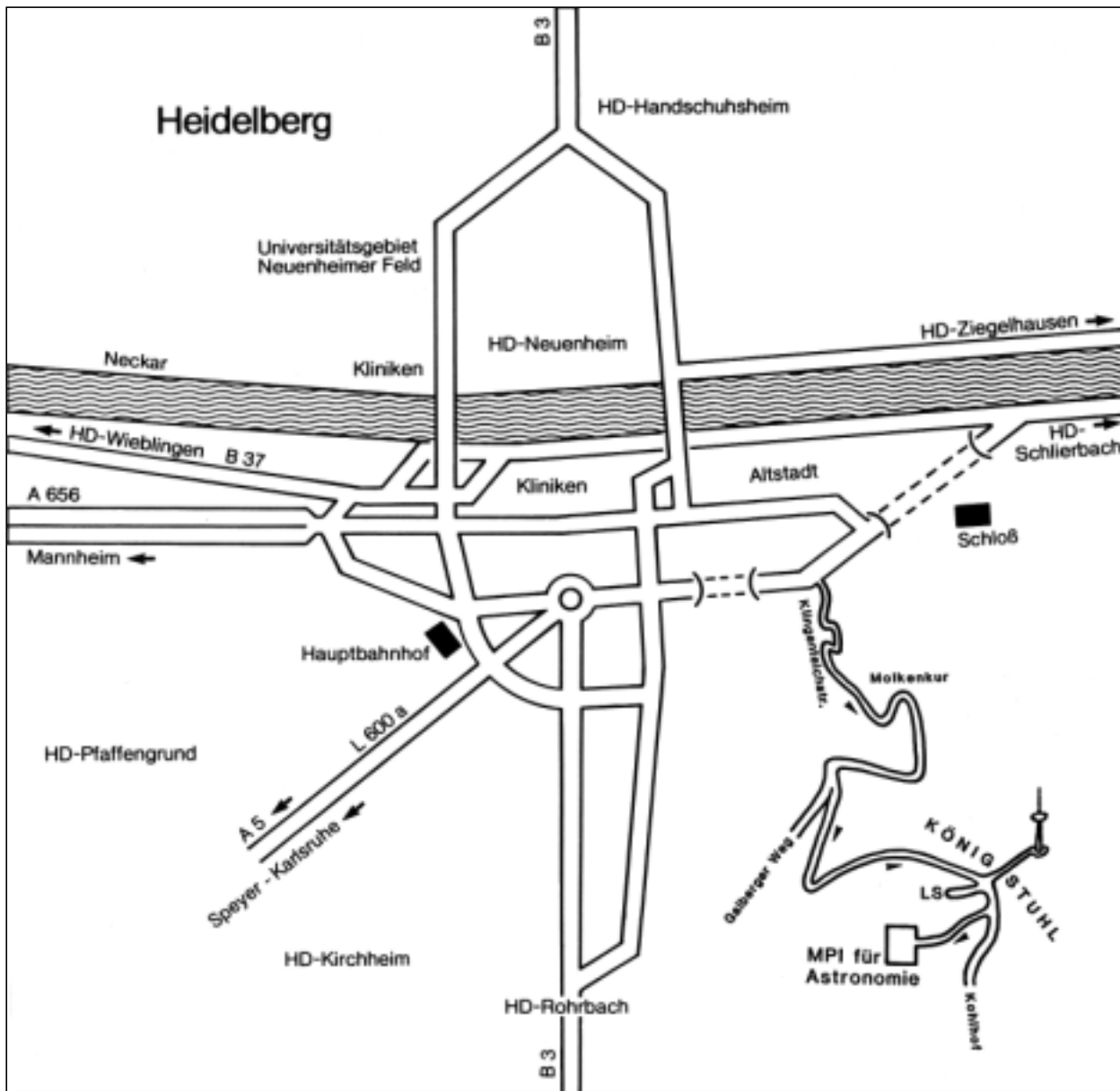
Klessen, R.: Fragmentation of Molecular Clouds: The Initial Phases of a Stellar Cluster. Heidelberg

Petr, M.: Binary Stars in the Orion Trapezium Cluster: A High Angular Resolution Near-Infrared Imaging Study. Heidelberg 1998

Theurer, J.: Generation and Propagation of Acoustic Wave Spectra in Late-Type Stellar Atmospheres. Heidelberg 1998







Lageplan

