



Interferometrie an Großteleskopen

Das Instrument MIDI erschließt den beobachtenden
Astronomen ein neues Forschungsfeld

VON CHRISTOPH LEINERT
UND UWE GRASER

Die optische Interferometrie ist dabei, an Großteleskopen wie dem Very Large Telescope auf dem Cerro Paranal in Chile eine für alle Beobachter verfügbare Technik zu werden. Großen Anteil an dieser Entwicklung hat das seit Oktober 2003 angebotene Instrument MIDI, das im thermischen Infrarotbereich bei Wellenlängen um 10 Mikrometer arbeitet. Hier werden sein Aufbau und seine Wirkungsweise beschrieben. Ein zweiter Bericht wird sich mit der Inbetriebnahme am VLT, den ersten astronomischen Ergebnissen und zukünftigen Entwicklungen befassen.

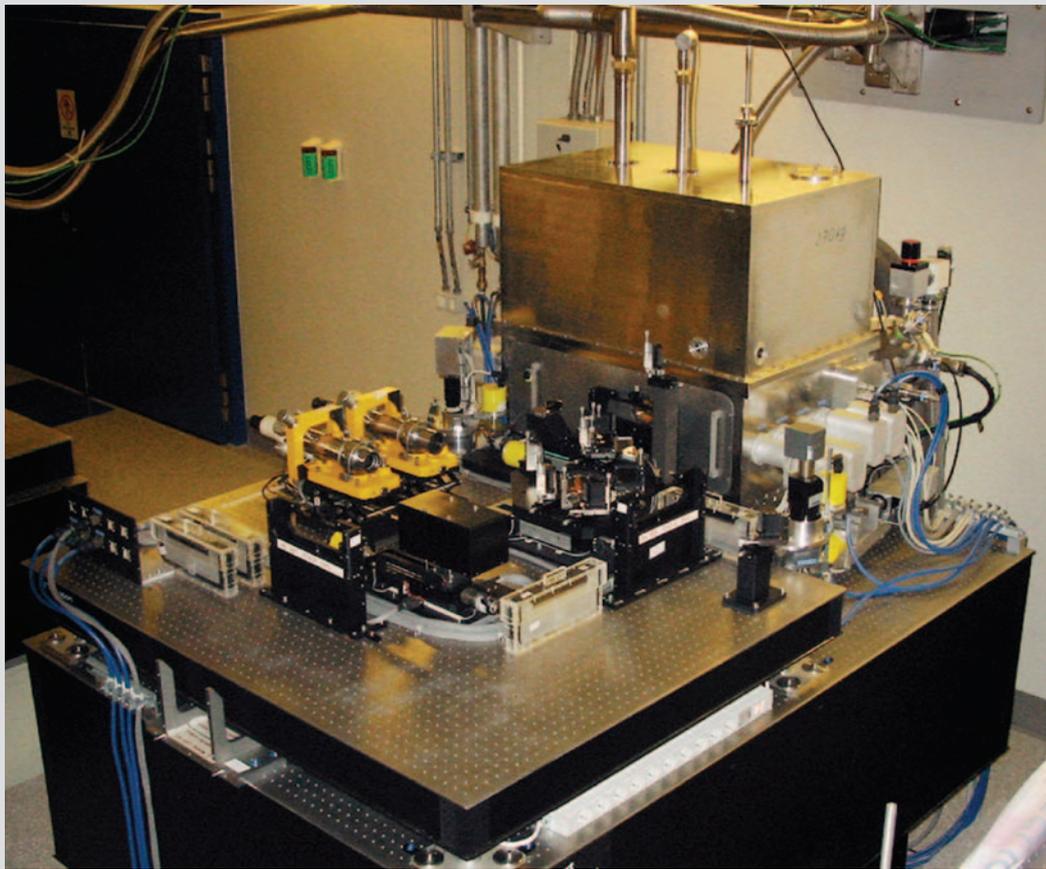
Am Abend des 8. April 2004, weitgehend unbeachtet von der astronomischen Öffentlichkeit, vollzog sich ein bemerkenswerter Schritt in der beobachtenden optischen Astronomie. Im Kontrollraum des Very Large Telescope (VLT) der Europäischen Südsternwarte ESO auf dem Cerro Paranal im

nördlichen Chile leiteten Sebastien Morel, Markus Wittkowski, Christian Hummel und andere Beteiligte der Nachtschicht das Licht der beiden 8-m-Teleskope KUYEN und MELIPAL – kürzer und nüchtern auch UT 2 und UT 3 genannt – in das interferometrische Instrument MIDI (Mid-infrared Interferometric Instrument for VLT).

Dann begannen sie, auftragsttweise, im sogenannten Service-Betrieb, Beobachtungen abzuarbeiten, welche zuvor europäischen Astronomen aufgrund überzeugender Anträge für die laufende Beobachtungsperiode genehmigt worden waren. Vertreter des Teams deutscher, niederländischer und französischer Astronomen, Informatiker und Techniker, die das Instrument gebaut hatten und daher seine Funktion und seine Besonderheiten besonders gut kennen, waren nicht zugegen. Sie wurden nicht benötigt. Interferometrisches Beobachten, lange als Spielwiese technischer Tüftler und unverbesserlich optimistischer Astronomen belächelt, hatte mit diesem Abend am VLT-Interferometer (VLTI) die Routinephase erreicht. Optische Interferometrie ist zu einer der wie selbstverständlich an Großteleskopanlagen verfügbaren Beobachtungstechniken geworden; räumliches Auflösungs-

◀ Abb. 1: Das Very Large Telescope auf dem Cerro Paranal. Von links nach rechts die Großteleskope ANTU, KUYEN, MELIPAL und YEPUN (UT 1 bis UT 4, v.l.n.r.). Das interferometrische Labor liegt im Kellergeschoss des Flachbaus in der Mitte. Der 130 m lange Tunnel mit den optischen Verzögerungsstrecken liegt unter dem quer von rechts nach links laufenden dunklen Band. Die Löcher in den betonierten Strecken zeigen an, wohin in Zukunft die kleineren »Hilfsteleskope« (Spiegeldurchmesser 1.8 m) versetzt werden können. (Bild: Eso)

▶ Abb. 2: MIDI auf seiner 60 cm starken optischen Bank im interferometrischen Labor des VLTI auf dem Paranal. Die Lichtbündel von den Teleskopen kommen von unten links. Strahlvereinigungs-optik und Detektor befinden sich im 80 cm × 56 cm × 78 cm großen Vakuumgefäß aus Edelstahl im Hintergrund. (Bild: Eso)



vermögen von $1/100$ Bogensekunde oder gar Millibogensekunden steht jetzt für alle Astronomen bei Infrarotbeobachtungen zur Verfügung.

Der Startschuss und die Qual der Wahl

Es war ein langer und oft mühsamer Weg von den ersten Überlegungen im Januar 1997 bis zum fertigen Instrument auf dem Paranal. Damals hatte die Eso zu Vorschlägen für neue Messgeräte aufgerufen, mit denen das im Aufbau befindliche VLT-Interferometer bestückt werden sollte. Als sich daraufhin am Max-Planck-Institut für Astronomie in Heidelberg (MPIA) die an Interferometrie interessierten Wissenschaftler zusammensetzten, war keinesfalls klar, welchem der beiden benannten infraroten Wellenlängenbereiche der Vorzug gegeben werden sollte.

Der Nah-Infrarot-Bereich um zwei Mikrometer, unter Astronomen als K-Band bekannt, hatte den Vorteil, dass Detektoren und Beobachtungstechnik gut entwickelt waren und dass am MPIA bereits einige Beobachtungsprogramme an nahen Sternen, jungen Sternen und Galaxien in diesem Wellenlängenbereich durchgeführt wurden. Die mit Interferometrie im Vergleich zu Einzelteleskopen erreichbare deutlich höhere räumliche Auflösung sollte von daher auf fruchtbaren Boden fallen und reiche Ernte einbringen. Und die Empfindlichkeit wäre an den 8-m-Te-

leskopen des VLT selbst bei den kurzen Belichtungszeiten von 2–10 Millisekunden, wie sie speziell für Interferometrie in diesem Wellenlängenbereich wegen der Luftunruhe nötig werden, noch ausreichend, um Sterne oder Galaxien mit Nahinfrarot-Helligkeiten von $K = 10$ mag bis $K = 12$ mag zu vermessen. Dies würde keine nennenswerte Einschränkung in der Auswahl der astronomischen Objekte mit sich bringen.

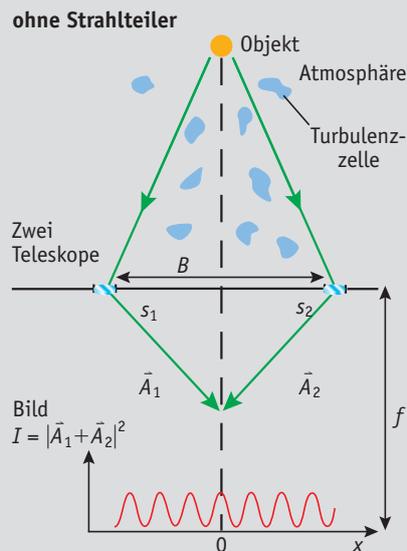
Im Vergleich dazu erschien der Bereich des thermischen Infrarot um $10 \mu\text{m}$ (unter Astronomen als N-Band bekannt) zunächst weniger vorteilhaft. Die verfügbaren Detektoren waren mit 100 bis 300 Pixeln Kantlänge (statt 1–2 Tausend im nahen Infraroten) kleiner, sie waren stärker von Unvollkommenheiten wie signalabhängiger Empfindlichkeit geplagt und sie waren schwieriger zu betreiben. Noch wichtiger aber ist, dass in diesem Wellenlängenbereich die thermische Strahlung der etwa auf Raumtemperatur befindlichen Umgebung des Instruments ihr Maximum hat. Sie trägt, über alle Richtungen integriert, etwa zehn Watt pro Quadratmeter und pro Wellenlängenbereich ein Mikrometer, viele Größenordnungen mehr als die gerichtete Sternstrahlung von etwa $10^{-13} \text{ W}/(\text{m}^2 \mu\text{m})$, die man beobachten möchte. Und sie begrenzt auch die Empfindlichkeit der Beobachtung. Deshalb ist es selbst mit längeren Belichtungen an einem Ein-

zelteleskop schwierig, Objekte geringerer Helligkeit als $N = 9$ mag (10 mJy) nachzuweisen. Für die kurzen Belichtungen von 10–50 Millisekunden, wie sie bei Interferometrie im Bereich um $10 \mu\text{m}$ notwendig sind, muss man dann damit rechnen, auf vergleichsweise helle Objekte, heller als vierter Größe ($N = 4$ mag oder 1 Jy) beschränkt zu bleiben. Auch bleibt die erreichbare räumliche Auflösung, die durch das Verhältnis λ/B (Wellenlänge zu Teleskopabstand) gegeben ist, fünfmal so groß wie im nahen Infraroten. Andererseits waren interferometrische Beobachtungen in dem von 8 Mikrometer bis 13.5 Mikrometer reichende N-Band vorher noch nie ausgeführt worden. Die Verlockung, auf diese Weise astronomisch in völliges Neuland vorzudringen, war groß. Nur, war es auch ein Bereich, in den vorzudringen sich lohnte?

Beobachten im thermischen Infrarot

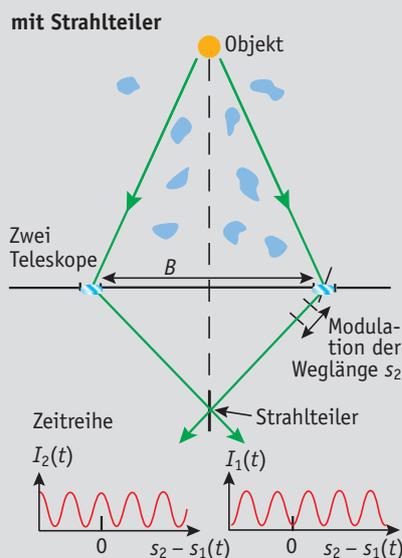
In technischer wie in astronomischer Hinsicht weist der Bereich um zehn Mikrometer seine Besonderheiten auf. Die Störung durch die starke thermische Strahlung der Umgebung haben wir schon erwähnt. Sie ist bei Beobachtungen vom Erdboden aus unvermeidbar. Denn nach dem für die Physik der Strahlung grundlegenden Kirchhoffschen Satz sendet jeder Körper, der nicht völlig transparent oder perfekt spiegelnd ist, Wärmestrahlung

Interferometrische Strahlvereinigung



Es gibt grundsätzlich zwei Arten der interferometrischen Strahlvereinigung:

Strahlvereinigung in der Bildebene («multiaxiale» Strahlvereinigung) führt zu einem räumlichen Streifenmuster, weil die Amplituden der einfallenden Wellenzüge je nach Ort im Bild Gangunterschiede besitzen, die zu Verstärkung oder zu Auslöschung führen. Von Maximum zu Maximum ändert sich der Gangunterschied um λ , was am Himmel einer Verschiebung um den Winkel λ/B entspricht. Dieses Prinzip wird am VLTI im Nah-Infrarot-Instrument AMBER verwendet, dem zweiten der vorgesehenen interferometrischen Instrumente am VLTI.



Strahlvereinigung mit Strahlteiler («axiale» Strahlvereinigung) führt zu zwei Ausgangssignalen mit komplementärer Modulation in zeitlicher Abfolge. Zum Durchlaufen dieses »Streifenmusters« wird für eines der beiden Strahlbündel die Weglänge moduliert. Auch hier ändert sich der Gangunterschied von Maximum zu Maximum um λ und auch hier entspricht dies einer Verschiebung am Himmel um den Winkel λ/B . Die Differenz der beiden Ausgangssignale ergibt zeitlich das gleiche Streifenmuster wie es räumlich bei Interferenz in der Bildebene entsteht. Dieses Prinzip wird am VLTI im 10- μ m-Instrument MIDI verwendet.

lung aus, und zwar gerade den Bruchteil der Strahlung eines Schwarzen Körpers, um den Transparenz oder Reflexionsvermögen vom perfekten Wert abweichen. Die wenigen Prozent Absorption der Atmosphäre im N-Band führen so schon zu einer allgegenwärtigen Störstrahlung, die etwa einem Stern ~ 3 . Größe (~ 400 Jy) pro Bogensekunde im Quadrat entspricht. Die 23 Spiegel, über die am VLTI das Licht zum Instrument gebracht wird, strahlen zusammengenommen noch gut zehnmal so hell – wie eine zu zwei Dritteln schwarze Fläche – da sie letztlich nur ein Drittel des einfallenden Sternlichts zum Instrument gelangen lassen.

Diese thermische Störstrahlung übertrifft die Helligkeit der meisten Objekte um mehr als das Tausendfache und überflutet jedes Bild eines Sterns mit einer Strahlung von mehr als 10^{11} Photonen pro Sekunde. Durch statistische Schwankungen dieses alles dominierenden Flusses ist von vornherein bestimmt, wie hell ein Stern mindestens sein muss, um

sinnvoll beobachtet werden zu können. Weil das von einem Objekt beobachtete Signal proportional zur Fläche des benutzten Teleskops ist, das Rauschen des Hintergrunds aber durch die thermische Strahlung der vielen Spiegel des VLTI fest vorgegeben ist, wird in diesem Fall das Signal-zu-Rausch-Verhältnis proportional zu D^2 , dem Quadrat des Teleskopdurchmessers. Daher lassen sich z.B. an einem 8.2-m-Teleskop noch fünfmal so schwache Quellen beobachten wie an einem 3.6-m-Teleskop. Beobachtungen im N-Band sollten also mit den größten verfügbaren Teleskopen durchgeführt werden. Entsprechend kann man aus der oben genannten Formel für die räumliche Auflösung ($= \lambda/B$) nur den Schluss ziehen, dass Interferometrie bei den verhältnismäßig langen Wellenlängen um zehn Mikrometer mit möglichst großen Basislinien ($B =$ Abstand der zur Interferometrie benutzten Teleskope) durchgeführt werden soll. Hier übertrifft das VLTI mit Basislinien von bis zu $B = 130$

m, entsprechend $10 \mu\text{m}/B = 15$ Millibogensekunden, das Keck-Interferometer auf Hawaii mit seinem Teleskopabstand $B = 75$ m deutlich und bietet außerdem sechs verschiedene Möglichkeiten, zwei Teleskope zur Interferometrie zu kombinieren. Wenn man Interferometrie bei $10 \mu\text{m}$ versuchen will, dann ist derzeit das Very Large Telescope (Abb. 1) der weltweit beste Platz dafür.

Auf welchem astronomischen Feld grast man im mittleren Infraroten?

Warum sollen astronomische Beobachtungen bei zehn Mikrometer so verschieden sein von denen im nahen Infrarot und im sichtbaren Wellenlängenbereich? Die Wellenlänge ist zwar fast fünfmal so groß wie im nahen Infrarot, doch dieses Verhältnis besteht auch zwischen dem nahen Infrarot und dem sichtbaren Bereich. Die Antwort lässt sich im Wienschen Verschiebungsgesetz finden: Die Wellenlänge, bei der ein Körper besonders intensiv seine thermische Strahlung aussendet, ist umgekehrt proportional zu seiner Temperatur. Die Sonne mit einer Temperatur von 5780 Kelvin strahlt am stärksten im Sichtbaren, einer Wellenlänge von zwei Mikrometer entspricht eine Temperatur von 1500 Kelvin, nicht viel geringer als die Oberflächentemperatur kühler Sterne.

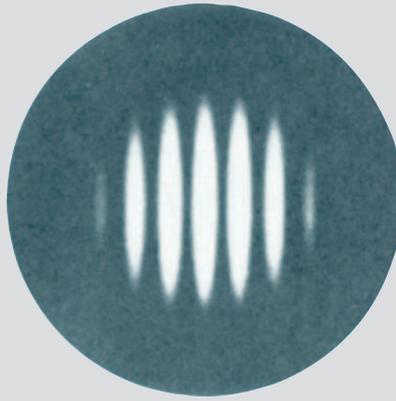
Im Sichtbaren und nahen Infrarot sieht man also hauptsächlich das Licht der Sterne oder von Gasnebeln, in denen ähnliche Temperaturen herrschen. Der Wellenlänge von $10 \mu\text{m}$ dagegen entsprechen Temperaturen von 300 Kelvin ($\sim 30^\circ\text{C}$). Dies ist ein ganz anderer Bereich, in dem die Emission gewöhnlich von warmem Staub herrührt, der in der Umgebung einer heißen Lichtquelle deren Strahlung absorbiert und dadurch aufgeheizt wird. Und dies geschieht in ganz verschiedenen, astronomisch jeweils bedeutenden Zusammenhängen: in den zirkumstellaren Scheiben, von denen die jungen Sterne umgeben sind und die als Geburtsstätte von Planeten angesehen werden; in den abgeworfenen Hüllen von entwickelten kühlen Sternen, in denen sich durch Kondensation neuer Staub bildet; in den staubreichen Ringen («Tori»), welche in den sogenannten aktiven Galaxien die der Wirkung eines sehr massereichen Schwarzen Lochs zugeschriebene zentrale Energiequelle umschließen. Gleichzeitig hat das thermische Infrarot um $\lambda = 10 \mu\text{m}$ den Vorteil, dass solche Strahlung die absorbierenden Staub- und Gaswolken, von denen solche Objekte häufig umgeben sind, vergleichsweise sehr gut durchdringt. Der Blick reicht gleich 50-mal so tief wie im Sichtbaren.

»Sichtbarkeit« oder »Visibility«

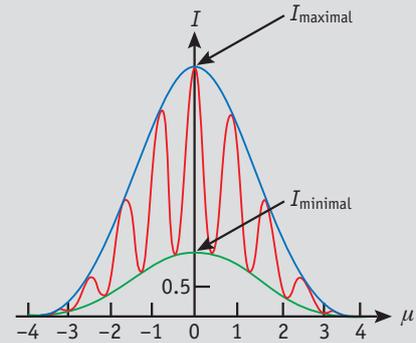
Die Messgröße der Interferometrie ist der Kontrast (die »Sichtbarkeit«) des bei der Interferenz entstehenden Streifenmusters, gemessen als:

$$V = \frac{I_{\max} - I_{\min}}{I_{\max} + I_{\min}} \quad (1)$$

Die Visibility kann daher Werte zwischen 0 ($I_{\max} = I_{\min}$, keine Streifen) und 1 ($I_{\min} = 0$, maximal möglicher Kontrast) annehmen. Physikalisch gesehen ist sie gleich dem Kohärenzgrad der Wellenfrontausschnitte, die von den beiden – vom Stern aus gesehen im Abstand \bar{B}_{\perp} stehenden – Teleskopen aufgenommen werden. Sie ist außerdem gleich der Fouriertransformierten der Helligkeitsverteilung des Objekts bei der Fourierkoordinate \bar{B}_{\perp}/λ (van Cittert-Zernicke-Theorem). Qualitativ bedeutet das, dass für kleine $|\bar{B}_{\perp}|$ die Visibility gegen 1 geht. Bei festem, nicht zu großem $|\bar{B}_{\perp}|$ gilt: kleine Quellen haben hohe, ausgedehntere Quellen geringere Visibility. Die Visibility dient daher meist als Maß für die Größe eines Objekts. Quantitativ



▲ Bild eines Sterns, von Interferenzstreifen durchzogen.



▲ Horizontaler Schnitt durch die Abbildung links.

gilt für eine gleichmäßig helle Sternscheibe mit Winkeldurchmesser ϑ :

$$V = 2 \frac{J_1(\pi \vartheta |\bar{B}_{\perp}/\lambda|)}{|\bar{B}_{\perp}/\lambda|} \quad (2)$$

Dieser Ausdruck wird zu Null, wenn $\vartheta = 1.22 |\lambda/\bar{B}_{\perp}|$ ist, z. B. für eine Wellenlänge von 10 μm und 100 m Basislänge bei $\vartheta = 25.2$ Millibogensekunden. Genau ge-

nommen ist die Visibility als komplexe Größe $V \cdot e^{i\varphi}$ zu beschreiben. Die Phase φ (anschaulich einer durch die Struktur des Objekts bedingten Verschiebung des Streifenmusters entsprechend) ist für unsymmetrische Objekte von Null verschieden und daher unabdingbar zur Rekonstruktion von Bildern aus interferometrischen Messungen.

Ganz natürlich öffnen sich so für ein interferometrisches Instrument im mittleren Infrarot, das zunächst nur den Reiz des Neuen für sich hatte, aktuelle und wichtige Aufgabenfelder. Und diese Felder passten auch gut in die am MPIA bearbeiteten Forschungsgebiete. Nimmt man dazu, dass das MPIA in den neunziger Jahren durch den Bau einer Kamera für den Bereich von 10 Mikrometer bis 20 Mikrometer Wellenlänge für das UKIRT-Teleskop auf Mauna Kea bereits Erfahrungen mit diesem schwierigen Wellenlängenbereich gesammelt hatte, und dass es mit dem ebenfalls den mittleren Infrarotbereich abdeckenden Instrument ISOPHOT am Infrarotsatelliten ISO beteiligt war, dann konnte die Entscheidung der Astronomen des MPIA nur sein, ESO den Bau des Instruments für das thermische Infrarot anzubieten. Das Projekt MIDI war geboren.

Der Beginn des Projektes MIDI

Der Name ist Programm. Einerseits beschreibt er nüchtern, dass dieses Instrument dazu gedacht ist, im mittleren (englisch Mid) Infrarot Interferometrie zu betreiben. Gleichzeitig enthält er ein Wortspiel. Im Vergleich zu dem Mitte der achtziger Jahre in der Versuchsstadium steckengebliebenen 10- μm -Interferometer SOIRDETE (Französisch: Sommerabend) drückt MIDI (französisch: Mittag) die Erwartung einer erheblich gesteigerten Lichtstärke und Bildschärfe aus. Es

traf sich gut, dass sehr bald auch einige andere Gruppen sich dem Reiz dieses neuartigen Instruments nicht entziehen konnten und ihren Beitrag dazu leisten wollten. Ein einziges Institut verfügt in der Regel nicht über die Mittel und die verschiedenartigen Fertigkeiten, die zum Bau so komplexer Instrumente für den Einsatz an Großteleskopen erforderlich sind. Rasch bildete sich ein deutsch-niederländisch-französisches Konsortium (siehe Tabelle unten) und nahm unverzüglich die Arbeit auf. In etwa vierteljährlich reihum an den hauptsächlich engagierten Instituten stattfindenden Arbeits-

treffen musste zunächst das optische und mechanische Konzept erarbeitet werden. Es bleibt in angenehmer Erinnerung, dass dabei von Anfang an die gemeinsame Problemlösung im Vordergrund stand und kein Platz war für das Aufrechnen von Rechten und Pflichten. Von dem Gesamtaufwand von 6 Millionen Euro (1.5 Millionen für Beschaffung plus Personalkosten für 60 Arbeitsjahre) wurden etwa $\frac{2}{3}$ von der deutschen, gut $\frac{1}{4}$ von der niederländischen und der Rest von

▼ Das Instrumenten-Konsortium für MIDI

Partner	Ort	Besondere Fertigkeiten
MPI für Astronomie	Heidelberg	Management und Bau von Infrarotinstrumenten, Programmieren der Instrumentensteuerung nach Eso-Normen, Kryo- und Vakuumtechnik, Betrieb und Auslesen von 10- μm -Detektoren, Instrumentenelektronik
ASTRON	Dwingeloo/ Groningen	optisch-mechanische Komponenten für Tieftemperaturbetrieb
Sterrewacht	Leiden	Programmieren des Messvorgangs, Datenauswertung
Kiepenheuer-Institut	Freiburg	optische und mechanische Komponenten im Warmen
Astronomisches Institut	Amsterdam	Spektroskopie junger und entwickelter Sterne im mittleren Infraroten
DESPA	Meudon	Lichtleiter, Auswertung interferometrischer Daten
Observatoire de la Côte d'Azur	Nizza	Interferometrie entwickelter Sterne

der französischen Seite aufgebracht. Die Europäische Südsternwarte Eso, letztlich Adressat und Empfänger des fertiggestellten Instruments, war bei den Beratungen meist durch ihre Kontaktperson vertreten und bot mit der gleichzeitig ablaufenden Entwicklung der interferometrischen Infrastruktur auf dem Paranal ein häufig wechselwirkendes Gegenstück zur Entwicklung des Instruments.

Das optische Konzept

Die Funktion des interferometrischen Instruments MIDI ist im Grunde einfach: An einer geeigneten Stelle im Instrument wird das von zwei Teleskopen des VLT kommende Licht überlagert. Das lässt sich im Prinzip auf zwei Arten realisieren (siehe Kasten »Interferometrische Strahlvereinigung«, auf Seite 34). Das Resultat der dort stattfindenden Interferenz wird anschließend mit dem Detektor registriert. Die Schwierigkeiten liegen, wie meist, im Detail verborgen. Zum Beispiel sind besondere Anstrengungen nötig, um die starke Wärmestrahlung der Umgebung wirklich wirksam auszublenden. Abb. 3 zeigt das gewählte optische Konzept. Der Detektor und die wichtigsten Teile der Optik sind in einem evakuierten Vakuumgefäß (Dewar) in einem inneren, abgeschirmten Teil untergebracht, der bis herab auf 35 Kelvin bis 40 Kelvin gekühlt wird. Bei einer höheren Temperatur würde die thermische Strahlung dieses Bereichs bereits das Messsignal auf dem Detek-

tor verfälschen. Der Si/As-Detektor der Firma Raytheon, 12 mm × 16 mm oder 240 Pixel × 320 Pixel groß, muss sogar auf eine Temperatur von 5 Kelvin bis 10 Kelvin gekühlt werden, um den störenden Dunkelstrom gering zu halten. Ein zweiter Wärmeschild, der durch flüssigen Stickstoff auf 70 Kelvin gehalten wird, sorgt dafür, dass die Strahlung der warmen Wände des Vakuumgefäßes vom kritischen inneren Bereich ferngehalten wird.

In diesen Bereich werden die von den zwei angeschlossenen Teleskopen kommenden Strahlbündel getrennt eingeführt. Abb. 3 veranschaulicht durch Linsen, dass die Strahlbündel in der Nähe des Instruments durch geeignete Spiegel von einem Durchmesser von 80 Millimeter auf handlichere 18 Millimeter herabgesetzt werden. Dann werden sie im warmen Teil des Instruments jeweils über vier Planspiegel aufgenommen und in das Vakuumgefäß gelenkt.

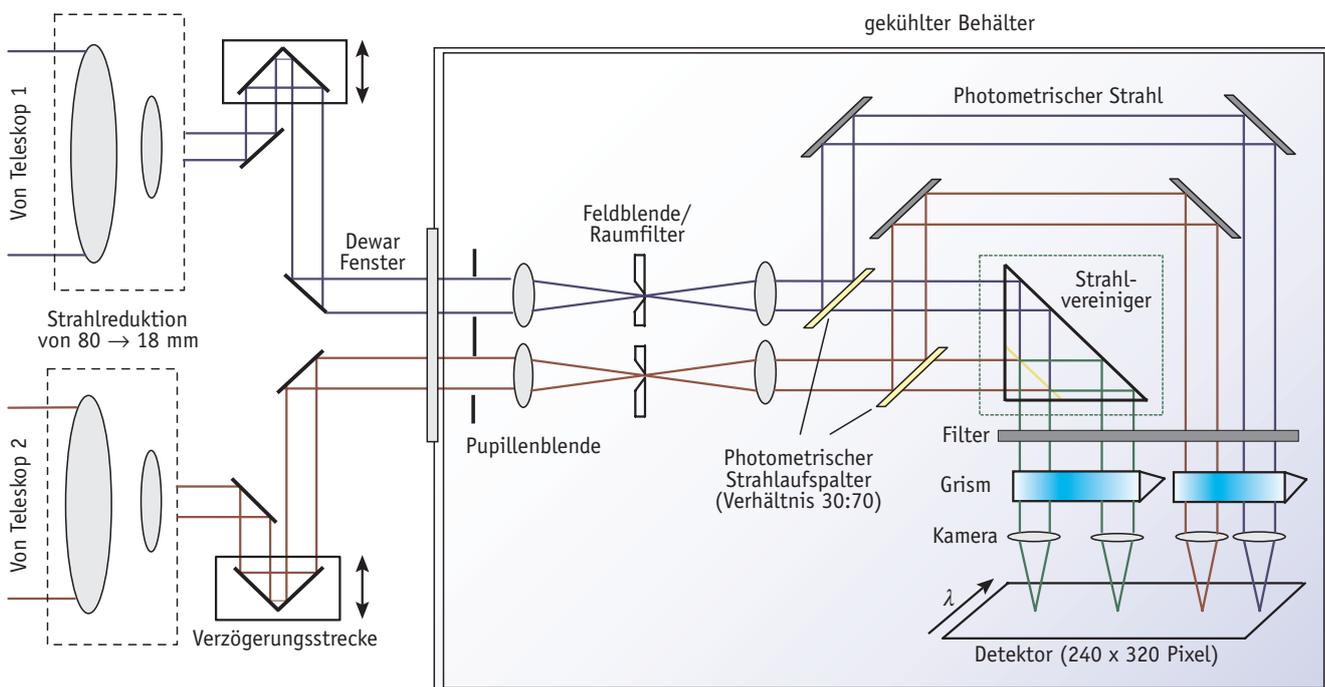
Eine erste kalte Blende (*Pupillenblende*) ist dort angebracht, wo ein Bild des Hauptspiegels entsteht, und hält die von der Spiegelmontierung und der Umgebung kommende Wärmestrahlung zurück. Die kleineren Linsensymbole verdeutlichen, dass danach der Strahldurchmesser nochmals auf 10 mm verringert wird, er also nur noch $\frac{1}{800}$ des ursprünglichen Lichtbündels am Hauptspiegel des Teleskops misst. Dazwischen entsteht ein Bild des Himmelsausschnitts, in dem durch geeignete Blenden (*Feldblende*) die vom Himmel und den 27 vorgelagerten warmen Spiegeln ausgehende Wärmestrahlung zum großen Teil ausgeblendet werden kann.

Die so gereinigten Strahlbündel treffen sich auf dem Strahlvereiniger, einer

halbdurchlässigen Schicht auf einem (blau wiedergegebenen) Träger aus infrarot-durchlässigem Material. Dies ist das Herzstück des Instruments. Dort gelangen die Lichtbündel zur Interferenz, und zwar so, dass in den beiden vom Strahlvereiniger ausgehenden Strahlen jeweils der durchgelassene Teil des einen Bündels mit dem reflektierten Teil des anderen Bündels interferiert. Die zwei Strahlen werden getrennt auf den Detektor abgebildet, wo so zwei Bilder des kleinen verfügbaren Himmelsausschnitts von drei Bogensekunden Durchmesser entstehen. Die Helligkeit des Objekts in diesen Bildern hängt davon ab, ob der Gangunterschied der Lichtbündel zu konstruktiver Interferenz (wenn der Gangunterschied ein ganzes Vielfaches der Wellenlänge ist) oder destruktiver Interferenz (wenn der Gangunterschied ein halbzahliges Vielfaches der Wellenlänge ist) Anlass gab. Dieser Gangunterschied wird aber im Instrument systematisch verändert, indem von den Spiegeln außerhalb des Vakuumgefäßes zwei piezoelektrisch in raschen Schritten um insgesamt etwa 4λ verfahren werden (*Verzögerungsstrecke* in Abb. 3). Auf dem Detektor treten dann in rascher zeitlicher Reihenfolge die aus konstruktiver und destruktiver Interferenz resultierenden Maxima und Minima auf. Aus dieser Modulation kann die interferometrische Messgröße für das Licht des gerade beobachteten Sterns abgeleitet werden, die sogenannte *Visibility* (siehe Kasten »Visibility«, auf Seite 35). Die Modulation in den beiden Bildern geschieht mit entgegengesetztem Vorzeichen.

Wegen des Erhaltungssatzes der Energie muss einem Maximum der Helligkeit in einem Bild ein Minimum im anderen

▣ Abb. 3: Prinzipskizze des optischen Strahlengangs für das interferometrische Instrument MIDI. Erläuterung im Text.



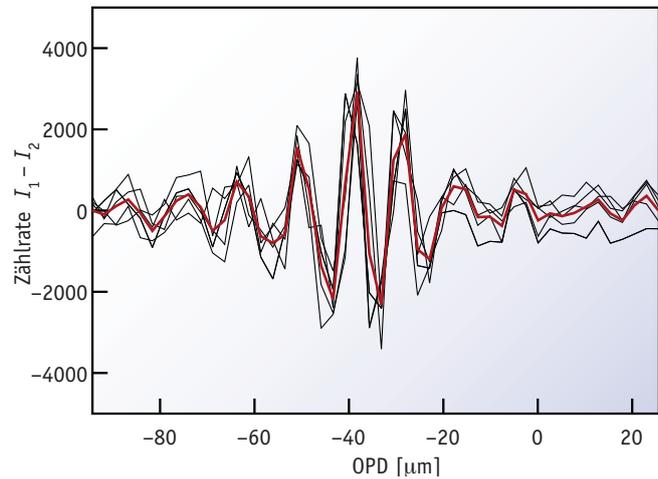
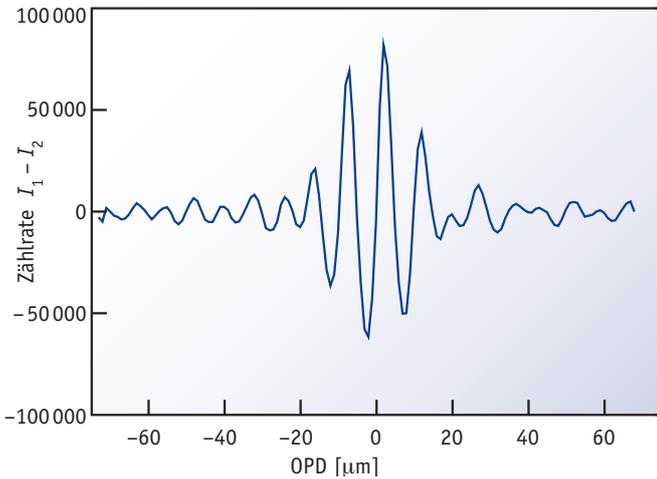
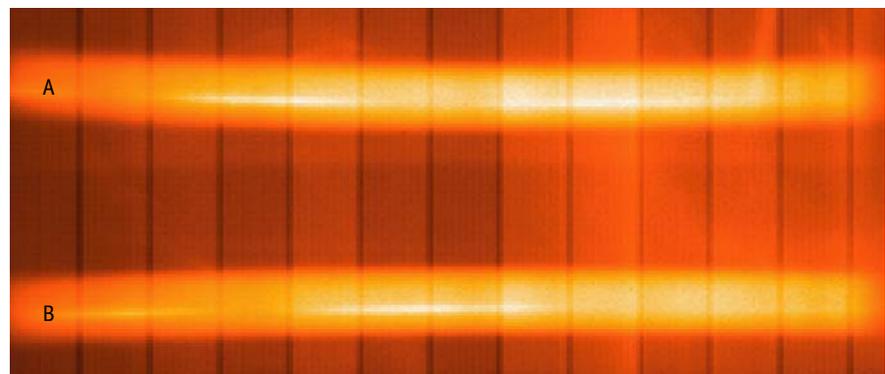


Bild entsprechen. Bei der Beobachtung am Teleskop werden die Signale dieser beiden »Kanäle« voneinander subtrahiert. So erhält man ein doppelt so großes interferometrisches Signal, bei gleichzeitig weitgehender Subtraktion der Hintergrundstrahlung. Abb. 4 zeigt, wie eine solche Messsequenz am Teleskop aussieht.

Zwei wichtige Einzelheiten aus Abb. 3 sind noch nachzutragen. Die interferometrische Messung führt nur dann zum richtigen Ergebnis, wenn die von den zwei Teleskopen kommenden Lichtbündel gleiche Helligkeiten haben. Andernfalls fällt die gemessene Visibility um den Faktor $2\sqrt{I_1 I_2} / (I_1 + I_2)$ (geometrisches Mittel durch arithmetisches Mittel) zu klein aus. Um die Messungen für diesen Effekt korrigieren zu können, kann mit Hilfe von (grün wiedergegebenen) Strahlteilern vor der Strahlvereinigung ein Bruchteil der einfallenden Lichtbündel ausgespiegelt und zur Helligkeitsmessung auf den Detektor geleitet werden. Nur so lassen sich hohe Genauigkeiten der interferometrischen Messung, $\pm 1\%$ bis $\pm 2\%$, erreichen. Noch wichtiger ist aber die Möglichkeit, die Messung spektral zerlegt durchzuführen, indem nach dem Strahlvereiniger ein Doppelpisma aus NaCl und Ge oder ein Grism (Prisma, bei dem auf einer Fläche ein Gitter eingeritzt ist) aus dem speziellen Infrarotmaterial KRS 5 in den Strahlengang gebracht wird. Dabei wird der Stern, wie in Spektrographen üblich, in einem Spalt zentriert. Auf dem Detektor entstehen dann zwei die Interferenzerscheinung enthaltende Spektren des Objekts. Statt einer einzelnen interferometrischen Messung sind auf einen Schlag eine für jedes Wellenlängenintervall verfügbar, etwa 20 beim Prisma, etwa 120 für das Grism. Kommt z. B. bei manchen Wellenlängen die Strahlung von Gasemission, bei anderen von thermischer Strahlung von Staub, so können diese Phasen getrennt interferometrisch

▲ Abb. 4: Links: Interferenzstreifenmuster einer hellen Quelle, wie es mit MIDI beim Durchfahren des Gangunterschieds (OPD, *optical path difference*) bei Testmessungen im Labor beobachtet wurde. Rechts: Überlagerung einiger am Teleskop im Sekundentakt beobachteter Interferenzmuster. Der Unterschied echter Messungen zu den ruhigen Laborbedingungen ist offensichtlich. Meist wird nur der Zentralbereich von $\pm 30\text{--}40\ \mu\text{m}$ aufgenommen. Die Muster werden als Differenz der beiden interferometrischen Signale auf dem Detektor erhalten.

▼ Abb. 5: Momentaufnahme eines Schritts aus einer mit Prisma durchgeführten interferometrischen Messung. A und B kennzeichnen die beiden interferometrischen »Kanäle« des Instruments. Jeweils ist auf dem breiten Spektrum der thermischen Störstrahlung der schmale Streifen des Signals der beobachteten Quelle zu sehen. Der Gangunterschied (OPD, *optical path difference*) betrug etwa $36\ \mu\text{m}$. In Kanal B liegen Maxima bei $12\ \mu\text{m}$ ($\text{OPD} = 3\lambda$) und $9\ \mu\text{m}$ ($\text{OPD} = 4\lambda$ Inclined), während das Minimum auf $10\ \mu\text{m}$ ($\text{OPD} = 3.5\lambda$) fällt.



7.5 μm

Wellenlänge λ →

13 μm

untersucht werden. Außerdem wirkt sich die systematische Veränderung des Gangunterschieds, die zum Messprinzip von MIDI gehört, für verschiedene Wellenlängen verschieden aus (siehe Abb. 5). Das erlaubt umgekehrt, aus solchen Messungen den augenblicklichen Gangunterschied abzuleiten. Damit erschließen sich neue Möglichkeiten der Datenauswertung und der Korrektur für die erratischen Änderungen des Gangunterschieds, die durch den Durchzug verschieden dichter Luftpakete vor den beiden Teleskopen hervorgerufen werden.

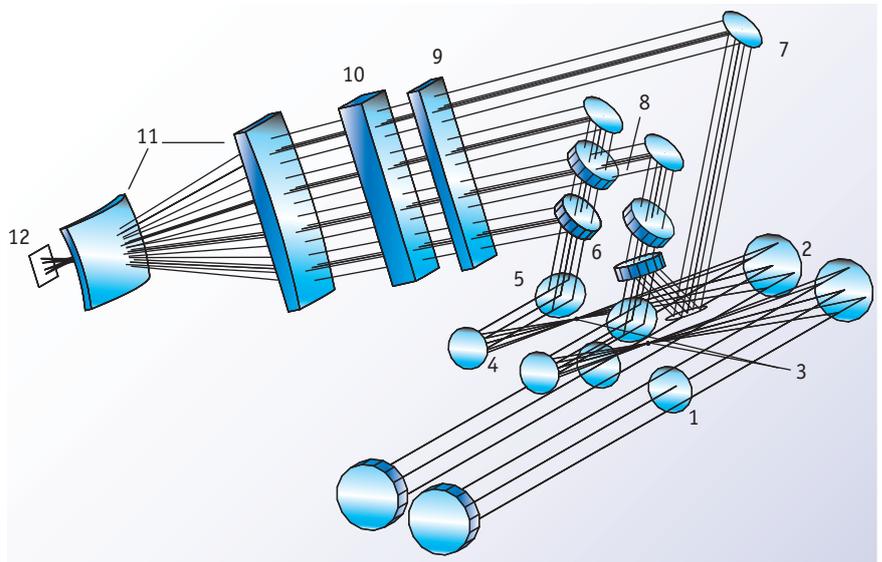
Bei aller grundsätzlichen Einfachheit bietet das optische Konzept von MIDI dem astronomischen Beobachter damit

ein reiches Spektrum an Möglichkeiten, worauf in der späteren Fortsetzung dieses Berichtes eingegangen werden soll.

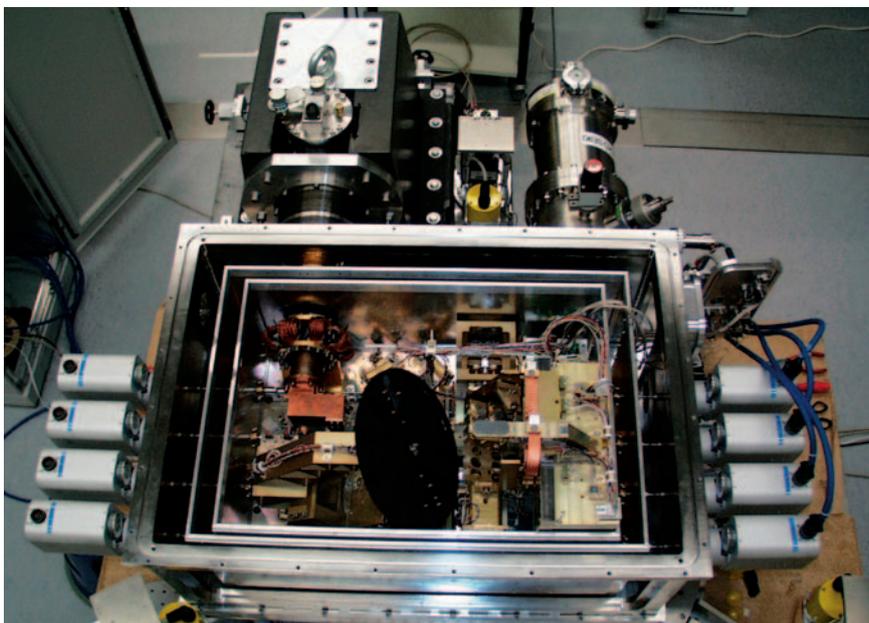
Technische Realisierung

Der Bau eines Instruments für Großteleskope wird zu Recht von Anfang an von konstruktiv kritischen Prüfungen begleitet, um Fehlentwicklungen rechtzeitig zu erkennen und gegensteuern zu können. Im Fall von MIDI waren das: Vorstellung der Planungen in den Beratungsgremien der Eso (Juli und Dezember 1997), Vorstellung des ausgearbeiteten Konzepts (Dezember 1998), des optischen Entwurfs (Juli 1999), des Gesamtentwurfs (Februar 2000), der detail-

► Abb. 6: Umsetzung der Prinzipskizze in einen optischen Entwurf. 1) kalte Pupillenblende, 2) und 4) Parabolspiegel; 3) Zwischenbild des Himmelsauschnitts; 5) und 7) Umlenkspiegel, 6) Strahlteiler, 8) Strahlvereiner, 9) Filter, 10) Prisma oder Grism, 11) Kamera, 12) Detektor. Das Licht tritt von links unten in das Instrument ein.



▼ Abb. 7: Blick auf die Optik im geöffneten Vakuumgefäß.



Ein weiterer schwieriger Punkt war das Auslesen des Detektors. Wegen der starken thermischen »Hintergrundstrahlung« wird er bei Messung mit Filtern bereits nach wenigen Millisekunden, bei Zerstreung des Sternlichts durch das Prisma nach etwa 20 Millisekunden, gesättigt und muss deshalb in raschem Rhythmus ausgelesen werden. Dabei soll, um nicht kostbare Beobachtungszeit zu verlieren, der Auslesevorgang, für den die Beobachtung kurz unterbrochen werden muss, höchstens drei Millisekunden betragen. Das Auslesen soll sich ferner auf die Teile des Detektors beschränken, in die im jeweiligen Beobachtungsmodus das Licht des Sterns fällt. Trotzdem können sich Datenraten von bis zu 10 MByte/s ergeben, die sicher und ohne Verzögerung zur Lagerung im elektronischen Archiv des VLT vorbereitet und weitergeleitet werden müssen. Das Ganze muss ferner streng synchron zum Messvorgang ablaufen, um die automatische Zentrierung des Interferenzmusters in den abgefahrenen Messbereich zu gewährleisten. Auch die Korrektur für die thermische »Hintergrund«-Strahlung durch raschen Wechsel zwischen Messungen auf dem Stern und auf einem leeren Feld wenige Bogensekunden daneben (salopp »Choppen« genannt) benötigt Synchronisation, jetzt zwischen dem Messvorgang und der Bewegung des den Wechsel bewirkenden Kippspiegels im Teleskop. Insgesamt eine anspruchsvolle Aufgabe, die mehrere Jahre geduldiger Entwicklungs- und Testarbeit erforderte.

Es leuchtet ein, dass für präzise interferometrische Messungen zunächst eine präzise Überlagerung der von den beiden Teleskopen kommenden Lichtbündel gesichert werden muss. Zum Beispiel verliert das Instrument bereits vier Prozent seiner interferometrischen Empfindlichkeit, wenn die Strahlbündel in MIDI um 0.3 Millimeter aus der perfekten

lierten Softwarestruktur (April 2001), vorläufige Abnahme des Instruments in Heidelberg (September 2002). Die Zusammenarbeit des Instrumententeams mit ESO war vertrauensvoll genug, dass der späte Vertragsabschluss (September 2000) nicht als Hinderungsgrund für das Weiterarbeiten am Instrument angesehen wurde. So konnte die Interferometrie bei $\lambda = 10 \mu\text{m}$ am VLTI mehr als ein Jahr früher eingeführt werden als an den Keck-Teleskopen auf Hawaii, wo die Instrumententwicklung gleichzeitig oder sogar früher begonnen hatte.

Bei der Entwicklung des Instruments MIDI wendeten wir von Beginn an drei Feldern besondere Aufmerksamkeit zu, bei denen ein Zurückbleiben hinter den geplanten Eigenschaften die Funktion des ganzen Instruments ernsthaft gefährden könnte: Vibrationen, Auslesen des Detektors und optische Ausrichtung.

Die Vibrationen gehen von den mechanisch bewegten Teilen des Kühlgeräts aus,

eines sogenannten »Closed-cycle cooler«. Ein solches Gerät musste benutzt werden, weil auf Paranal flüssiges Helium, das zum Abkühlen bis auf zehn Kelvin geeignet wäre, nicht zur Verfügung steht und eine andere technische Alternative nicht bestand. Vibrationen können dazu führen, dass die Sternbilder auf den Detektoren verwaschen werden. Sie stören damit die empfindlichen interferometrischen Messvorgänge in allen Geräten des interferometrischen Labors am VLTI, und insbesondere auch die Messungen in MIDI selbst. Nach zweijährigen Tests und Untersuchungen hatten wir schließlich eine Lösung gefunden. Das Kühlgerät wurde auf einem eigenen 650 Kilogramm schweren Sockel aufgestellt (hinten in Abb. 7) und mit dem Vakuumgefäß durch einen auf gute Dämpfung ausgesuchten Faltenbalg verbunden. So konnten die durch Vibrationen hervorgerufenen Bildbewegungen auf dem Detektor kleiner als $1/25$ der Pixelgröße von 50 Mikrometer gehalten werden.



◀ Abb. 8: Transport des Instruments zum Paranal.

Überlagerung verschoben sind oder um einen Winkel von 35 Bogensekunden gegeneinander geneigt sind, was am Himmel 0.045 Bogensekunden entspricht. Um die Verluste bei einem Prozent zu halten, was das erklärte Ziel ist, müssen mindestens doppelt so hohe Anforderungen an die optische Ausrichtung gestellt werden. Dies zu erreichen war nicht einfach, da die Ausrichtung am geöffneten, warmen Instrument erfolgt, die genaue Überlagerung aber bei der wieder auf 40 Kelvin abgekühlten Optik wirksam werden muss. Mit zwei Maßnahmen haben wir versucht, das langwierige Geschäft der genauen Ausrichtung zu erleichtern. Einerseits ist die ganze mechanische Umgebung der »kalten« Optik aus einem einzigen, durch besondere thermische Behandlung homogenisierten Block aus speziellem Aluminium gefertigt, sodass sich beim Abkühlen idealerweise die optische Ausrichtung nicht ändern sollte. Sie ändert sich zwar doch, aber so vorhersagbar und so geringfügig, dass wir dies bei der optischen Ausrichtung berücksichtigen konnten. Zweitens wurde das komplette, 230 Kilogramm schwere Vakuumgefäß beweglich montiert, sodass die von den größeren äußeren Bauteilen herrührende Verdrehung und Verschiebung leicht zurückgesetzt werden kann.

Eine im Gegensatz zu den genannten drei Beispielen nicht erwartete Schwierigkeit ergab sich beim Strahlvereiner, dem bereits erwähnten Herzstück des Instruments. Die Trägerplatte muss hohe Ansprüche an Oberflächengüte und Parallelität erfüllen. Aber an der speziellen Beschichtung dieser ZnSe-Platte, welche die auffallende 10- μ m-Strahlung möglichst genau zu 50 Prozent durchlassen und zu 50 Prozent reflektieren sollte, und das unabhängig von der Polarisation und der Wellenlänge (innerhalb des N-Bandes) des einfallenden Lichts,

hängt zu einem großen Teil die Qualität der mit MIDI durchführbaren interferometrischen Messungen. Deswegen entschlossen wir uns, dieses Teil sehr früh zu bestellen, bei einer sehr gut arbeitenden optischen Firma in Deutschland, die ihrerseits wieder die Beschichtung bei einer renommierten Firma in Schottland vornehmen ließ. Groß war die Erleichterung, dass die Strahlvereinerplatten schon nach wenigen Monaten in guter optischer Qualität geliefert wurden, groß aber auch der Schreck beim Auspacken.

Die Abschrägung der Platten war statt an der kurzen Seite versehentlich an der langen Seite angebracht worden, wo sie den Lichtweg beschnitt – unbrauchbar! Nach einem Kompromiss über die Aufteilung der Kosten die zweite Fertigung: nach wenigen Monaten waren die nun richtig geformten neuen Platten da, aber eine vertauschte Abdeckung beim Bedampfen lieferte eine zu kleine beschichtete Fläche, was wiederum den Lichtweg beschnitt. Also die dritte Runde: präzises Abschleifen der Bedampfung für die neue Beschichtung. Doch auf dem Weg zwischen Deutschland und Schottland hatten die kostbaren Platten Kratzer bekommen – also zurück zu neuem Polieren. Endlich der lange erwartete Anruf der Firma am Tag nach der Bedampfung, doch welche Enttäuschung: die Nachtschicht hatte das zur Bedampfung eingesetzte Pulver verwechselt, die Platte war nun völlig lichtundurchlässig. Nächste Runde: Transport, Abschleifen der falschen Schicht, Rücktransport, Vorbereiten der endgültigen Beschichtung.

Langsam begann auch dieser Liefertermin kritisch zu werden. In dieser angespannten Lage erreichte uns die Nachricht, dass demnächst die Firma in Schottland geschlossen werden sollte und deshalb leider unsere Platten nicht mehr ausgeliefert werden könnten. Unsere un-

gläubigen, entsetzten Anrufe ergaben, dass der Brief nur aus Versehen an uns gegangen war. Im September 2001, zwei Wochen vor Schließung des schottischen Werks und gerade rechtzeitig zur Integration des Instruments in unserem Institut erhielten wir endlich die Lieferung. Zu unserer großen Erleichterung waren die in jeder Hinsicht teuren Stücke (jedes der beiden Exemplare etwa 10 000 Euro) einwandfrei. Zur Zeit sind sie im Instrument auf dem Paranal erfolgreich im Einsatz. – Auch im vermeintlich so rationalen technisch-wissenschaftlichen Bereich spielen Zufälligkeiten, Glück und Geduld immer wieder eine wichtige Rolle!

Die Infrastruktur des Instruments

Die Abbildung auf Seite 33 zeigt nur die Spitze des Eisbergs. Zwei Rechner, drei zwei Meter hohe Elektronikschränke für eine Reihe von Überwachungs-, Steuerungs- und Auslesefunktionen, das nicht gerade kleine Kühlaggregat sowie ein optischer Tisch mit Eichlichtquellen sind in benachbarten Räumen untergebracht. Sie sollen mit ihrer Vibration, Wärme- und Geräusentwicklung das ruhige Umfeld des interferometrischen Labors nicht beeinträchtigen, was die interferometrischen Messungen stören würde. Anfangs, als der optische Entwurf nicht mehr Raum als einen Schuhkarton voll zu beanspruchen schien, kamen uns Zweifel, ob wir für MIDI nicht eine großzügigere Auslegung hätten wählen sollen. Spätestens als es im Oktober 2002 ans Packen ging, waren diese Zweifel verflogen. Es waren zweiunddreißig, teils übermannsgroße Kisten nötig, um MIDI samt Zubehör aufzunehmen. Zwei Tieflader, von denen einer in Abb. 8 zu sehen ist, transportierten schließlich die kostbare Fracht nach dem Lufttransport bis Santiago de Chile über Land zu ihrem endgültigen Bestimmungsort auf dem Cerro Paranal. Dort begann dann die spannende Phase der Inbetriebnahme. □



Christoph Leinert (links) und Uwe Graser (rechts) sind die am MPI für Astronomie in Heidelberg für das interferometrische Instrument MIDI verantwortlichen Projektwissenschaftler.