

1.4 Instrumente in der Astronomie

1.4.1 Grundlagen der Optik

1.4.1.1 Linsen und Spiegel optische Systeme

Eine Linse ist ein durch zwei Sphären begrenzter Körper eines transparenten Materials. Die Brennweite f einer Linse kann positiv oder negativ sein. Eine Quelle im Unendlichen wird von einer Linse mit positiver Brennweite in die Brennebene abgebildet. Dabei werden in Winkeln gemessene, scheinbare Dimensionen α der Quelle in lineare Dimensionen x in der Brennebene gemäß

$$x = f \tan(\alpha) \quad (1.8)$$

transformiert. Für kleine Winkel α entspricht der Tangens dem Winkel im Bogenmaß, somit wird (1.8) zu

$$x = f \alpha \quad (1.9)$$

Dies ist für Winkel kleiner als 1 Grad (zwei Vollmonddurchmesser) zu besser als $1:10^5$ erfüllt. Da in der astronomischen Optik Gesichtsfelder selten größer sind, approximiert man häufig die Winkelfunktionen \sin und \tan durch das Bogenmaß.

Die Linse ist ein einfaches optisches Element. Viele kompliziertere optische Systeme lassen sich durch eine Folge von Linsen funktionell darstellen.

Ein sphärischer Spiegel ist einer dünnen Linse funktionell äquivalent. Ein Hohlspiegel (*konvexer* Spiegel) entspricht einer Linse mit positiver Brennweite, ein erhabener (*konkaver*) Spiegel einer Linse mit negativer Brennweite. Ein sphärischer Spiegel mit Krümmungsradius R hat eine Brennweite von

$$f = \frac{R}{2} \quad (1.10)$$

Ein sphärischer Spiegel bildet idealerweise einen Punkt am Ort des Krümmungsmittelpunktes auf sich selber ab. Die Abbildung eines fernen Objektes auf der Achse unterliegt Bildfehlern, insbesondere der *sphärischen Aberration*. Sphärische Aberration bei Spiegeln läßt sich durch eine geeignete Wahl einer *asphärischen* Spiegeloberfläche im Prinzip auf der Achse eliminieren. Die gebräuchlichen asphärischen Spiegel sind Rotationskörper zweidimensionaler Kegelschnitte (parabolische, elliptische und hyperbolische Spiegel).

1.4.1.2 Optische Systeme und Abbildungsfehler

Durch Kombination einfacher optischer Elemente entstehen optische Systeme, wie Teleskope und Post-Fokus – Instrumente. Bei einem aus konischen Spiegeln bestehenden System treten Abbildungsfehler auf, welche auf der Achse verschwinden und im Gesichtsfeld mit wachsendem Abstand von der Achse zunehmen. Hierzu gehören:

Astigmatismus: Strahlen innerhalb der Ebene, welche die optische Achse und das Objekt enthält, haben einen anderen Fokus als Strahlen in einer Ebene senkrecht dazu (*tangetialer* bzw. *sagittaler Fokus*). Es entstehen zwei in Achsenrichtung axial voneinander getrennte Fokuslinien als Punktbilder.

Koma: Strahlen durch äußere Zonen sind systematisch gegenüber Strahlen aus den inneren Zonen radial in der Brennebene versetzt. Es entsteht ein dreieckiges Punktbild.

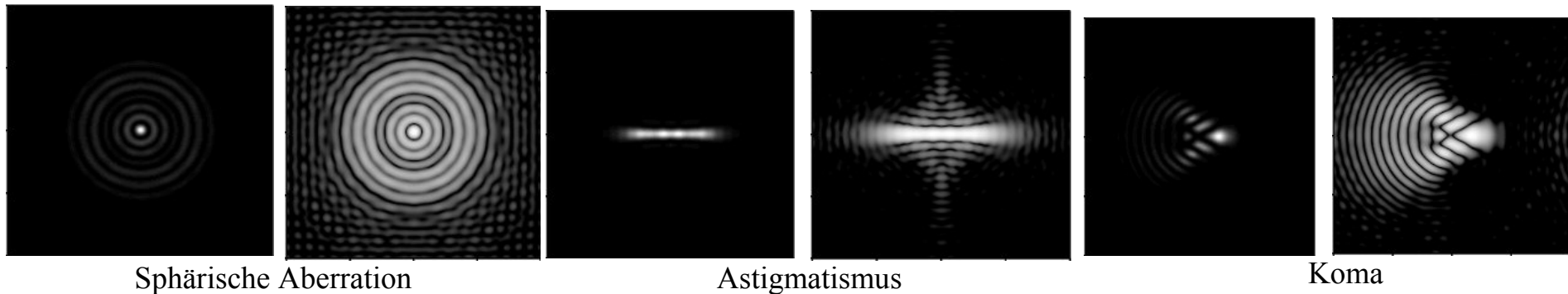


Tabelle 1.4.1: *Optische Aberrationen. Sphärische Aberration (links), Astigmatismus (Mitte), Koma (rechts). Auf der linken Seite ist jeweils die Intensität linear, auf der rechten Seite in logarithmischer Skala (drei Größenordnungen) dargestellt.*

1.4.2 Das Astronomische Linsenfernrohr

Das Astronomische Fernrohr besteht aus zwei Linsen mit positiven Brennweiten f_1 und $f_2 < f_1$. Die dem Objekt zugewandte Linse heißt *Objektiv*, die dem Bild zugewandte Linse *Okular*. Zur Beobachtung mit dem Auge wird die bildseitige Brennebene des Ob-

ektivs (*Primärfokus*) und die gegenstandsseitige Brennebene des Okulars zur Übereinstimmung gebracht (*afokales System*). Ein in das Fernrohr unter dem Winkel α eintretendes Bündel paralleler Strahlen verläßt das Fernrohr ebenfalls parallel unter dem Winkel α' . Für die Winkelvergrößerung m_α gilt

$$m_\alpha = \frac{\alpha'}{\alpha} = \frac{f_1}{f_2} \quad (1.11)$$

In aller Regel wird ein Bündel paralleler Strahlen durch die Fassung des Objektivs begrenzt. Dieses ist die *Aperturblende* und gleichzeitig die *Eintrittspupille* des Teleskops. Hinter dem Okular schneiden sich zu verschiedenen Feldwinkeln gehörende Bündel paralleler Strahlen in einer Ebene senkrecht zur optischen Achse in einem Kreis kleinsten Durchmessers. Diese Ebene entspricht dem durch das Okular erzeugte geometrische Bild des Objektivs und wird *Austrittspupille* genannt. Die Größe der Eintrittspupille bestimmt die Lichtsammelfläche und das Winkel-Auflösungsvermögen des Teleskops.

Bei einer Vergrößerung des Abstandes des Okulars vom Objektiv (Defokussierung) um eine Strecke Δ aus der konfokalen Position entwirft das Okular ein reelles Bild des Primärfokus in einer Scheiteldistanz *bfd* von

$$bfd = f_2 \left(1 + \frac{f_2}{\Delta} \right) . \quad (1.12)$$

Dieses Bild heißt *Sekundärfokus*. Die Linearvergrößerung m_2 im Sekundärfokus ist gegeben mit

$$m_2 = \frac{f_2}{\Delta} . \quad (1.13)$$

Die scheinbare Dimensionen α der Quelle wird im Sekundärfokus in eine lineare Dimensionen x_2 gemäß

$$x_2 = x \cdot m_2 = f_1 \cdot \alpha \cdot m_2 = \frac{f_1 \cdot f_2}{\Delta} \quad (1.14)$$

transformiert.

Dem (defokussierten) Astronomischen Fernrohr sind alle heute verwendeten Teleskope mit zwei Elementen funktionell äquivalent.

Refraktoren (Teleskope mit reiner Linsenoptik) spielen seit Beginn des Jahrhunderts aus technologischen Gründen eine untergeordnete Rolle.

1.4.3 Klassische Spiegelteleskope

Spiegelteleskope werden im sichtbaren und infraroten Wellenlängenbereich bodengebunden und im Weltraum eingesetzt. Moderne größere Teleskope werden praktisch nur als Spiegelteleskope realisiert. Vorteile gegenüber Linsen:

- Nur eine Fläche muß optisch präzise gearbeitet werden.
- Hohe numerische Apertur (Öffnungsverhältnis) möglich.
- Die optische Konfiguration ist unabhängig von der Wellenlänge (Dispersion, chromatische Aberration).
- Die Rückseite des Spiegels kann durchbrochen sein (Leichtgewichtspiegel) und mechanisch unterstützt werden.
- Das Trägermaterial muß nicht transparent sein.
- Breitere Palette von Materialien (optische Gläser, Zerodur, SiC, Metalle, etc.).

Nachteile gegenüber Linsen:

- Höherer Streulichtanteil bei nicht superpolierten Spiegeln.

Alle Teleskope mit Durchmessern $> 1\text{m}$ sind Spiegelteleskope.

1.4.3.1 Newton'scher Reflektor

Dies ist die einfachste Form eines astronomischen Spiegelteleskops. Es besteht aus einem Paraboloiden (Hauptspiegel) und einem Planspiegel, welcher das Licht kurz vor dem Primärfokus seitlich auslenkt. Der Primärfokus kann mit einem Okular beobachtet werden. Das Bild auf der Achse ist aberrationsfrei. Außerhalb der Achse nehmen Astigmatismus und Koma schnell zu.

1.4.3.2 Cassegrain – und Ritchey-Chrétien-Teleskop

Das Cassegrain-Teleskop benutzt einen Paraboloiden als Primärspiegel, dessen Primärfokus mit einem Hyperbolspiegel in den Sekundärfokus („Cassegrain-Fokus“) vergrößert abgebildet wird. Der Primärfokus ist virtuell. Die Scheiteldistanz von Primärspiegel und Sekundärspiegel entspricht der Differenz der Scheiteldistanzen ihrer konischen Foci. Durch die Cassegrain-Konfiguration wird eine kurze Baulänge bei langer effektiver Brennweite erreicht.

Durch Variation der konischen Konstanten beider Spiegel der Cassegrain-Konfiguration kann man erreichen, daß neben der sphärischen Aberration auch die Koma eliminiert wird (*aplanatisches System*). Diese Konfiguration nennt man Ritchey-Chrétien – Teleskop. Beide Spiegel sind hyperbolisch. Die meisten modernen Spiegelteleskope haben die Ritchey-Chrétien – Konfiguration. In aller Regel bildet der Primärspiegel **Aperturblende** und **Eintrittspupille** des Systems. Die Austrittspupille ist virtuell. Teleskope, die für den Infrarot-Bereich optimiert sind, benutzen einen kleineren Sekundärspiegel, welcher zur Aperturblende und Austrittspupille wird. Die Eintrittspupille ist dann kleiner als der Primärspiegel, virtuell, und liegt hinter dem Primärspiegel.

Tabelle 1.4.2 zeigt ein Beispiel für die optischen Parameter eines modernen Teleskops des Ritchey-Chrétien – Typs.

Hauptspiegel	$D = 8200 \text{ mm}, R = 28800 \text{ mm}, K = -1.004616$
Eintrittspupille	$D = 8000 \text{ mm}$
Aperturblende	Sekundärspiegel
Sekundärspiegel	$D = 1116 \text{ mm}, R = -4553.6 \text{ mm}, K = -1.66926$
Primärbrennweite	14400 mm (F/1.8)
Eff. Brennweite:	
Cassegrain-Fokus	$108800 \text{ mm (F/13.6)}$
Nasmyth-Fokus	$120000 \text{ mm (F/15.0)}$
Coude-Fokus	$399200 \text{ mm (F/49.9)}$

Tabelle 1.4.2: *Optische Parameter der vier Teleskope des Very Large Telescope der Europäischen Südsternwarte.*

1.4.3.3 Gregory - Teleskop

Das Gregory-Teleskop benutzt einen Paraboloiden als Hauptspiegel, dessen Primärfokus mit einem elliptischen Spiegel in den Sekundärfokus vergrößert abgebildet wird. Der Primärfokus ist reell. Die Scheiteldistanz von Primärspiegel und Sekundärspiegel entspricht der Summe der Scheiteldistanzen ihrer konischen Foci. Dadurch ist die Baulänge größer als in der Cassegrain-Konfiguration.

Die Gregory-Konfiguration spielt hauptsächlich in der Sonnenbeobachtung eine Rolle. Der reelle Primärfokus erlaubt, einen großen Teil des Sonnenlichts auszublenden und nur ein kleines Feld zu beobachten.

1.4.4 Montierungen

Neben der Optik spielt die Montierung – die Mechanik, die mit Hilfe zweier Achsen das Teleskop am Himmel ausrichtet – eine entscheidende Rolle bei der Beobachtung. Eine Montierung hat die Aufgabe,

- das Teleskop möglichst präzise auf ein Himmelsobjekt auszurichten (einstellen),
- den Bewegungen eines eingestellten Objekts an der Himmelssphäre möglichst lange möglichst präzise zu folgen (nachführen).

Ein gut justiertes modernes Teleskop kann selbständig auf Objekte mit einer Präzision von wenigen Bogensekunden eingestellt werden. Eine Präzision der Nachführung von Bruchteilen einer Bogensekunde über längere Zeiträume bedarf der ständigen Kontrolle der Einstellung durch einen Hilfsstrahlengang im Feld oder mit Hilfe eines Hilfsfernrohrs (*Leitrohr*).

1.4.4.1 Parallaktische Montierung

Eine Parallaktische Montierung (equatorial mount) nutzt den Umstand, daß der weitaus größte Teil der Himmelsbewegung von der Erdrotation herrührt. Eine Achse (*Polachse*) wird parallel zur Erdachse ausgerichtet. Die zweite Achse (*Deklinationssachse*) ist an der Polachse befestigt und trägt das Teleskop. Die zur präzisen Nachführung erforderliche Bewegung ist eine gleichförmige Rotation der Polachse.

Instrumente werden in der Regel direkt am Teleskop-Tubus in der Nähe des Sekundärfokus angebracht (Cassegrain-Fokus). Sie unterliegen daher den selben Bewegungen wie das Teleskop. Dadurch ändert sich die Gewichtsbelastung kontinuierlich. Der Vorteil ist ein stabiles, rotationsfreies Bild in der Fokalebene.

Parallaktische Montierungen sind mechanisch kompliziert und tendieren zu Voluminösität und Übergewicht. Wegen der Umständlichkeit der schiefen Achsen und den verschiedenen geographischen Breiten der Observatorien gibt es eine Fülle von mechanischen Konzepten. Für Großteleskope waren sie bis in die Siebziger Jahre üblich.

1.4.4.2 Azimutale Montierung

Moderne, große Teleskope benutzen eine am Horizontsystem ausgerichtete Montierung. Am gebräuchlichsten ist die *azimutale Montierung*, welche über eine auf eine vertikale (Azimut-) Achse mit einer Gabel aufgesetzte, horizontale Höhenachse verfügt. Dadurch wird das gesamte Teleskop mechanisch einfacher, kompakter, stabiler und somit billiger. Die ungleichmäßige, beide Achsen betreffende Bewegung der Nachführung wird durch moderne Computersteuerungen bewirkt. Ein kleiner Bereich rund um den Zenith ist nicht beobachtbar.

Der kompakte Aufbau resultiert in eine kompakte Kuppel. Diese sind heutzutage für die 10m-Klasse von Teleskopen nicht größer als die älterer Teleskope der 4-5m – Klasse.

Moderne Montierungen erlauben die Installation von Instrumenten nicht nur am Cassegrain-, sondern auch an anderen Foci. In der Nasmyth-Konfiguration wird durch einen dritten Planspiegel im Strahlengang das Licht durch die Höhenachse ausgelenkt. Dies erlaubt große Installationen auf einer an der Gabel befestigte Plattform, welche nur der azimutalen Bewegung unterliegt.

Die azimutale Montierung bewirkt eine Rotation des Bildes in der Fokalebene als Funktion der Zeit. Im Cassegrain-Fokus rotiert das Bild wie der *parallaktische Winkel*, die Pupille ist stationär. Am Nasmyth-Fokus rotieren sowohl Bild als auch die Austrittspupille, gegeben durch die Höheneinstellung des Teleskops. In beiden Foci ist eine Bild-Derotation erforderlich, um lange Belichtungszeiten in den Fokalinstrumenten realisieren zu können.

1.4.4.3 Coudé - Foci

Große Postfokus-Instrumente lassen sich nicht am Teleskoptubus oder auf eine Nasmyth-Plattform anbringen und werden in separaten Räumen untergebracht, zu welchen das Sternenlicht durch einen Strahlengang in der Montierung geleitet werden muß (*Coudé - Strahlengang*).

Coudé - Foci gibt es bei parallaktisch sowie azimutal montierten Teleskopen. Bei parallaktischen Montierungen rotiert das Bild mit dem Stundenwinkel, bei azimutal montierten Teleskopen ist die Bildrotation eine Kombination des parallaktischen Winkels, der Höhe und des Azimuts der Quelle.

1.4.5 Sonderformen von Teleskopen

1.4.5.1 Siderostaten und Coelostaten

Siderostaten und Coelostaten bestehen aus Planspiegeln und werden verwendet, um Licht in ein feststehendes System, z. B. ein fest montiertes Teleskop, zu lenken.

Ein Siderostat besteht aus einem i. A. parallaktisch montierten, um zwei Achsen drehbaren Planspiegel, welcher das Sternenlicht in eine feste Richtung lenkt. Die Himmelsüberdeckung von Siderostaten ist in aller Regel begrenzt. Einsatzbereich z. B. bei Stellarinterferometern.

Ein Coelostat besteht aus einem parallaktisch montierten, nur um eine Achse drehbaren Planspiegel. Die Spiegeloberfläche enthält dabei die Drehachse. Der Spiegel wird mit der halben Erdrotationsrate nachgeführt. Das Lichtbündel ist für jede Deklination raumfest. Ein Hilfsspiegel lenkt das Bündel in die gewünschte Richtung. Der Coelostat erzeugt keine Bildrotation, ist aber auf ca. $\pm 30^\circ \dots 45^\circ$ um den Äquator einsetzbar. Einsatzbereich Sonnentelkope.

1.4.5.2 Sonnentelkope

Sonnenteleskope haben im Vergleich zu Nachtteleskopen einige Besonderheiten. Von den klassischen Teleskopen wird die Newton- und die Gregory-Konfiguration benutzt. Letztere verwendet im Primärfokus eine Feldblende zur Reduktion des Gesamtflusses. Die Teleskope sind häufig evakuiert (ca. 0.1 mB), um Fluktuationen des Brechungsindex der Luft im Teleskop zu vermeiden. Selbst bei moderater Öffnung von 50 ... 70 cm werden Teleskope dadurch groß und schwer. Sie werden daher unter Verwendung von Coelostaten fest in ein Gebäude eingebaut.

Durchmesser der Coelostatenspiegel	800 mm
Durchmesser Eintrittsfenster	750 mm
Durchmesser Hauptspiegel	700 mm
Primärbrennweite	45950 ± 10 mm
Skala im Primärfokus	$4.489 \text{ arcsec mm}^{-1}$

Tabelle 1.4.3: *Optische Parameter des Vakuum-Turmteleskop des Kiepenheuer-Instituts auf Teneriffa.*

1.4.6 Winkelauflösung astronomischer Teleskope

1.4.6.1 Beugung an der Eintrittspupille

Die Winkelauflösung eines Teleskops, d. h., der kleinste Winkel, unter welchem zwei punktförmige Quellen noch getrennt wahrgenommen werden können, ist grundsätzlich durch die Beugung an der Eintrittspupille des Teleskops begrenzt. Diese Grenze gilt für ein ideales, aberrationsfreies Teleskop und in Abwesenheit jeglicher äußeren Störungen (z. B. „seeing“). Im allgemeinen ist die Form des Punktbildes eine Funktion der Wellenlänge des Lichts und der exakten Form der Eintrittspupille. Für eine kreisförmige Eintrittspupille ohne zentraler Abschattung entspricht sie der *Airyfunktion* (s.)

$$A(r) = \pi^2 \frac{D^4}{2} \left(\frac{J_1\left(\pi \frac{Dr}{\lambda f}\right)}{\pi \frac{Dr}{\lambda f}} \right)^2 . \tag{1.15}$$

Durch deren Halbwertsbreite ist die Auflösungsgrenze gegeben mit

$$\alpha_{min} = \frac{\lambda}{D} \text{ [rad]} = 2 \cdot 10^5 \frac{\lambda}{D} \text{ [arcsec]} . \tag{1.16}$$

Alternativ wird häufig die Rayleigh'sche Auflösungsgrenze $\alpha_{Rayleigh} = 1.22 \frac{\lambda}{D} \text{ [rad]} = 2.44 \cdot 10^5 \frac{\lambda}{D} \text{ [arcsec]}$ angegeben, welche dem radialen Abstand vom Maximum der Airyfunktion zum ersten Minimum entspricht. Obstruktionen in der Pupille durch Sekundäroptik und Haltekreuze verändern die Form der Beugungsfigur leicht. **Tabelle 1.4.4** gibt α_{min} für verschiedene Wellenlängen an.

Teleskopdurchmesser [m]	Sichtbar: $\lambda = 0.5 \mu\text{m}$	Infrarot: $\lambda = 2.2 \mu\text{m}$	Radio: $\lambda = 3 \text{ mm}$
0.5	0,2060	0,9090	1235
10	0,0103	0,0455	61,73
100	0,00103	0,00455	6,1730

Tabelle 1.4.4: Auflösungsgrenzen in arcsec.

In der Praxis begrenzen optische Fehler und atmosphärische Turbulenz die Auflösung eines Teleskops erheblich. Aberrationen führen zu Deformationen der Airyfunktion, wie sie in **Abbildung 1.4.2** dargestellt sind.

Atmosphärische Turbulenz verursacht schwere, zeitlich rasch veränderliche Aberrationen, die sich zu denen des Teleskops addieren. **Abbildung 1.4.3** zeigt eine Kurzzaufnahme eines hellen Sterns (Belichtungszeit 100 ms) mit einem großen Teleskop. Die Struktur innerhalb des Bildes (*Speckle*) entsteht durch die Turbulenz. Obwohl jedes Pünktchen im Bild nur so groß ist wie die Beugungsgrenze, ist die gesamte Intensität über ein Feld von etwa 2 Bogensekunden verschmiert. Eine lang belichtete Aufnahme würde eine konturlose Scheibe von etwa zwei Bogensekunden zeigen.

Um die Beugungsgrenze eines Teleskops zu erreichen, kann man die atmosphärischen Fluktuationen mit Hilfe einer *Adaptiven Optik* (AO) während der Beobachtung kompensieren. Solche Systeme sind technologisch sehr anspruchsvoll, da die Kompensation innerhalb von wenigen Millisekunden erfolgen muss. **Abbildung 1.4.1** zeigt ein mit Hilfe des AO-Systems ADONIS am 3.5m-Teleskop der ESO kompensiertes Bild eines Doppelsterns.

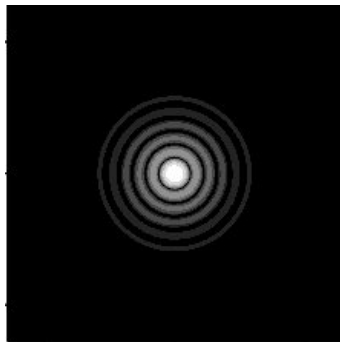


Abbildung 1.4.2:
Airy-Funktion.

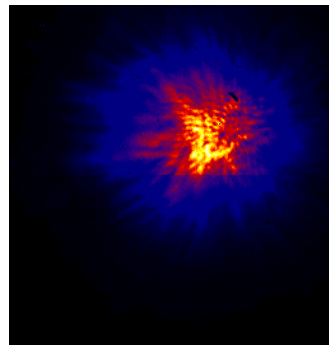


Abbildung 1.4.3:
*Kurzzaufnahme
eines hellen Sterns.*

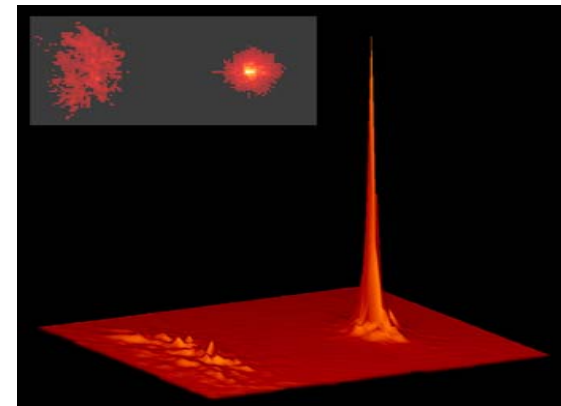


Abbildung 1.4.1: *Kompensiertes (links)
und unkompensiertes (rechts) Bild eines
Doppelsterns.*

1.4.6.2 Interferometer

In klassischer Teleskop-Bauweise ist man begrenzt in der größten Ausdehnung der Eintrittspupille. Die größten Teleskope für den sichtbaren Spektralbereich haben zur Zeit Durchmesser von 8 ... 10 m. Damit ist die Winkelauflösung auf ca. 0.01 arcsec limitiert. Eine Verbesserung läßt sich nur mit einer Vergrößerung der effektiven Teleskopöffnung – der Basislänge – erreichen. Dies erreicht man durch kohärente Kombination des Lichtes mehrerer Teleskopspiegel bzw. mehrerer unabhängiger Teleskope. Solche Systeme nennt man astronomische Interferometer.

Der Aufbau eines Interferometers entspricht einem *Young*-schen Beugungsversuch. Das mit dem Interferometer gemessene Signal ist der Kontrast V (*visibility*) des sich durch die Überlagerung des Lichtes mehrerer Teleskope ergebenden Interferenzmusters

$$V = \frac{I_{max} - I_{min}}{I_{max} + I_{min}} \quad (1.17)$$

Bei einer Quelle mit sehr geringer scheinbarer Ausdehnung (Sehwinkel) ist der Kontrast hoch, für ausgedehnte Quellen nimmt er ab (s. **Abbildung 1.4.4**).

Trägt man den Kontrast als Funktion des in die Richtung der Quelle projizierten Abstandes b zweier Teleskopöffnungen in ein zweidimensionales Diagramm ein, so erhält man einen Wert für die die **Kontrastfunktion** $V(b)$. Bei der Kombination mehrerer Teleskope ergibt sich jeweils ein Wert für alle zur Kombination beitragenden Basislängen. Die Zahl der gemessenen Werte läßt sich durch Ausnutzen der Erdrotation ggf. erheblich steigern (*Erdrotations-Synthese*).

Mathematisch entspricht der Kontrastfunktion eine Menge von Fourierkomponenten der Intensitätsverteilung im Objekt. Mißt man den Interferenzkontrast eines Objektes für viele Basislängen, so kann man die Objektfunktion rekonstruieren. Die dabei maximal zu erreichende Auflösung entspricht, bei maximaler Basislänge b_{max} , einer Grenze von

$$\alpha_{min} = \frac{\lambda}{b_{max}} \quad [rad] = 2 \cdot 10^5 \frac{\lambda}{b_{max}} \quad [arcsec] \quad (1.18)$$

Mit Hilfe eines Interferometers läßt sich der Winkelabstand von Quellen mit sehr hoher Präzision - weit besser als das durch die Basislänge gegebene Auflösungsvermögen - messen. Daher spielen Interferometer in der Astrometrie eine zunehmend bedeutende Rolle. Observatorien mit mehreren Großteleskopen wie das **Keck** (Hawaii), **ESO-VLT** (Chile), und das *Large Binocular Telescope* (**LBT**, Arizona) sehen einen kohärent kombinierten (interferometrischen) Betriebsmodus vor.

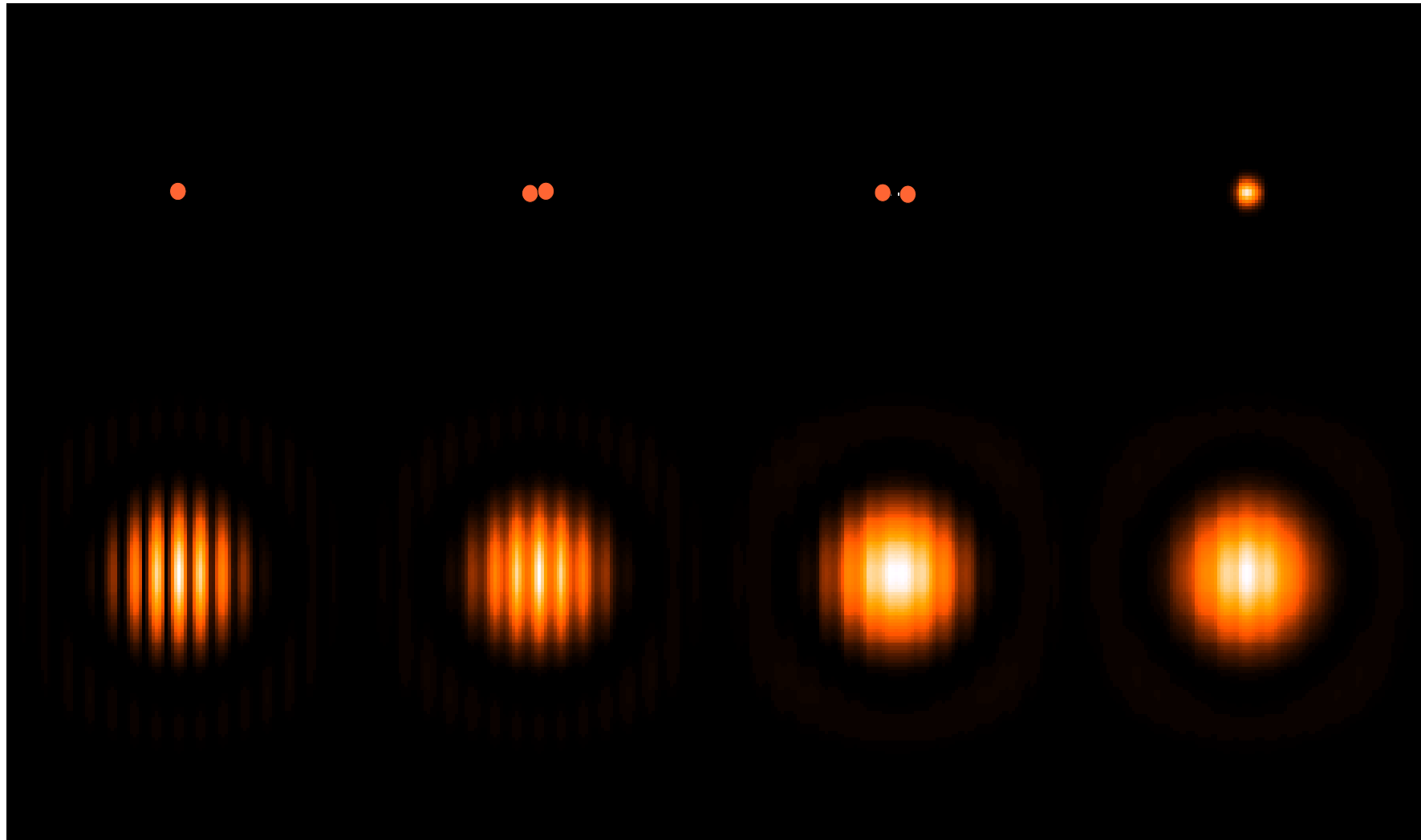


Abbildung 1.4.4: Zur Arbeitsweise eines astronomischen Interferometers.

1.4.7 Post-Fokus - Instrumente

Nach dem Entstehen des Bildes im Fokus eines Teleskops erfolgt eine Analyse des Lichtes. Mögliche Verfahren sind:

- direkte Detektion in breiten spektralen Bändern (photometrische Messungen),
- spektrale Zerlegung und Detektion,
- Messung der (spektralen) Polarisations-eigenschaften.

Ersteres erreicht man mit Hilfe breitbandiger Filter im Strahlengang. Die spektrale Zerlegung wird heutzutage durch schmalbandige Filter und Gitterspektrographen bewerkstelligt. Im folgenden werden die dazu nötigen experimentellen Methoden näher erläutert.

1.4.7.1 Spektrographen

Zur spektralen Zerlegung des Lichts werden heute in erster Linie Reflektionsgitter (Beugungsgitter) eingesetzt. Ein solches Gitter besteht aus einem mit einer Metallschicht belegtem Träger (Glasplatte). In die Metallschicht wird mit einer Strichmaschine mit einem Diamanten ein feines, regelmäßiges Gittermuster eingraviert. Beugung an dem Gittermuster erzeugt die spektrale Dispersion. Bei einem Einfallswinkel ϕ_0 ergeben sich bei einer Wellenlänge λ Beugungsmaxima in Richtungen ϕ welche der Beugungsbedingung genügen:

$$a(\sin(\phi_0) - \sin(\phi)) = n\lambda \quad (1.19)$$

Dabei ist a die Gitterkonstante und n ist die Beugungsordnung. Die Änderung des Beugungswinkels (mit der Wellenlänge (Winkeldispersion)) ist gegeben mit

$$\frac{d\phi}{d\lambda} = \frac{n}{a \sin(\phi)} \quad (1.20)$$

und steigt mit zunehmender Ordnung. Durch Einstellen des Neigungswinkels der Gitterfurchen („Blaze-Winkel“) läßt sich die Beugungseffizienz auf eine bestimmte Ordnung konzentrieren.

Gitterspektrographen werden vorwiegend als Spaltspektrographen (longslit spectrograph) ausgelegt. Ein schmaler Spalt schneidet einen Teil der Fokalebene aus. Das hindurchtretende Licht wird von einem Kollimator parallel gemacht, bevor es das Gitter erreicht. Das gebeugte Licht wird von einer Kamera fokussiert, diese erzeugt für jede Wellenlänge ein Bild des Spaltes. Ein Detektor nimmt das Spektrum auf. Durch Rotieren des Gitters kann der vom Detektor erfaßte spektrale Bereich eingestellt werden.

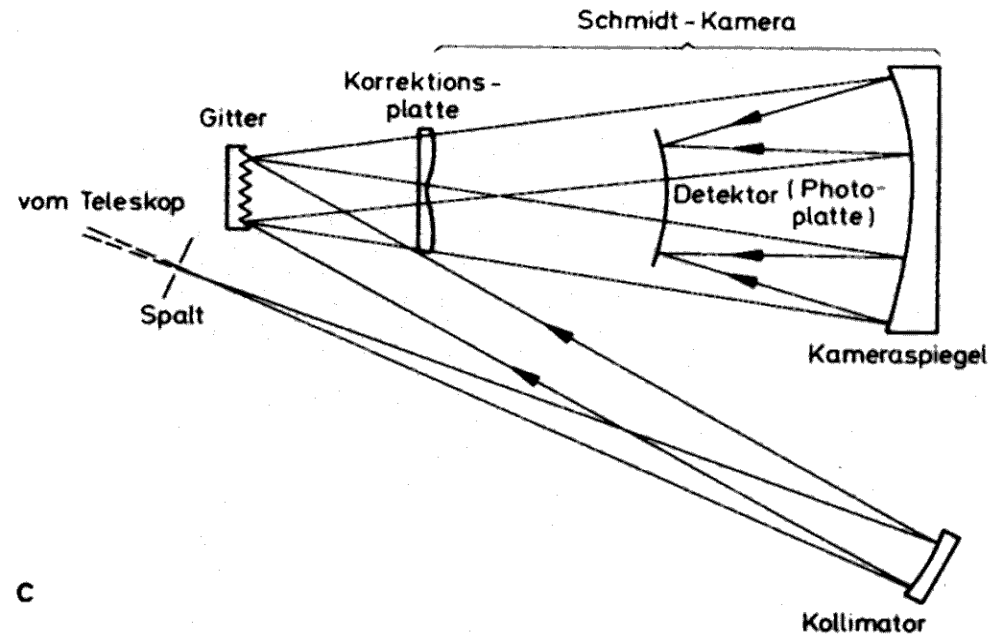
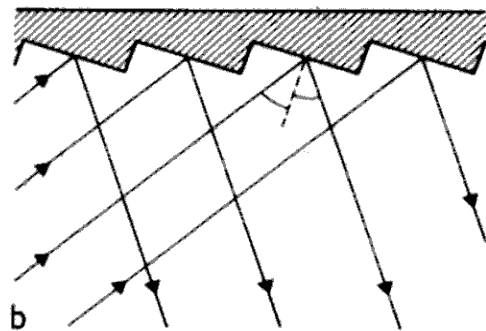
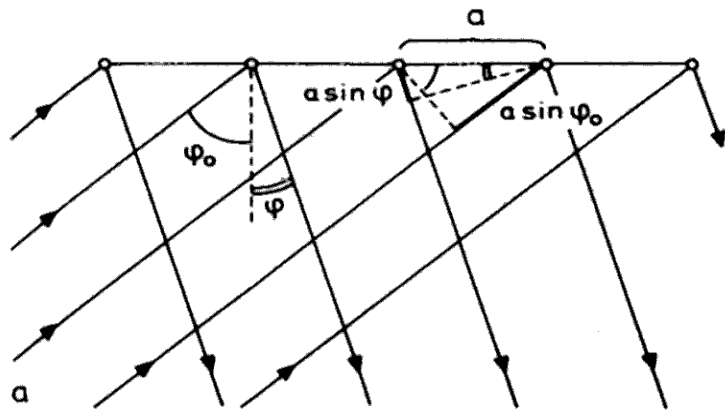


Abbildung 1.4.5: Prinzip eines Beugungsgitters (links) und eines Gitterspektrografen (rechts).

Bei einem schmalen Spalt ist die spektrale Auflösung $\Delta\lambda$ durch Beugung begrenzt, und gegeben mit

$$R_\lambda = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = m n \quad . \quad (1.21)$$

Dabei ist m die Zahl der ausgeleuchteten Gitterlinien. Die spektrale Auflösung typischer Spektrographen reicht von wenigen 10^4 bis zu $5 \cdot 10^5$.

Gebräuchliche Konfigurationen von Spektrographen sind der *Littrow* - Spektrograph und der *Czerny-Turner* - Spektrograph, häufig in einer *Echelle*-Konfiguration, bei welcher sich mehrere Ordnungen überlagern und durch Vorfilter, Prismen oder ein Gitter mit geringer Dispersion (Vorzerleger bzw. Kreuzdisperser) getrennt werden müssen.

1.4.7.2 Filtergraphen

Während ein Spaltspektrograph instantan die Information in einer Wellenlängen- und in einer Winkeldimension (längs des Spaltes) liefert, kann ein Filtergraph ein Bild der Quelle in dem Licht einer Wellenlänge erzeugen. Je nach Konstruktion kann der Durchlaßbereich eines Filtergraphen über mehr oder weniger große spektrale Bereiche verstellt werden. Wegen der zweidimensionalen Natur der Quelle werden Filtergraphen insbesondere bei der Sonnenbeobachtung eingesetzt. **Tabelle 1.4.5** faßt einige Prinzipien von Filtergraphen zusammen.

1.4.7.3 Detektoren

Bis zur Einführung der Photographie im letzten Jahrhundert war das Auge der ausschließlich in der Astronomie verwendete Detektor. Photoplatten und Film spielten lange Zeit – bis in die achziger Jahre – eine große Rolle und sind erst seit kurzem von Halbleiterdetektoren verdrängt worden. Zur Zeit werden für fast alle Anwendungen nur noch charge coupled devices (CCDs) eingesetzt. Durch ihre Empfindlichkeit, hohe Linearität und gute Stabilität stellen sie nahezu ideale Detektoren für die Astronomie dar. Die mit ihnen gesammelten Messungen lassen sich leicht digitalisieren und liegen sofort in einem für die Computerauswertung brauchbaren Format vor. Das Prinzip ist in **Abbildung 1.4.6** erläutert.

Tabelle 1.4.6 faßt die Eigenschaften einiger Detektoren in der Astronomie zusammen.

Typ	Typische Auflösung [nm]	Bemerkungen
Interferenzfilter	0.1 ... 10	Mehrfache $\lambda/4$ Beschichtung auf Glasträger Sichtbar, IR Nicht verstellbar
Polarisationsinterferenzfilter (Lyot-Filter)	0.025 ... 1	Kombination von doppelbrechenden Elementen und Polarisatoren (Kanalspektren) Sichtbar verstellbar, Vorfilter nötig
Fabry-Pérot – Etalons	0.003	Kanalspektren der Etalons Mehrfache Etalons zur Verbesserung der Finesse Sichtbar, IR verstellbar, Vorfilter nötig

Tabelle 1.4.5: Einige in der Sonnenbeobachtung verwendete Filtergraphen.

Typ	Empfindlichkeit (QE)	Bemerkungen
Photoplatte, Film	~0.01	Nichtlinear Dyn. Bereich ca. 1/100 Detektor ist gleich Speicher Große Kapazität
Bildverstärker	0.1 ... 0.2	Photokathode, SE - Vervielfachung (10^6 ... 10^7) Geometrische Distorsionen
Mikrokanalplatte	0.1 ... 0.2	Photokathode, SE - Vervielfachung (10^6 ... 10^7) Keine Distorsionen Empfindlich
CCD	0.3 ... 0.9	Dyn. Bereich bis 1/1000, durch Photonenrauschen begrenzt Sehr empfindlich Sehr linear (200000 e- / pixel) Große Kapazität (bis 40962 pixel)

Tabelle 1.4.6: *Eigenschaften einiger Detektoren in der Astronomie.*

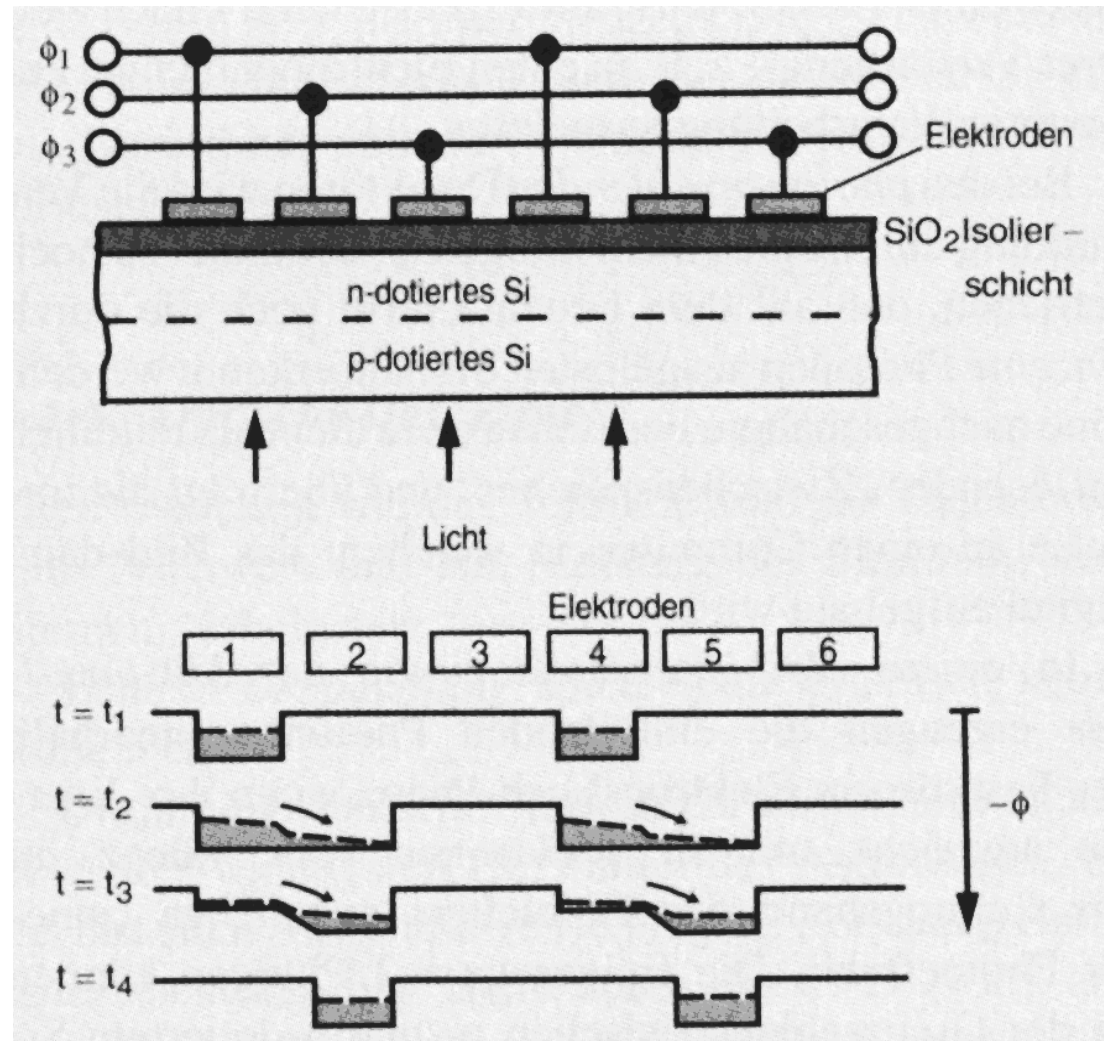


Abbildung 1.4.6: Funktionsweise des CCDs.

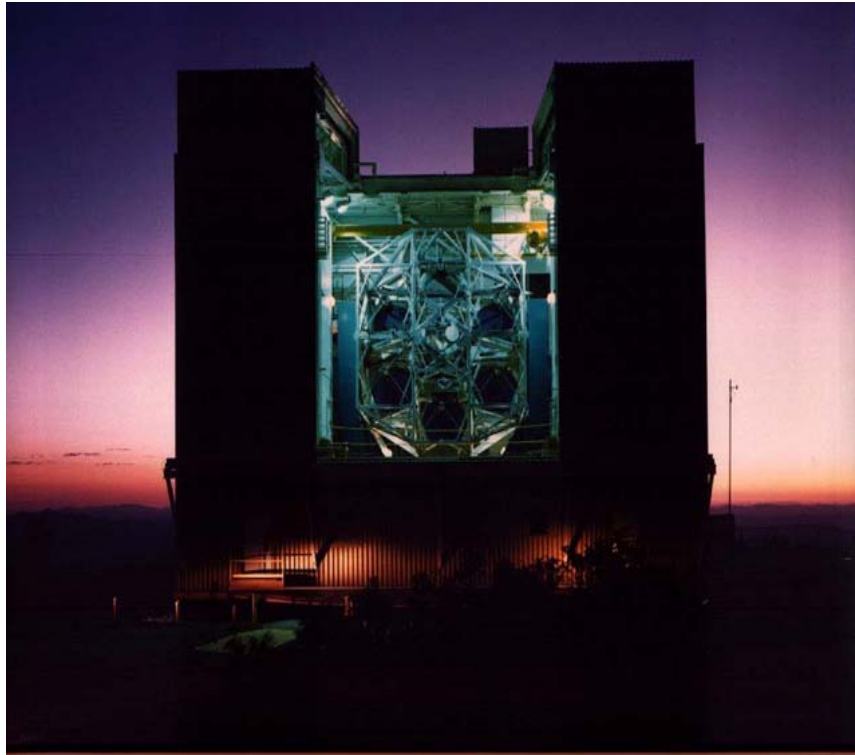


Abbildung 1.4.7: *Multiple Mirror Telescope MMT (1979-2000) auf dem Mt. Hopkins, USA – eines der ersten modernen Großteleskope mit azimuthaler Montierung. Es enthielt sechs Spiegel mit 1.8m Durchmesser mit einer gemeinsamen Fokalebene. Das gesamte Gebäude rotiert mit dem Teleskop.*



Abbildung 1.4.8: *Das heutige "Monolithic Mirror Telescope" (ebenfalls MMT) mit einem einzelnen 6.5m - Spiegel und einem 2 1/2 -fach höheren Lichtsammelvermögen.*

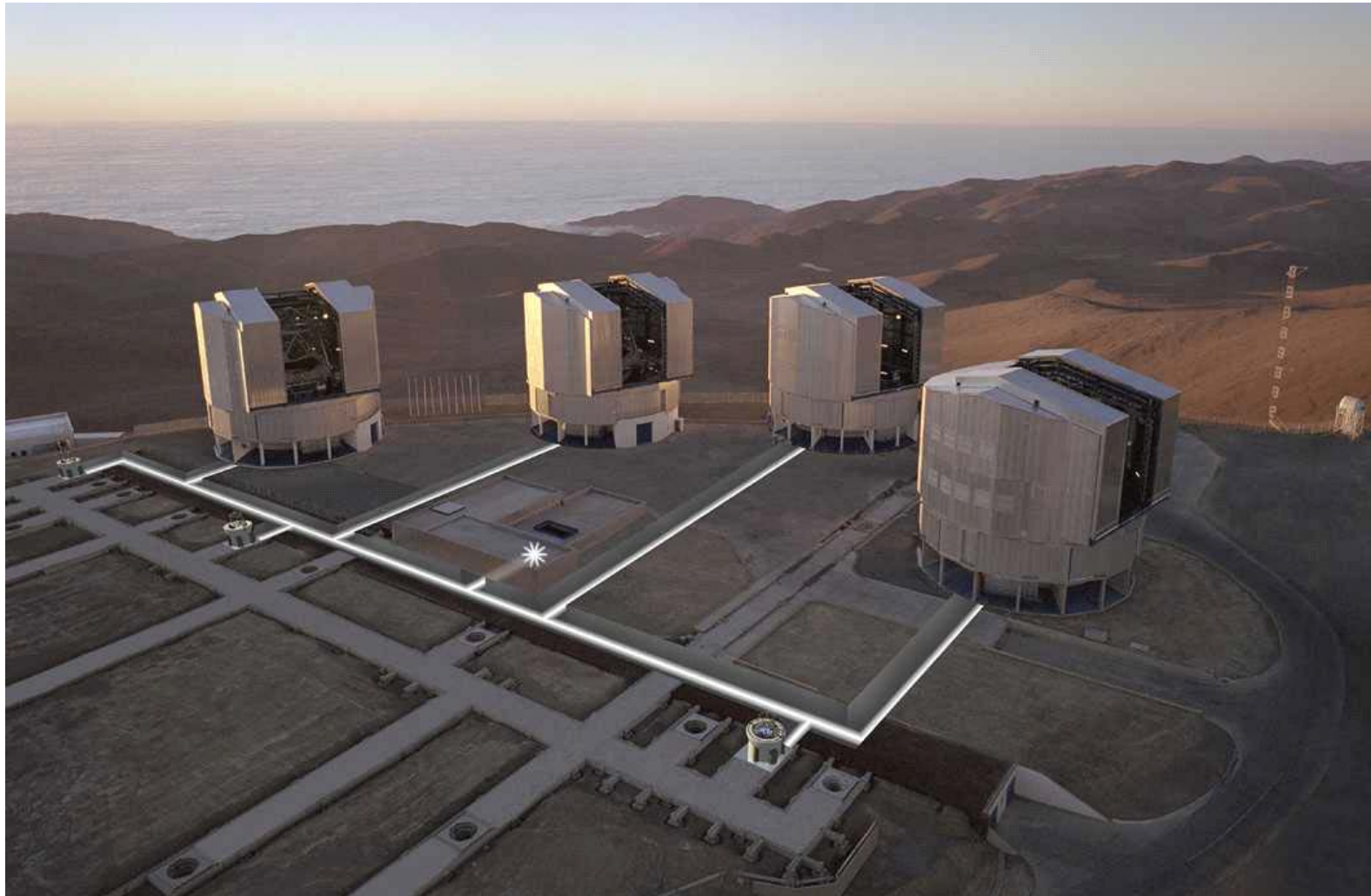


Abbildung 1.4.9: *ESO Very Large Telescope (VLT), Cerro Paranal, Chile. Die unterirdischen Lichtwege von den Teleskopen zum Interferometrielabor sind als weiße Linien erkennbar.*

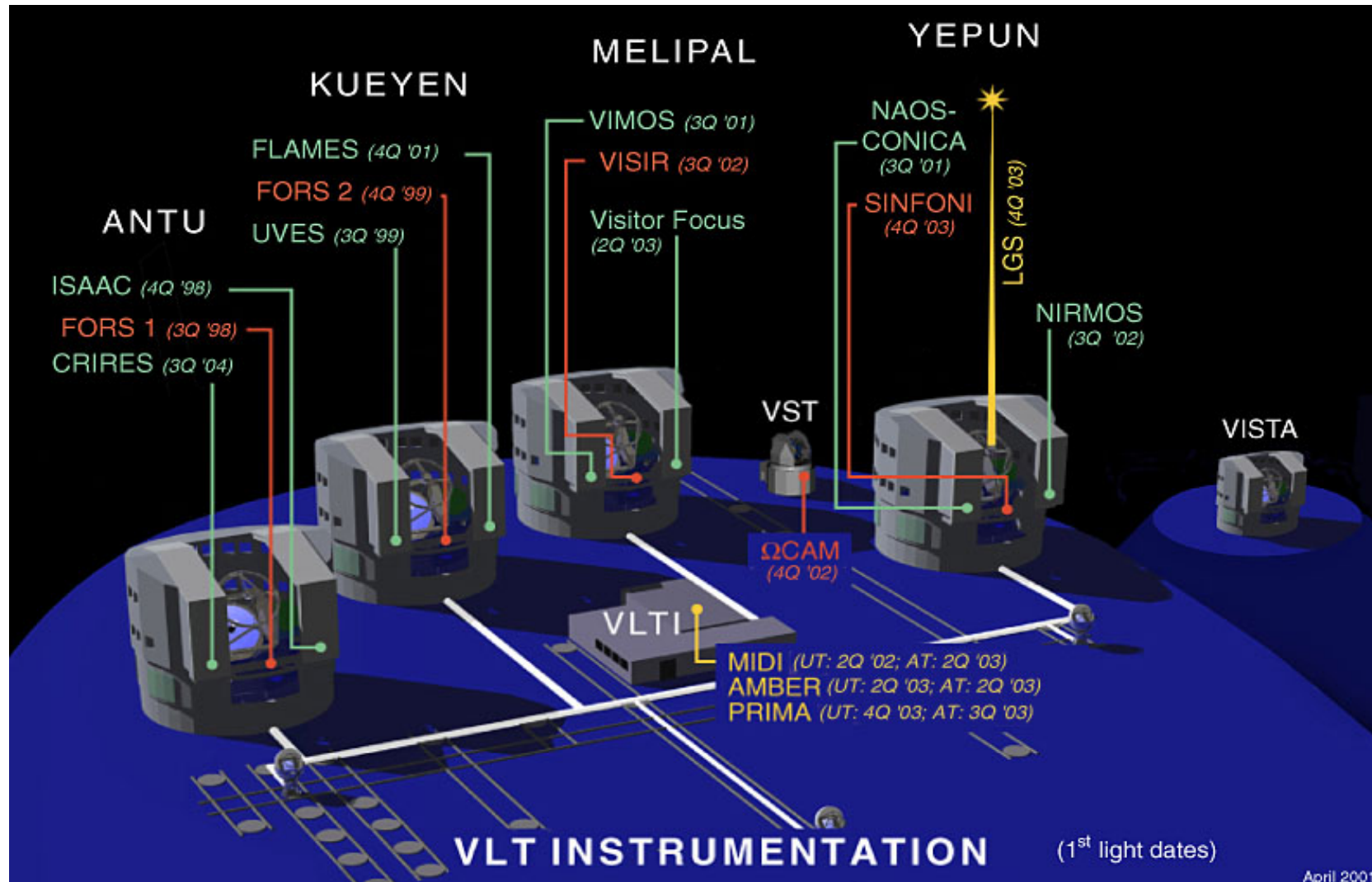
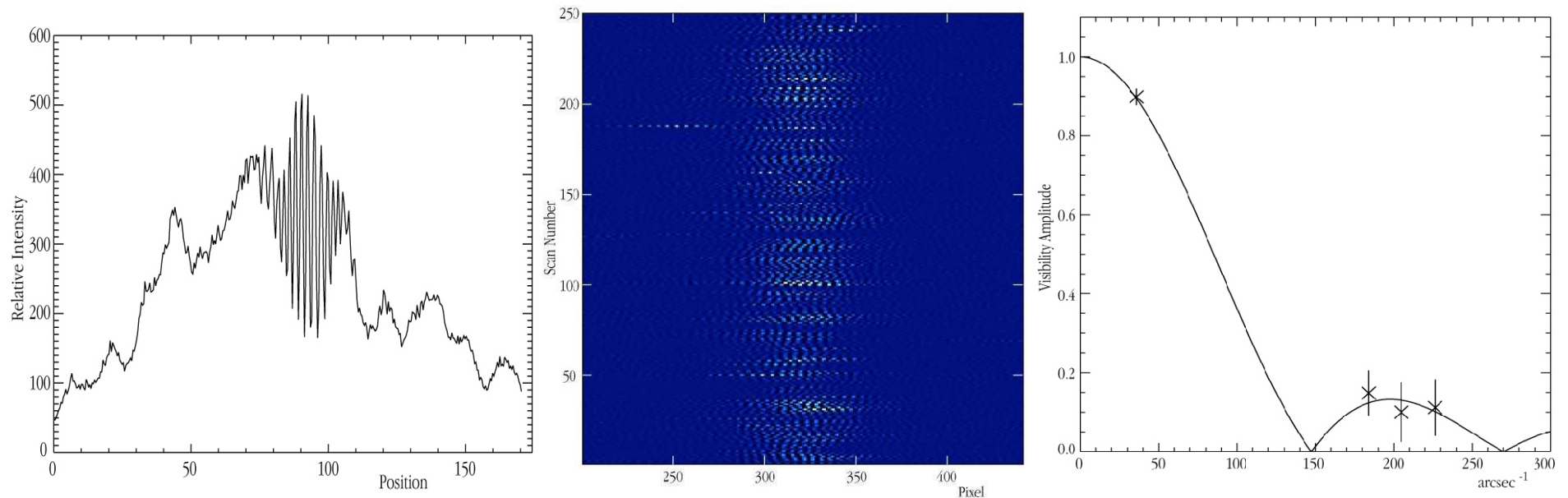


Abbildung 1.4.10: Instrumente des Very Large Telescope der Europäischen Südsternwarte (ESO) auf dem Cerro Paranal, Chile.



Abbildung 1.4.11: *Optische Verzögerungseinrichtung (delay lines) des VLT Interferometers. Die Wagen tragen Retroreflektoren und können sich über eine Strecke von 60 m mit hoher Präzision bewegen.*



Funktionsweise des VLT-Interferometers. Links: korrelierte Intensität zweier Teleskope des VLT als Funktion der relativen Verschiebung der zugehörigen *delay lines*. Bei annähernder Gleichheit der Lichtwege erhält man Oszillationen der Intensität – ein Interferogramm. Die relative Wegänderung zwischen zwei Maxima der Oszillationen beträgt eine Lichtwellenlänge; in diesem Fall $1.2\mu\text{m}$. Die Einhüllende des Interferogramms ist durch die zeitliche Kohärenz des detektierten Lichtes gegeben. Die Fluktuation der Gesamthelligkeit entsteht durch Brechungsindexfluktuationen in der Erdatmosphäre. Mitte: farbliche Darstellung von zeitlich aufeinanderfolgenden Interferogrammen (von unten nach oben). Die relativen Verschiebungen werden durch Unregelmäßigkeiten in der Verzögerungskorrektur hervorgerufen. Rechts: kalibrierter Kontrast von Interferogrammen eines aufgelösten Sterns als Funktion der projizierten Basislänge b zwischen den Teleskopen dividiert durch die Wellenlänge λ , ausgedrückt als inverser Winkel. Die durchgezogene Linie zeigt den Fit einer Modellkurve an die Messungen.

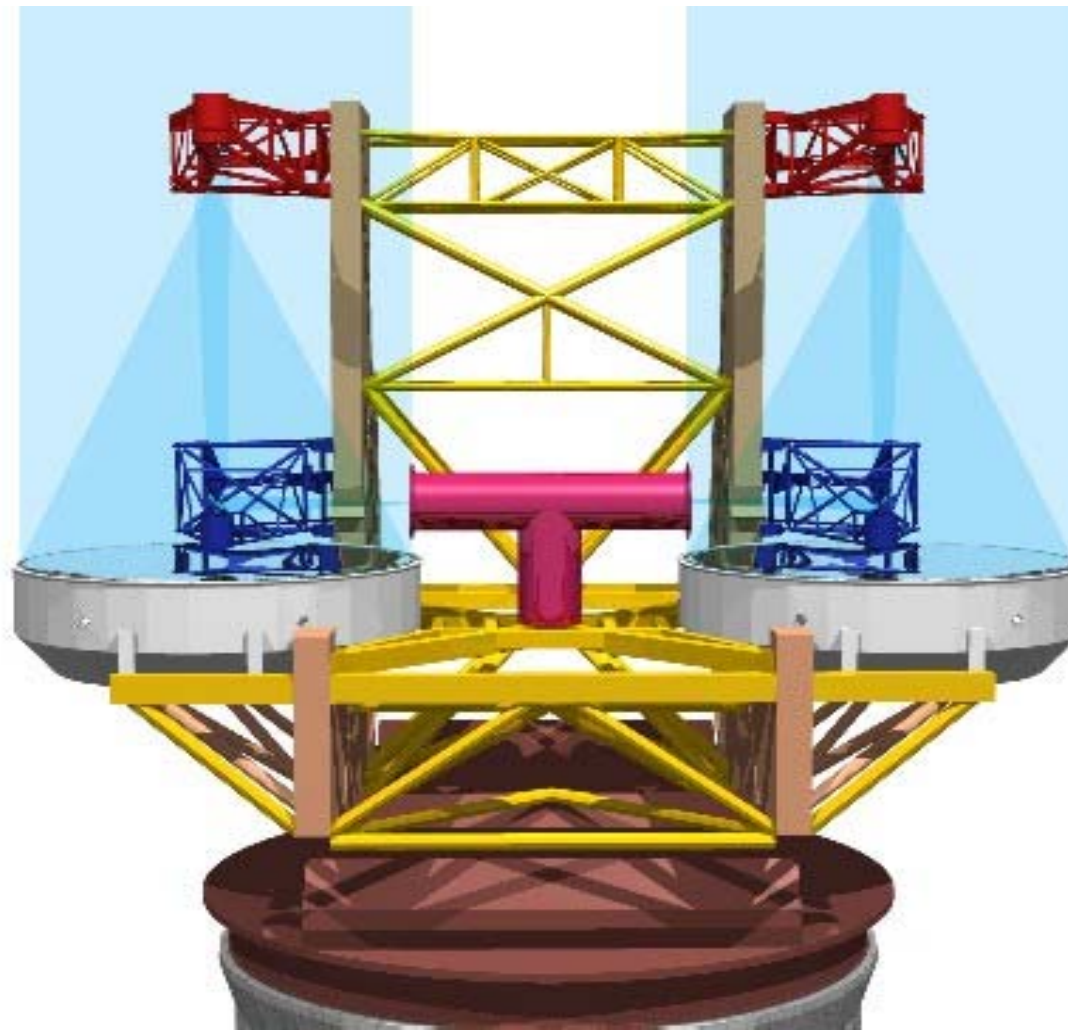


Abbildung 1.4.12: Modell des Large Binocular Telescope (LBT).



Abbildung 1.4.13: *Das LBT während der Bauphase.*



Abbildung 1.4.14: *Das LBT im September 2004 auf dem Mt. Graham, USA.*