



Astronomische Beobachtungen vom Erdboden aus sind in ihrer Qualität durch die Turbulenz der Erdatmosphäre begrenzt. Unabhängig vom Teleskopdurchmesser entspricht das tatsächliche Auflösungsvermögen dem eines 10- bis 20-cm-Teleskops. Der Bau immer größerer Teleskope diente in der Vergangenheit weniger dazu, das Auflösungsvermögen zu verbessern, als dazu, mehr Photonen zu sammeln und damit schwächere Quellen zu erreichen.

Die Technik der adaptiven Optik erlaubt es jedoch, mit Hilfe deformierbarer Spiegel den störenden Einfluß der Turbulenz zu vermindern, so daß allein der Durchmesser des Teleskops das Auflösungsvermögen bestimmt. Das erste Konzept einer adaptiven Optik wurde bereits in den fünfziger Jahren von Horace Babcock entwickelt. Dabei müssen sowohl der deformierbare Spiegel als auch der Wellenfrontsensor, d. h. die Kamera, die die Turbulenzen mißt, schneller sein als die Änderungsrate der Turbulenzen. Unter gewöhnlichen Bedingungen müssen die Messung und die Korrektur der Wellenfront 50–200 mal pro Sekunde erfolgen. Für die damaligen deformierbaren Spiegel und Kameras waren diese Anforderungen zu hoch.

In den siebziger und achtziger Jahren wurden Systeme mit adaptiver Optik vom amerikanischen Militär für die fokussierte Abbildung hochenergetischer Laserstrah-

Künstlicher Stern über dem Calar Alto

Adaptive Optik mit Alfa am 3.5-m-Teleskop. Teil 1

von Andreas Glindemann und Andreas Quirrenbach

Im Oktober 1996 ist am 3.5-m-Teleskop auf dem Calar Alto das System adaptiver Optik Alfa in Betrieb gegangen, mit dem die Störungen des vom Teleskop erzeugten Bildes infolge der atmosphärischen Turbulenzen minimiert werden können. Alfa steht für »Adaptive Optics with Laser For Astronomy«, da ein Laser verwendet wird, um in den oberen Schichten der Erdatmosphäre, in 90 bis 100 km Höhe, einen künstlichen Leitstern zu erzeugen. Durch den Einsatz dieses künstlichen Leitsterns können, anders als bei Systemen mit einem natürlichen Leitstern, nahezu alle Himmelsbereiche beobachtet werden. Alfa, ein gemeinsames Projekt der MPIs für Astronomie in Heidelberg und für Extraterrestrische Physik in Garching, gehört zu den ersten derartigen Systemen an einem Großteleskop.

len und für die Beobachtung von Satelliten entwickelt. Diese Projekte waren jedoch streng geheim und wurden erst vor wenigen Jahren der Öffentlichkeit zugänglich gemacht.

Das erste zivile Teleskop, das mit einer adaptiven Optik ausgerüstet wurde, war 1990 das 3.6-m-Teleskop der ESO auf La Silla, Chile (Fritz Merkle, SuW 28, 708 [12/1989]). Auf der Nordhalbkugel wurde

im Juli 1996 das 3.6-m-Canada-France-Hawaii-Telescope (CFHT) auf dem Mauna Kea, Hawaii (http://www.cfht.hawaii.edu/manuals/aob/first_images.html) als erstes Großteleskop mit einer adaptiven Optik ausgerüstet. Beide Systeme müssen allerdings ohne einen Laser auskommen, d. h., die Beobachtungen bleiben auf die Nachbarschaft ausreichend heller, für die Messung der Turbulenz geeigneter Sterne beschränkt.

Nur ganz wenige Observatorien verfügen über ein System adaptiver Optik mit einem von einem Laser erzeugten Leitstern. Zum einen ist hier das 1.5-m-Teleskop des Starfire Optical Range in Neu-Mexico (USA) zu nennen, das im Rahmen des Star Wars-Programms von der US Air Force errichtet wurde. Die Hauptaufgabe dieses Teleskops ist jedoch nicht die astronomische Forschung, sondern die Satellitenbeobachtung. Ein weiteres System mit sehr stark experimentellem Charakter ist am Multi Mirror Telescope in Arizona installiert worden, wo schon seit mehreren Jahren Versuche mit adaptiver Optik und einem Laser-Leitstern durchgeführt werden. Am 3-m-Shane-Teleskop des Lick Observatory ist im Herbst 1996 ebenfalls ein Experiment mit einem Laser-Leitstern erfolgreich durchgeführt worden. Dieser Test gilt als Vorbereitung für ein ähnliches System am größten Teleskop der Welt, dem Keck-Teleskop auf dem Mauna Kea in Hawaii. Noch in der Erprobungsphase befindet sich Chaos, das Chicago University Adaptive Optics System. Dieses System wird am 3.5-m-Teleskop auf dem Apache Point in Neu-Mexico (USA) betrieben. Erste Aufnahmen mit einem natürlichen Leitstern und Tests mit dem Laser wurden bereits durchgeführt.

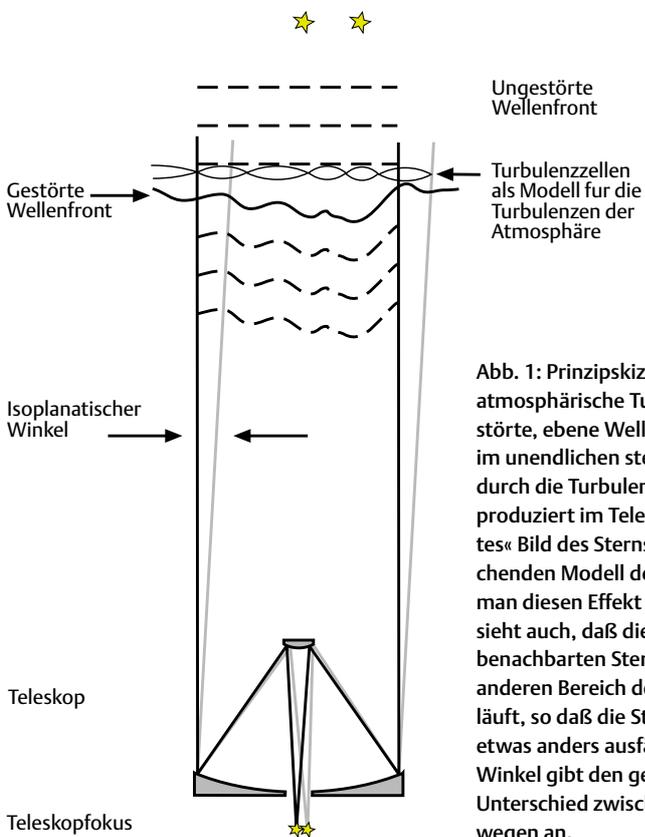


Abb. 1: Prinzipskizze der Abbildung durch atmosphärische Turbulenzen. Die ungestörte, ebene Wellenfront des praktisch im unendlichen stehenden Sterns wird durch die Turbulenzen deformiert und produziert im Teleskop ein »verspeckeltes« Bild des Sterns. Mit dem vereinfachten Modell der Turbulenzzellen kann man diesen Effekt veranschaulichen. Man sieht auch, daß die Wellenfront eines benachbarten Sterns durch einen etwas anderen Bereich der turbulenten Schicht läuft, so daß die Störung der Wellenfront etwas anders ausfällt. Der isoplanatische Winkel gibt den gerade noch akzeptablen Unterschied zwischen den beiden Lichtwegen an.

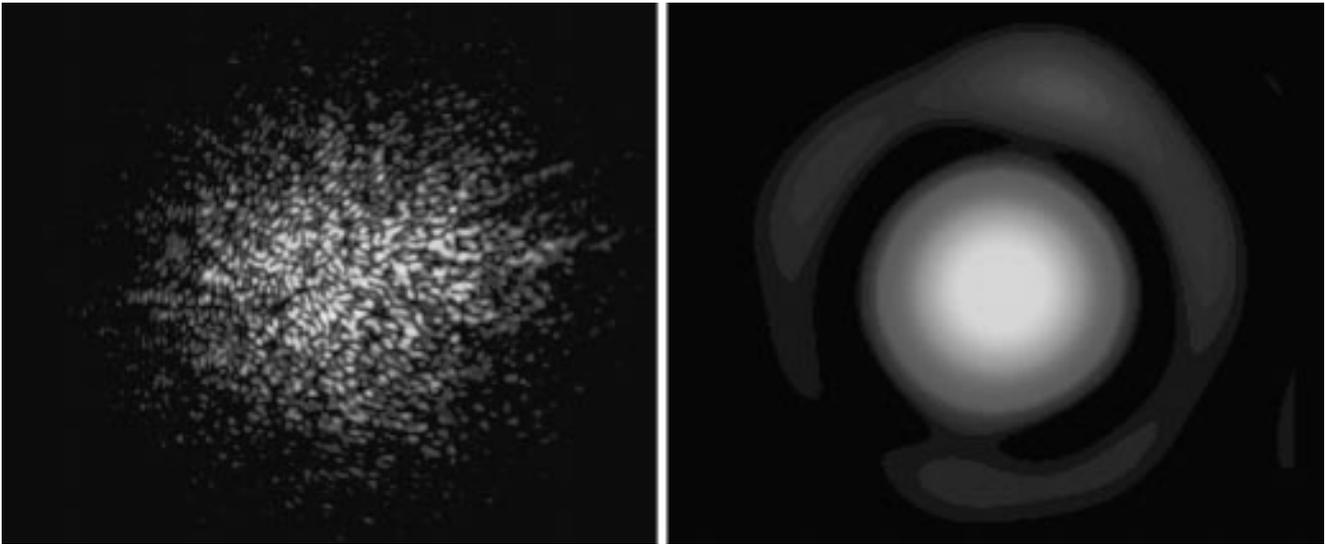


Abb. 2: Für identische atmosphärische Bedingungen an einem 3.5-m-Teleskop simulierte Sternbilder bei 0.5 μm (links) und bei 10 μm (rechts). Während bei 0.5 μm ein Specklebild mit ungefähr 1000 Einzelspeckles und einer Einhüllenden von einer Bogensekunde vorliegt, sieht man bei 10 μm jetzt schon das Beugungsscheibchen mit nur leicht deformierten Beugungsringen.

Alfa ist damit weltweit eines der ersten Laser-Leitsternsysteme, die nur für die astronomische Forschung ausgelegt sind und damit an nahezu jeder Stelle des Himmels hochaufgelöste Bilder liefern können, die mit denen des Hubble-Weltraumteleskops vergleichbar sind (siehe http://queequeg.ifa.hawaii.edu/ao_system/other-systems.html).

Der Einfluß der Atmosphäre

Betrachtet man den Sternenhimmel mit dem bloßen Auge, so fällt in erster Linie das Funkeln der Sterne, die Szintillation, auf. Dieser Effekt wird durch die atmosphärische Turbulenz verursacht, die dafür sorgt, daß ständig kalte und warme Luftschichten vermischt werden. Die Temperaturabhängigkeit des Brechungsindex der Luft führt zu einer, wenn auch sehr schwachen, optischen Inhomogenität. Dadurch zerfällt die Atmosphäre in viele zufällig verteilte Turbulenzzellen mit Durchmessern von 10 bis 20 cm, die wie schwache Linsen wirken (siehe Abb. 1). Durch ihre lichtsammelnde Wirkung sorgen sie in Bodennähe für Intensitätsschwankungen über Bereiche von einigen Zentimetern hinweg. Beim Beobachten mit einem Teleskop von mehreren Metern Durchmesser machen sich die Turbulenzen weniger durch Intensitätsschwankungen als durch die körnige Struktur der Bilder von Einzelsternen störend bemerkbar: Da von der Teleskopapertur viele dieser Turbulenzzellen gleichzeitig erfaßt werden, zersplittert das Bild in viele zufällig verteilte Einzel-

bilder, die Speckles. Die Zahl der Speckles entspricht ungefähr der Anzahl der Turbulenzzellen in der Teleskopapertur. Der Durchmesser des »verspeckelten« Sternbildes beträgt unter guten atmosphärischen Bedingungen ungefähr eine Bogensekunde.

Die Form und die Lage der Specklebilder ändern sich in Abhängigkeit davon, wie schnell die Turbulenzen vor der Teleskopapertur vorbeiziehen. Im allgemeinen muß die Belichtungszeit kürzer als 1/10 Sekunde sein, um ein »scharfes« Specklebild zu liefern. Werden mehrere Aufnahmen mit kurzer Belichtungszeit wie in einem Film aneinandergereiht, so sieht man die zeitliche Veränderung der Turbulenzen als »Wimmelbewegung« der einzelnen Speckles und als seitliches Hin- und Herwandern des Sternbildes. Bei Belichtungszeiten von einigen Sekunden tragen beide Effekte zum Verschmieren des Specklebildes bei, und es entsteht ein gleichmäßig ausgeleuchtetes Bild, dessen Halbwertsbreite (englisch Full Width Half Maximum, FWHM) in der Fachsprache als Seeingscheibchen bezeichnet wird. Je nach Beobachtungsstandort und meteorologischen Bedingungen beträgt das Seeing 0.5 bis 2.5 Bogensekunden.

Die Definition des Auflösungsvermögens eines Teleskops kann verwendet werden, um einen Zusammenhang zwischen dem Seeing und der Größe der Turbulenzzellen herzustellen. Es ist

$$\alpha = \lambda/D \text{ [Radian]}$$

das beugungsbegrenzte Auflösungsvermögen eines Teleskops mit der Öffnung D

bei der Wellenlänge λ . Im Sichtbaren, bei einer Wellenlänge von 0.5 μm hat z. B. ein 3.5-m-Teleskop ein theoretisches Auflösungsvermögen von 0.03 Bogensekunden, d. h. zwei punktförmige Sterne, die 0.03 Bogensekunden voneinander entfernt sind, könnten gerade noch getrennt abgebildet werden. Das durch das Seeing begrenzte Auflösungsvermögen von einer Bogensekunde entspricht einem Teleskopdurchmesser von 10 cm, entsprechend der typischen Größe der Turbulenzzellen.

Im Rahmen der Beschreibung der Turbulenzen als statistisches Phänomen spricht man anstatt von Turbulenzzellen von der Korrelationslänge r_0 , die nach einem amerikanischen Physiker auch Fried-Parameter genannt wird. Diese Größe bezeichnet den Durchmesser der Wellenfront, über den die Wellenfrontstörung, d. h., die Abweichung von der ebenen Welle, vernachlässigbar ist. Daher ist die anschauliche Vorstellung einer Turbulenzzone mit dem Durchmesser r_0 , innerhalb derer sich das Licht ungestört ausbreiten kann, durchaus zutreffend. Je größer die Korrelationslänge wird, je mehr sich also r_0 der Teleskopöffnung D annähert, desto näher kommt das Auflösungsvermögen der Beugungsgrenze α .

Die Wellenfront kann man sich als von den Turbulenzen geschaffene Berg- und Tallandschaft vorstellen, deren typischer Höhenunterschied wellenlängenunabhängig im Bereich von 3–6 μm liegt. Da die für die Bildqualität relevante Abweichung der Wellenfront von der ebenen Welle in Wellenlängen gemessen wird, bedeutet ein Zahlenwert von 3–6 μm bei einer Wellenlänge von 10 μm einen relativ unbedeutenden Wert von 0.3 bis 0.6 Wellenlängen; im Sichtbaren bei einer Wellenlänge von 0.5 μm dagegen beträgt die Abweichung 6–12 Wellenlängen. Eine Formel für die Korrelationslänge r_0 beschreibt diesen Effekt



quantitativ. Es gilt $r_0 \sim \lambda^{6/5}$, d. h. der Bereich, über den die Wellenfrontstörung vernachlässigbar ist, wächst mit der Wellenlänge. Ein r_0 von typischerweise 10 cm bei $0.5 \mu\text{m}$ ist dann gleichbedeutend mit einem r_0 von 360 cm bei $10 \mu\text{m}$!

Die Specklebilder bei $\lambda = 0.5 \mu\text{m}$ und bei $\lambda = 10 \mu\text{m}$ sehen dementsprechend bei identischen atmosphärischen Bedingungen völlig verschieden aus (siehe Abb. 2). An einem 3.5-m-Teleskop hat man im Sichtbaren bei $0.5 \mu\text{m}$ eine Wolke von $(D/r_0)^2 \approx 1000$ Speckles, die sich in einer wilden Wimmelbewegung befinden und deren Einhüllende eine Halbwertsbreite von 1 Bogensekunde hat. Jedes Speckle hat die Größe des Beugungsscheibchens des Teleskops, also 0.036 Bogensekunden. Im Infraroten, bei $10 \mu\text{m}$, gibt es dagegen nur ein einziges Speckle mit einer Halbwertsbreite von 0.6 Bogensekunden. Dies entspricht der Größe des Beugungsscheibchens bei $10 \mu\text{m}$, da r_0 größer als der Teleskopdurchmesser D ist. Der einzige Effekt der Turbulenzen besteht darin, daß das Bild relativ langsam hin- und herwandert.

Anhand dieses Zahlenbeispiels bekommt man bereits einen Eindruck davon, wie verschieden die Anforderungen an eine adaptive Optik bei $\lambda = 0.5 \mu\text{m}$ und bei $\lambda = 10 \mu\text{m}$ sind. Während es bei $10 \mu\text{m}$ ausreicht, die Bildbewegung einzufrieren, um ein beugungsbegrenztes Bild zu erzeugen, müssen bei $0.5 \mu\text{m}$ alle 1000 Speckles mit Hilfe eines deformierbaren Spiegels in einem einzigen Beugungsscheibchens vereint werden, um die theoretisch mögliche Abbildungsleistung des Teleskops zu erreichen. Wegen der extremen technischen Anforderungen an ein System adaptiver Optik im sichtbaren Spektralbereich beschränkt man sich heute meist noch darauf, im nahen Infraroten bei 1-2 μm zu beobachten, wo wegen der kleineren Zahl von 50–200 Speckles auch die Anforderungen an die adaptive Optik geringer sind. Im nächsten Abschnitt werden diese Anforderungen im Einzelnen erläutert.

Tip-tilt-Systeme

Die einfachsten Systeme mit adaptiver Optik sind Kippspiegelsysteme, bei denen lediglich die Bildbewegung korrigiert wird. Da die Kippung des Spiegels um zwei Achsen (tip und tilt) erfolgt, spricht man von Tip-tilt-Systemen. Diese Systeme besitzen bereits alle Elemente, die auch eine adaptive Optik mit deformierbarem Korrekturspiegel benötigt: einen Wellenfrontsensor, einen schnellen Computer und einen Korrekturspiegel. Bei einem Tip-tilt-System wird mit einer schnellen Kamera, dem Tip-tilt-Sensor, die Position des Sterns 30–100 mal

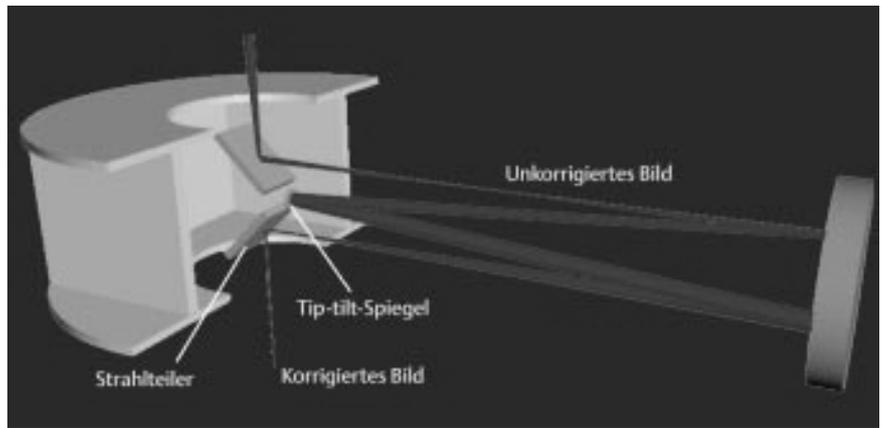


Abb. 3: Konstruktionszeichnung des Tip-tilt-Systems Charm mit »aufgeschnittenem« Flansch. Der Umlenkspiegel lenkt das Licht so auf den Parabolspiegel, daß auf dem Tip-tilt-Spiegel ein Bild der Teleskopöffnung entworfen wird. Nach nochmaliger Reflektion am Parabolspiegel entsteht das korrigierte Bild. Der Strahlteiler reflektiert den infraroten Anteil des Lichts wie in der Zeichnung dargestellt. Der sichtbare Anteil wird durchgelassen (nicht gezeigt) und zur Messung der Bildposition benutzt.

pro Sekunde gemessen, und die daraus von einem Computer berechneten Korrekturwerte werden an die Steuerelektronik übermittelt, die den Tip-tilt-Spiegel so nachführt, daß das Bild stabilisiert wird. Der zur Steuerung des Tip-tilt-Spiegels verwendete Stern wird Leitstern genannt und darf nicht weiter als eine Bogenminute von dem astronomischen Objekt entfernt sein, da die Bewegungsmuster von Leitstern und Objekt sonst zu verschieden sind. Abb. 3 zeigt das Tip-tilt-System Charm, das als Testsystem für Alfa für das 3.5-m-Teleskop gebaut wurde.

Mit der Verkippung des Spiegels sorgt man dafür, daß die Abweichung der Wellenfront von einer ebenen Welle minimal wird. Wie oben erwähnt, ist die Form der deformierten Wellenfront nicht von der Wellenlänge abhängig. Daher kann der Tip-tilt-Sensor in einem anderen Wellenlängenbereich, z. B. im Sichtbaren, arbeiten als die Infrarotkamera, mit der die wissenschaftlichen Beobachtungen durchgeführt werden. Der entscheidende Vorteil dabei ist, daß die Belichtungszeit des korrigierten Bildes in der Infrarotkamera nahezu beliebig lang sein kann, so daß auch extrem schwache Sterne mit hoher Auflösung beobachtbar werden.

Da der Tip-tilt-Sensor im Strahlengang nach dem Tip-tilt-Spiegel angeordnet ist, ist die Bewegung des Spiegels auch auf dem Tip-tilt-Sensor zu sehen. Bei jedem Korrekturzyklus wird die Abweichung des Sternbildes von der Sollposition korrigiert: Die Nachführung wird über einen Rückkopplungskreis gesteuert. Er hat erhebliche Vorteile gegenüber dem offenen Regelkreis, bei dem die Nachführung nicht kontrolliert wird.

Mit Tip-tilt-Systemen kann man das Intensitätsmaximum des Seeing-Scheibchens je nach Seeing-Bedingungen im nahen Infrarot bei $2 \mu\text{m}$ Wellenlänge um 10 bis 80%, und die Halbwertsbreite des Seeing-Scheibchens um 0.3 Bogensekunden verbessern. Wenn also das unkorrigierte Seeing 1.5 Bogensekunden beträgt, hat das korrigierte Bild eine Halbwertsbreite von ungefähr 1.2 Bogensekunden, und das Intensitätsmaximum ist um 10% erhöht. Wenn die Ausgangsbedingungen mit 0.7 Bogensekunden schon ausgezeichnet sind, wird das Intensitätsmaximum fast verdoppelt, und man erhält sogar 0.4 Bogensekunden Halbwertsbreite. Abb. 4 zeigt eine Tip-tilt-korrigierte Aufnahme des Trapezhaufens im Sternbild Orion mit einer Halbwertsbreite von 0.35 Bogensekunden, die bei einem Seeing von 0.7 Bogensekunden entstand. Bei längeren Wellenlängen, im Bereich von $10 \mu\text{m}$, erhält man bereits mit einer Tip-tilt-Korrektur ein beugungsbegrenztes Bild.

Der Nachteil von Tip-tilt-Systemen ist, daß beugungsbegrenzte Bilder im nahen Infrarot nicht möglich sind und daß sich durch die starke Abhängigkeit von den Ausgangsbedingungen keine konstante Bildqualität erzielen läßt. Hierfür muß ein deformierbarer Spiegel verwendet werden, der sich der Form der Wellenfront anpassen kann, so daß die Wellenfront nach der Reflektion an dem deformierten Spiegel dem Ideal einer ebenen Welle wesentlich näher kommt. Bevor die Funktionsweise der adaptiven Optik erläutert wird, soll im nächsten Abschnitt der für die Anwendbarkeit solcher Systeme wichtige Begriff der Himmelsbedeckung diskutiert werden.



Himmelsbedeckung

Anhand der Tip-tilt-Systeme können auch die wichtigen Begriffe Grenzhelligkeit und Isoplanasie erläutert werden. Als Grenzhelligkeit bezeichnet man die Helligkeit, die der Leitstern haben muß, um die Bildlage 30 bis 100mal pro Sekunde korrigieren zu können. Hierzu betrachtet man die Zahl der Photonen, die von dem Leitstern durch die Teleskopapertur nach den verschiedenen Reflektionen auf den Detektor fallen. Unter Hinzunahme der Kurven für die Quantenausbeute des Detektors kann die Zahl der Photoelektronen im Detektor bei einer vorgegebenen Sternhelligkeit berechnet werden. Nimmt man an, daß für eine verlässliche Bestimmung der Bildposition mindestens 100 Photoelektronen nötig sind, so erhält man für ein 3.5-m-Teleskop als Grenzhelligkeit $V = 16$ mag.

Der isoplanatische Winkel gibt an, wie weit der Leitstern von dem astronomisch interessierenden Objekt entfernt sein darf, ohne daß sich die Bildstabilisierung verschlechtert. Da das Licht von verschiedenen Objekten am Himmel nicht durch identische Luftmassen läuft, bevor es in die Teleskopapertur fällt, ist auch die Bildbewegung nicht identisch (siehe Abb. 1). Je nachdem, wie stark die Lichtwege in den turbulenten Schichten überlappen, wird das Bewegungsmuster ähnlich sein. Wenn man verlangt, daß die Wellenfronten sich in 10 km Höhe, dort, wo sich häufig turbulente Schichten bilden, zu 50% überlappen, so kann man bei einem 3.5-m-Teleskop den isoplanatischen Winkel zu $(0.5 \times 3.5 \text{ m}) / (10 \text{ km}) = 0.5$ Bogenminuten abschätzen.

Der isoplanatische Winkel bezeichnet nicht nur den maximalen Abstand zwischen Leitstern und Objekt sondern auch das maximale korrigierbare Bildfeld. Bei einem Tip-tilt-System wird also ein kreisförmiges Bildfeld mit einem Durchmesser von einer Bogenminute um den Leitstern korrigiert.

Aus der Grenzhelligkeit und dem isoplanatischen Winkel kann man die für die Anwendbarkeit der adaptiven Optik entscheidende Größe der Himmelsbedeckung ableiten. Die Frage ist: Wieviel Prozent des Himmels kann man beobachten, wenn sich innerhalb einer Bogenminute um die zu untersuchende Quelle ein Stern 16. Größe befinden muß? Die Antwort hängt natürlich davon ab, ob man am galaktischen Äquator mit seiner hohen Sterndichte oder am galaktischen Pol beobachtet. Am Äquator steht nahezu überall ein Stern der 16. Größe innerhalb einer Bogenminute, die Himmelsbedeckung ist also 100%. An den Polen hat man 50% Chance, einen solchen Stern zu finden. Im folgenden werden wir

sehen, wie die Himmelsbedeckung bei Systemen mit stärkerer Korrektur kontinuierlich abnimmt.

Adaptive Optik mit deformierbaren Spiegeln

Adaptive Systeme mit deformierbaren Spiegeln funktionieren im Prinzip wie Tip-tilt-Systeme. Nur wird hier anhand des Leitsterns nicht nur die Bildbewegung bestimmt, sondern auch die Form und Verteilung der Turbulenzzellen, die sogenannten höheren Ordnungen der atmosphärischen Turbulenz, die dafür verantwortlich sind, daß das Sternbild in viele Speckles aufgesplittert wird. Abb. 5 zeigt die Prinzipskizze eines adaptiven Systems. Da sich die einzelnen Turbulenzzellen, die die Speckles hervorrufen, schneller bewegen als die Bildposition, die mit einem Tip-tilt-System korrigiert wird, muß die Kamera jetzt 100 bis 1000mal pro Sekunde ein Bild auslesen, um die Veränderung der Turbulenzzellen kompensieren zu können. Der Leitstern muß also heller sein als bei einem Tip-tilt-System, da die Belichtungszeit kürzer ist. Er muß sogar sehr viel heller sein, weil zur Bestimmung der höheren Ordnungen der atmosphärischen Turbulenz ein Wellenfrontensensor verwendet wird, der wesentlich mehr Licht benötigt, als zur Messung der Bildposition in einem Tip-tilt-System erforderlich ist. Im Extremfall muß der Leitstern in einem System mit adaptiver Optik bis zu 1000mal, also bis zu 7.5 mag heller sein als in einem Tip-tilt-System.

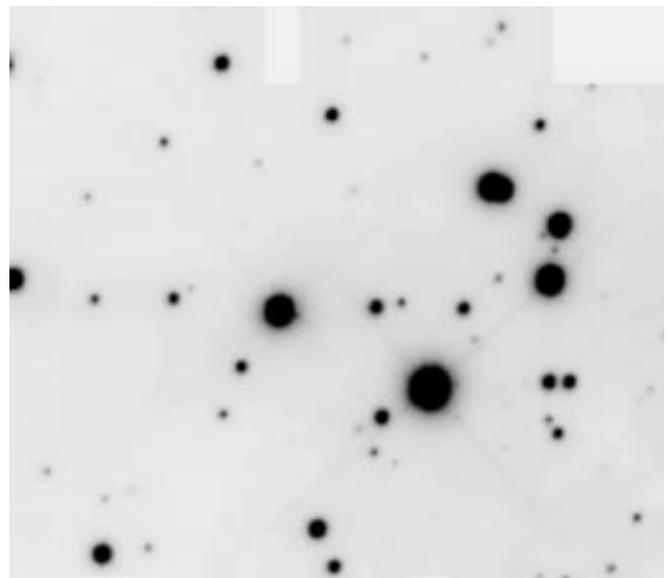
Der verwendete Computer muß ebenfalls viel leistungsfähiger sein, da er nicht nur aus der Bildposition die beiden Ansteuerungssignale für den Tip-tilt-Spiegel, sondern aus den vom Wellenfrontensensor gelie-

ferten Informationen die höheren Ordnungen der Wellenfront berechnen muß.

Um ein beugungsbegrenztes Bild zu erhalten, ist es nicht nötig, jede Turbulenzzelle der Wellenfront zu korrigieren. Um das zu verstehen, muß man sich zunächst von dem vereinfachenden Modell der Turbulenzzellen lösen und die Beschreibung der turbulenten Wellenfront mit einem Polynom, in der Regel mit einem Zernike-Polynom, wählen. Zernike-Polynome werden häufig in der Optik verwendet, da die ersten 9 Ordnungen klassische Bildfehler, wie sphärische Aberration, Astigmatismus oder Koma, bezeichnen. Wenn die Berg- und Tallandschaft der Wellenfront mit einem Zernike-Polynom beschrieben wird, stellt man fest, daß die niedrigsten Ordnungen, nämlich die Neigung (Tip-tilt) der Wellenfront im statistischen Mittel die größten Werte haben. Das ist der Grund, warum man im nahen Infrarot mit einem Tip-tilt-System eine spürbare Verbesserung erzielen kann.

Beginnt man nun, mit deformierbaren Spiegeln mehr und mehr höhere Ordnungen zu korrigieren, so werden die verbleibenden Aberrationen der Wellenfront, also die Abweichung von der ebenen Welle, immer kleiner. Da man aber mit den niedrigen Ordnungen, d. h. mit der Korrektur der weiträumigen Strukturen der Wellenfront beginnt, wird die Größe r_0 , die die Größe der Turbulenzzellen und damit die kleinste signifikante Struktur der Wellenfront beschreibt, kaum geändert. Das führt dazu, daß mit steigendem Korrekturgrad das Seeringscheibchen mit den Speckles erhalten bleibt, daß aber im Zentrum ein beugungsbegrenztes Airyscheibchen entsteht. Das Intensitätsverhältnis zwischen dem zentralen Airyscheibchen und dem seeingbegrenzten Halo verschiebt sich mit stei-

Abb. 4: Tip-tilt-korrigiertes Bild des Trapezhaufens im Orionnebel bei $2.12 \mu\text{m}$. Die korrigierten Sternbilder haben eine Halbwertsbreite von 0.35 Bogensekunden, und das Bildfeld ist 54×54 Quadratbogensekunden groß. Zum Vergleich: Das Auflösungsvermögen des Hubble-Weltraumteleskops liegt bei 0.22 Bogensekunden.



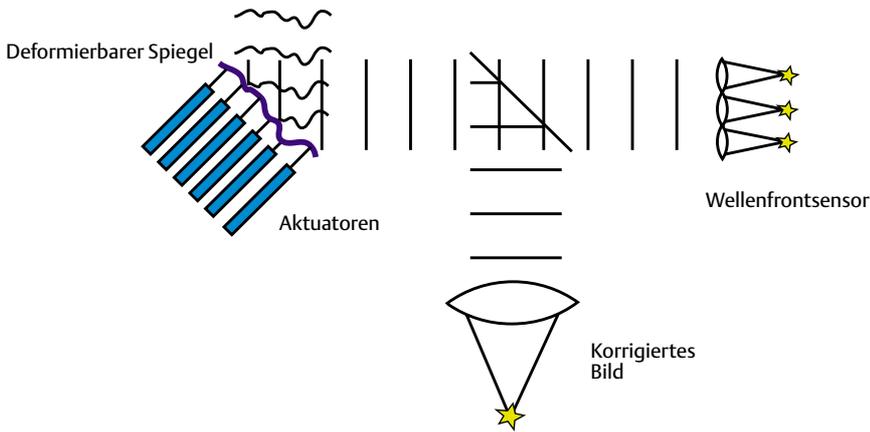


Abb. 5: Prinzip des Rückkoppelkreises in der adaptiven Optik. Die gestörte Wellenfront wird von dem entsprechend deformierten Spiegel als perfekte ebene Welle reflektiert. Sekundenbruchteile später hat sich die Welle durch die Änderung der Turbulenzen etwas verformt, und das Oberflächenprofil des deformierbaren Spiegels ist nicht mehr exakt angepaßt. Der Wellenfrontsensor mißt genau diese kleine Abweichung und stellt den deformierbaren Spiegel neu ein. Wenn diese Messungen schneller als die Änderungsrate der Turbulenzen durchgeführt werden, wird man immer dicht am Ideal der ebenen Welle bleiben.

gendem Korrekturgrad mehr und mehr zugunsten des Airyscheibchens, bis am Ende bei perfekter Korrektur der Halo verschwunden ist. Man kann den Korrekturgrad dann als ausreichend ansehen, wenn der Halo bei der Beobachtung nicht mehr stört.

Ein Maß für die Qualität ist das sogenannte Strehlverhältnis, der Quotient zwischen dem Intensitätsmaximum im korrigierten Bild und dem Intensitätsmaximum im perfekten Airyscheibchen. Werte des Strehlverhältnisses zwischen 30 und 50 % sind für die meisten Beobachtungen ausreichend. Unter durchschnittlichen Seeing-Bedingungen müssen 20 bis 40 Ordnungen des Zernike-Polynoms korrigiert werden, um dieses Strehlverhältnis zu erreichen. Der verbleibende Halo ist dann kleiner als 5% des Intensitätsmaximums des korrigierten Bildes. Es gibt allerdings auch Fälle, bei denen diese Resthelligkeit bei weitem zu groß ist: etwa bei der Suche nach extrasolaren Planeten. Um Planeten entdecken zu können, benötigt man Systeme, die 1500–2000 Ordnungen korrigieren, so daß der Halo wesentlich schwächer als das Rauschen des Detektors wird.

Der Wellenfrontsensor

Die Messung der höheren Ordnungen der Wellenfront kann auf drei verschiedene Arten erfolgen:

- Mit einer klassischen Interferometermethode, dem Shearing-Interferometer,

- mit dem Krümmungssensor durch die Intensitätsmessung im defokussierten Bild, wobei man sich die Szintillation zunutze macht, und
- mit dem Shack-Hartmann Sensor, der aus dem Hartmann-Test entwickelt wurde.

Im Shearing-Interferometer wird die Wellenfront seitlich verschoben und mit sich selbst zur Interferenz gebracht. Dieses Verfahren funktioniert auch mit relativ breitbandigem Licht, da die Wellenfront mit sich selbst überlagert wird. Es hat jedoch seine Grenzen, wenn die Abweichungen der überlagerten Wellen voneinander größer als die Kohärenzlänge werden. Die daraus folgende Beschränkung der Bandbreite und damit der Grenzhelligkeit hat dazu geführt, daß sich dieses Verfahren wenig durchgesetzt hat.

Aus der Messung der Intensität im defokussierten Bild wird im sogenannten Krümmungssensor die Wellenfront rekonstruiert. Dieses Verfahren ist eng mit dem Namen François Roddiers verknüpft, eines französischen Physikers, der diese Methode vor zehn Jahren vorgeschlagen hat und der an der Universität Hawaii praktisch im Alleingang einen Krümmungssensor gebaut hat, der jetzt erfolgreich am CFHT eingesetzt wird. Bei dieser Methode benutzt man die Szintillation, die bereits am Anfang dieses Artikels auf die lichtsammelnde und -zerstreuende Wirkung der atmosphärischen Turbulenzen zurückgeführt wurde. Eine genauere mathematische Analyse zeigt, daß die Intensitätsverteilung

am Boden zur Krümmung der einige Kilometer darüber liegenden Turbulenzschicht proportional ist. Eine komplizierte mathematische Umformung erlaubt es, von der Intensitätsverteilung auf die Form der Wellenfront zu schließen. Das Verfahren arbeitet sehr robust und läßt sich leicht an die Seeing-Bedingungen anpassen. Die sehr komplizierten Rechenalgorithmen sind der wesentliche Grund, der einer weiteren Verbreitung im Wege steht.

Der in der Astronomie am weitesten verbreitete Wellenfrontsensor ist der Shack-Hartmann-Sensor, dessen Prinzip in Abb. 6 dargestellt ist. (Vgl. auch Raymond Wilson, SuW 31, 525[8-9/1992].) Er basiert auf dem Hartmann-Test, bei dem eine mit Löchern versehene Blende in der Teleskoppupille angebracht wird und aus den Strahlverläufen hinter der Blende geometrisch-optisch die Bildfehler berechnet werden. Diese Methode wurde von Shack erweitert, indem ein Linsenraster in die Pupille des Teleskops gesetzt wird und aus der Lage der Bilder hinter jeder Einzellinse auf die Neigung der Wellenfront in der Einzellinse geschlossen wird. Aus dem Gradientenfeld, das sich aus der Messung aller Bilder ergibt, kann die Wellenfront rekonstruiert werden.

Diese Methode ist eine Erweiterung der Messung der Bildlage im Tip-tilt-Sensor. Da mit dem Shack-Hartmann-Sensor die höheren Ordnungen der Zernike-Polynome gemessen werden, wird die Pupille durch das Linsenarray unterteilt. Die Zahl der Ordnungen, die mit dem Shack-Hartmann-Sensor gemessen werden können, hängt von der Zahl der Freiheitsgrade ab, d. h., von der Zahl der gemessenen Gradienten. Wenn die Teleskopapertur in 20 Subaperturen unterteilt wird, dann liefern die 20 Einzelbilder je zwei Koordinaten (x und y) für die Bildlage. Das System hat dann 40 Freiheitsgrade. In der Praxis ist es jedoch trotzdem nicht möglich, 40 Ordnungen des Zernike-Polynoms zu bestimmen, da die Positionen der Einzelbilder statistisch nicht voneinander unabhängig sind. In den meisten Fällen können mit 20 Subaperturen kaum mehr als 20 Ordnungen verlässlich bestimmt werden.

Ein weiterer Vorteil des Shack-Hartmann-Sensors ist, daß er genau wie der Tip-tilt-Sensor (aber im Gegensatz zur interferometrischen Methode), mit sehr breitbandigem Licht betrieben werden kann und daß auch ausgedehnte Objekte für die Messung genommen werden können, solange diese nicht größer als das Bildfeld der Einzelbilder sind.

Aufgrund der Ähnlichkeit mit dem Tip-tilt-Sensor ist es nun relativ leicht möglich, die Grenzhelligkeit und den isoplanatischen Winkel abzuleiten. Zur Grenzhellig-



keit tragen zwei Größen bei: die Belichtungszeit und die Fläche der Subapertur. Die Belichtungszeit muß linear mit dem Durchmesser der Subapertur abnehmen, um die Bildlage mit gleichbleibender Genauigkeit zu messen. Dem Zahlenbeispiel mit 20 Subaperturen liegt ein Linsenarray mit 5×5 Einzellinsen zugrunde. Der Durchmesser der Einzellinse beträgt demzufolge ein Fünftel des Teleskopdurchmessers. Um die gleiche Genauigkeit wie bei der vollen Apertur zu erreichen, muß die Belichtungszeit also auf ein Fünftel reduziert werden. Da auf jede Subapertur nur $1/20$ der Photonen fallen, die auf die volle Apertur treffen, muß der Leitstern insgesamt 100mal, also 5 mag heller sein als bei einem Tip-tilt-System. Anstatt eines Leitsterns mit $V = 16$ mag wird jetzt einer mit $V = 11$ mag benötigt.

Der isoplanatische Winkel hängt ebenfalls vom Durchmesser der Subapertur ab. Wenn bei einem Tip-tilt-System ein Winkel von 30 Bogensekunden tolerierbar ist, sind es bei einem Shack-Hartmann-Sensor wegen des auf ein Fünftel reduzierten Durchmessers der Subapertur nur noch 6 Bogensekunden. Dementsprechend hat das korrigierte Bildfeld einen Radius von 6 Bogensekunden um den Leitstern.

Für die Himmelsbedeckung hat schon diese mit den ersten 20 Ordnungen des Zernike-Polynoms immer noch recht bescheidene Korrektur eine katastrophale Auswirkung. Einen Leitstern elfter Größe

innerhalb von $6''$ findet man nur noch in 1% der Fälle. Man muß sich mit den astronomischen Programmen dann auf relativ wenige, ausgewählte Objekte beschränken, wenn man nicht über einen künstlichen Leitstern verfügt.

Der deformierbare Spiegel

Die ersten Versuche mit deformierbaren Spiegeln gab es bereits in den fünfziger Jahren mit dem Fernsehprojektor Eidofor. Hier wurde die Oberfläche einer dünnen Ölschicht mit hoher lokaler Auflösung mit elektrischen Spannungen moduliert, so daß das reflektierte Licht das Fernsehbild enthielt. Diese Technik hat sich bei Fernsehprojektoren allerdings nicht durchgesetzt; heute benutzt man dafür Flüssigkristallzellen, die im Durchlicht betrieben auch in der adaptiven Optik zum Einsatz kommen. Der große Nachteil dieses Verfahrens ist der schmalbandige Korrekturbereich dieser elektrooptischen Elemente, so daß die Grenzhelligkeit stark reduziert wird.

Zwei Techniken haben sich bei den deformierbaren Spiegeln durchgesetzt: Bimorphe Spiegel und Piezospiegel. Bei einem bimorphen Spiegel wird die Spiegeloberfläche mit elektrostatischen Aktuatoren gekrümmt, weshalb er im Zusammenhang mit dem Krümmungssensor für die Messung der Wellenfront bevorzugt wurde. Die Idee war hier, die Messung der lokalen

Krümmung direkt als Steuersignal für den entsprechenden Aktuator zu verwenden, also ein rein analoges Regelungssystem ohne Computer zu realisieren. Diese Vorstellung ließ sich jedoch nicht in befriedigender Weise verwirklichen, weshalb man heute auch beim Krümmungssensor dazu übergegangen ist, mit einem Computer zunächst die Form der Wellenfront zu rekonstruieren, bevor die Steuersignale berechnet und an die Spiegelelektronik geschickt werden.

Der Piezospiegel besteht aus einer Glasschicht von ca. 2 mm Dicke, hinter der sich ein quadratisches Raster aus Piezoaktuatoren befindet. Wenn sich die Piezos durch Anlegen einer Spannung ausdehnen oder zusammenziehen, verformt sich die Spiegeloberfläche im Bereich des Berührungspunktes. Piezospiegel können mit mehreren Hundert Hz betrieben werden. Die volle Auslenkung der Aktuatoren reicht allerdings nicht aus, um auch die Bildbewegung, den Tip-tilt, zu korrigieren. Daher wird in adaptiven Systemen zusätzlich ein Tip-tilt-Spiegel verwendet.

Alle bisher beschriebenen Spiegel sind in ihrem optischen Durchmesser begrenzt, so daß mit einem optischen System die Teleskopapertur auf den Spiegel abgebildet werden muß. Man spricht hier von einem Tertiärspiegelsystem. Es gibt jedoch eine ganz neue Technik, mit der die deformierbaren Spiegel wesentlich größer konstruiert werden können, so daß sie als adaptive Sekundärspiegel in Frage kommen. Im Prinzip sehr einfach, wird hier ein sehr dünner Spiegel mit in Magnetspulen gelagerten Aktuatoren wie eine Lautsprechermembran verformt. Diese Technik befindet sich bereits im Prototypenstadium. Man hat hier den enormen Vorteil, daß kein zusätzlicher Tip-tilt-Spiegel benötigt wird und daß keine zusätzlichen abbildenden Spiegel auf dem Weg vom Sekundärspiegel zur wissenschaftlichen Kamera nötig sind, die die Bildqualität verschlechtern und die – dies ist gerade im Infraroten wichtig – als warme optische Flächen den Strahlungshintergrund erhöhen.

Für das im Bau befindliche Large Binocular Telescope (LBT) auf dem Mount Graham in Arizona (USA), an dem auch mehrere deutsche Institute beteiligt sind, ist ein adaptiver Sekundärspiegel vorgesehen, der einen Durchmesser von 87 cm bei einer Dicke von nur 2 mm hat. Knapp 1000 Aktuatoren sorgen dafür, daß ein sehr hoher Korrekturgrad erreicht werden kann, wenn ein ausreichend heller Leitstern vorhanden ist. □

Im zweiten Teil: Laserleitsterne – Physik der Natriumschicht – Alfa – Der Laserstrahlprojektor – Erste Ergebnisse und Ausblick.

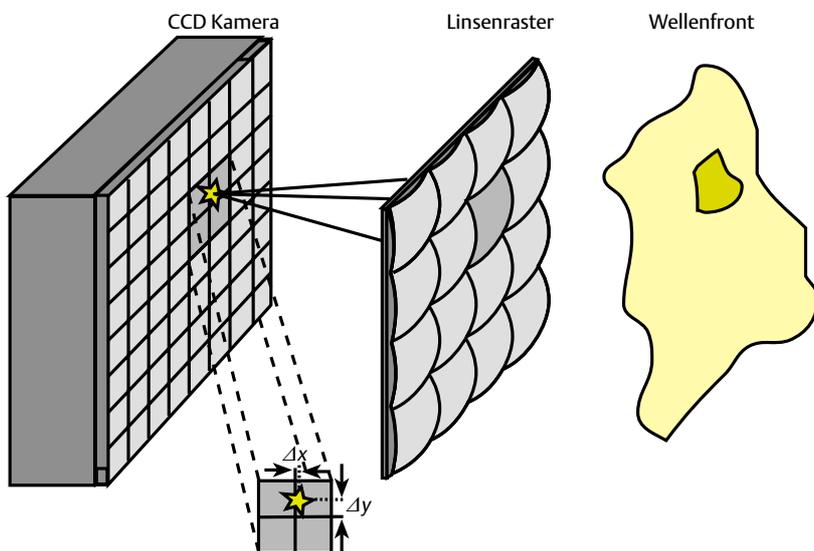


Abb. 6: Prinzipskizze des Shack-Hartmann-Sensors. Aus der einfallenden Wellenfront werden mit den Einzellinsen des Linsenrasters kleine Bereiche »herausgeschnitten« und zur Abbildung des Sterns verwendet. In Abhängigkeit von der mittleren Neigung der Wellenfront in der Einzellinse wird die Position des Sterns (in x und y) mehr oder weniger vom Zentrum des Einzelbildes abweichen. Sind die Positionen aller Einzelbilder des Linsenrasters bekannt, so kann die Form der gesamten Wellenfront als Flickenteppich aus entsprechend gekippten ebenen Stücken rekonstruiert werden.

