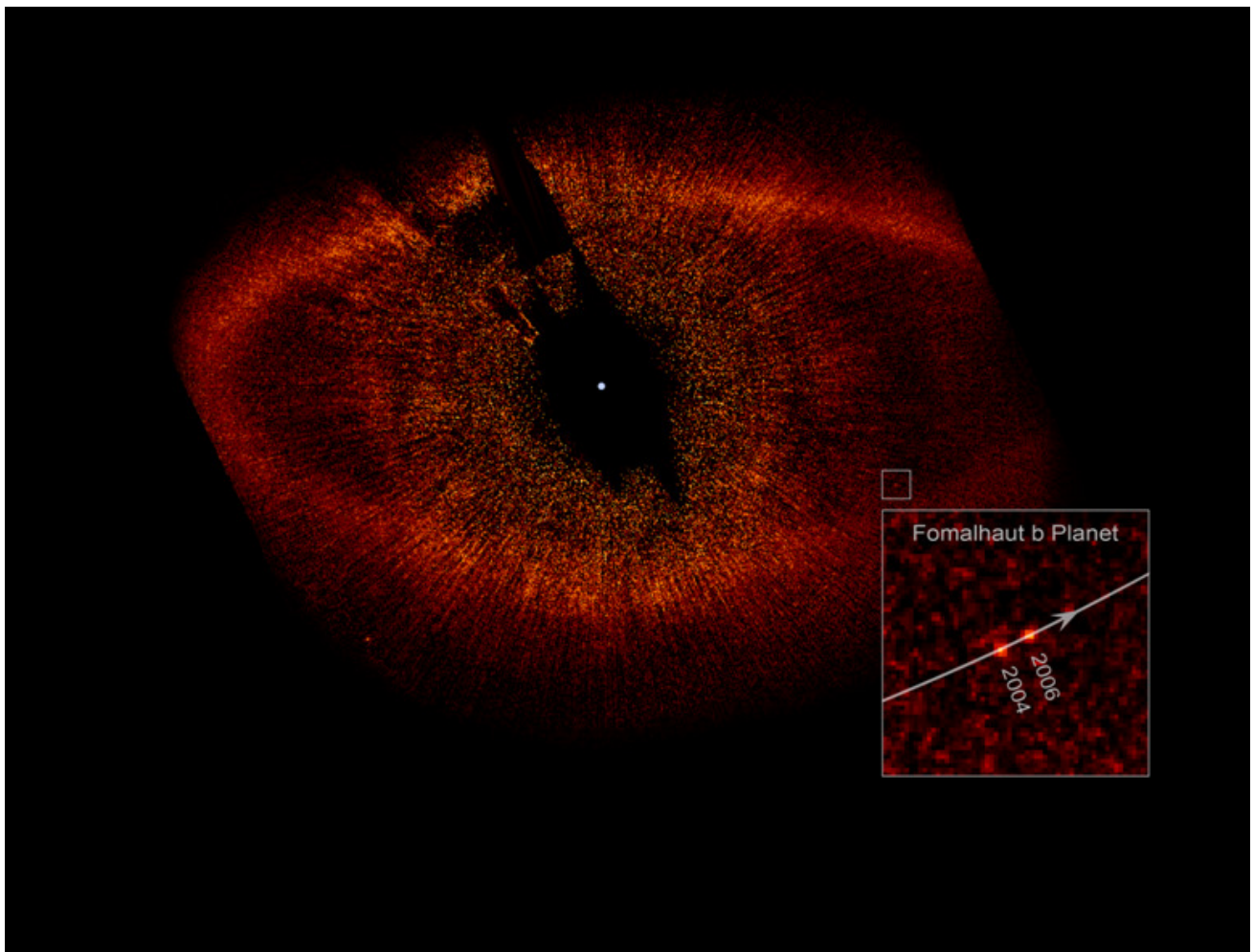


Kleines Lehrbuch der Astronomie und Astrophysik

M. Scholz

Band 11: Extrasolare Planetensysteme



Nachweismethoden und erste Ergebnisse

M.Scholz

Kleines Lehrbuch der Astronomie und Astrophysik

Band 11: Extrasolare Planetensysteme

Nachweismethoden und erste Ergebnisse

E-Book-Ausgabe 2009

Das Werk einschließlich aller seiner Teile ist urheberrechtlich geschützt. Jede Verwertung außerhalb der engen Grenzen des Urheberrechtsgesetzes ist ohne Zustimmung des Autors unzulässig.

Bildnachweis: Wikipedia Commons, NASA, ESA, Autor

M.Scholz

Kleines Lehrbuch der Astronomie und Astrophysik

Band 11

Extrasolare Planetensysteme

Nachweismethoden und erste Ergebnisse

Ausgabe 2009

mathias.scholz@t-online.de

INHALTSVERZEICHNIS

EXTRASOLARE PLANETENSYSTEME.....	2
Nachweismethoden extrasolarer Planeten	4
Astrometrie	6
Radialgeschwindigkeitsmethode.....	8
Transit-Methode	11
Gravitational Microlensing.....	15
Sternbedeckung durch den Mond	19
Direkte Beobachtung	19
Planeten um Pulsare	23
Klassifizierung von Exoplaneten	25

Literatur

Index

Vorwort

Das Ziel dieser mehrbändigen Lehrbuchreihe ist es, grundlegende Erkenntnisse über die Welt außerhalb unserer Erde in systematischer Weise auf einem Niveau, den man im amerikanischen als „undergraduate“ bezeichnen würde, dem Leser näher zu bringen. Dabei wurde sowohl eine gewisse Ausführlichkeit als auch Aktualität (hier etwa 2007) – soweit das bei den einzelnen Themenkomplexen überhaupt möglich ist – angestrebt. Gerade in der Astronomie und Astrophysik beobachtet man gegenwärtig innerhalb kürzester Zeiträume einen enormen Wissenszuwachs, wie man es bei anderen Wissenschaften in diesem Umfang her nur begrenzt kennt. Allein während der Arbeit an dieser Buchreihe erforschte die Raumsonde „Galilei“ das Jupitersystem, erreichte „Cassini“ den Saturn mit seinem komplexen Ringsystem und „Huygens“ die Oberfläche des Saturnmondes Titan; eine ganze Anzahl von „Transplutos“ mit „Eris“ an der Spitze wurden entdeckt, was u.a. dazu führte, daß der neue Begriff „Zwergplanet“ in die astronomische Terminologie eingeführt wurde und die bekannten Merksätze für die Planeten unseres Sonnensystems nur noch bedingt gültig waren und umformuliert werden mußten ...

Während es vor 30 Jahren nicht sonderlich schwierig war, die Anzahl und die Namen der Satelliten der Planeten unseres Sonnensystems aufzusagen, ist das heute längst nicht mehr möglich. Man hat sogar den Eindruck, daß es zunehmend schwieriger wird, für die neuentdeckten Objekte überhaupt Namen zu finden, wie die vielen noch vorläufigen Bezeichnungen der neuentdeckten Jupiter- und Saturnmonde zeigen. Und schließlich soll in diesem Zusammenhang nur noch auf den inflationären Zuwachs an Entdeckungen von Exoplaneten allein im letzten Jahrzehnt hingewiesen werden, die uns viele neue Einsichten in die Struktur und Entstehung von Planeten und Planetensystemen gewährt haben. Gerade an Planeten um weit entfernte Sterne entzündet sich unsere Phantasie, wie die vielen künstlerischen Darstellungen beweisen, die man bei der Recherche im Internet leicht auffinden kann.

Ziel dieser „Einführung“ in die Astronomie und Astrophysik ist es Leser anzusprechen, die einen nicht zu kompakten Einstieg in diese Wissenschaft in deutscher Sprache wünschen und auch daran interessiert sind, an die im Internet oder über Zeitschriften zugängliche Fachliteratur herangeführt zu werden. Angesprochen sind in erster Linie Schüler der Abiturstufe unserer Gymnasien, ihre Lehrer, Studenten der ersten Studienjahre sowie selbstverständlich auch die wachsende Zahl an Liebhaberastronomen (so wie der Autor), die mehr wissen wollen über die Objekte, die sie in ihren „Backyard“- Observatorien oder an Volks- und Schulsternwarten beobachten.

Auf Zitierungen wurde im Text – dem Charakter eines Lehrbuches entsprechend – weitgehend verzichtet. Fachaufsätze lassen sich mittlerweile leicht über Google Scholar oder über das Astrophysics Data System (ADS) recherchieren.

Zum Schluß möchte ich mich noch bei meinem Freunden, Bekannten und Kollegen bedanken, die mich mittelbar und unmittelbar während der Zeit der Erarbeitung dieser Buchreihe unterstützt haben.

M.Scholz

Herbst 2007

Extrasolare Planetensysteme

Die Suche nach planetarischen Körpern bei Sternen unserer näheren kosmischen Umgebung ist mittlerweile ein selbständiges Forschungsgebiet der beobachtenden Astronomie geworden. Als Motivation mag dabei die Hoffnung mitschwingen, irgendwann einmal einen Planeten zu finden, der in seinen Eigenschaften unserer Erde ähnelt. Obwohl letzteres Ziel noch nicht einmal ansatzweise erreicht wurde, hat man jedoch im indirekten Nachweis von sogenannten „Riesenplaneten“ in den letzten Jahrzehnten herausragende Erfolge erzielt. Die Liste der (mehr oder weniger sicheren) Exoplaneten enthält z.Z. (2007) über 240 Eintragungen und es werden durch verbesserte Beobachtungsmethoden (z.B. durch den Einsatz von auf Planetensuche spezialisierten Satelliten wie „COROT“) und durch die Ausweitung der Beobachtungskampagnen auf immer mehr Sterne der Sonnenumgebung von Woche zu Woche mehr. Damit vergrößert sich die statistische Basis für kosmogonische Untersuchungen stetig was wiederum dazu beiträgt, die Entstehung und Entwicklung des eigenen Planetensystems besser zu verstehen. Es soll dabei keinesfalls verschwiegen werden, daß in dieser Beziehung die ersten Resultate eher verwirrend ausgefallen sind. Wohlgeordnete Planetensysteme mit einem „silikatischen“ inneren Teil und einen aus riesigen Gasplaneten bestehenden äußeren Teil scheinen eher eine Ausnahme als die Regel zu sein. Zu klären, warum das so ist, gehört mit zu den schwierigeren Problemstellungen der Planetenkosmogonie.

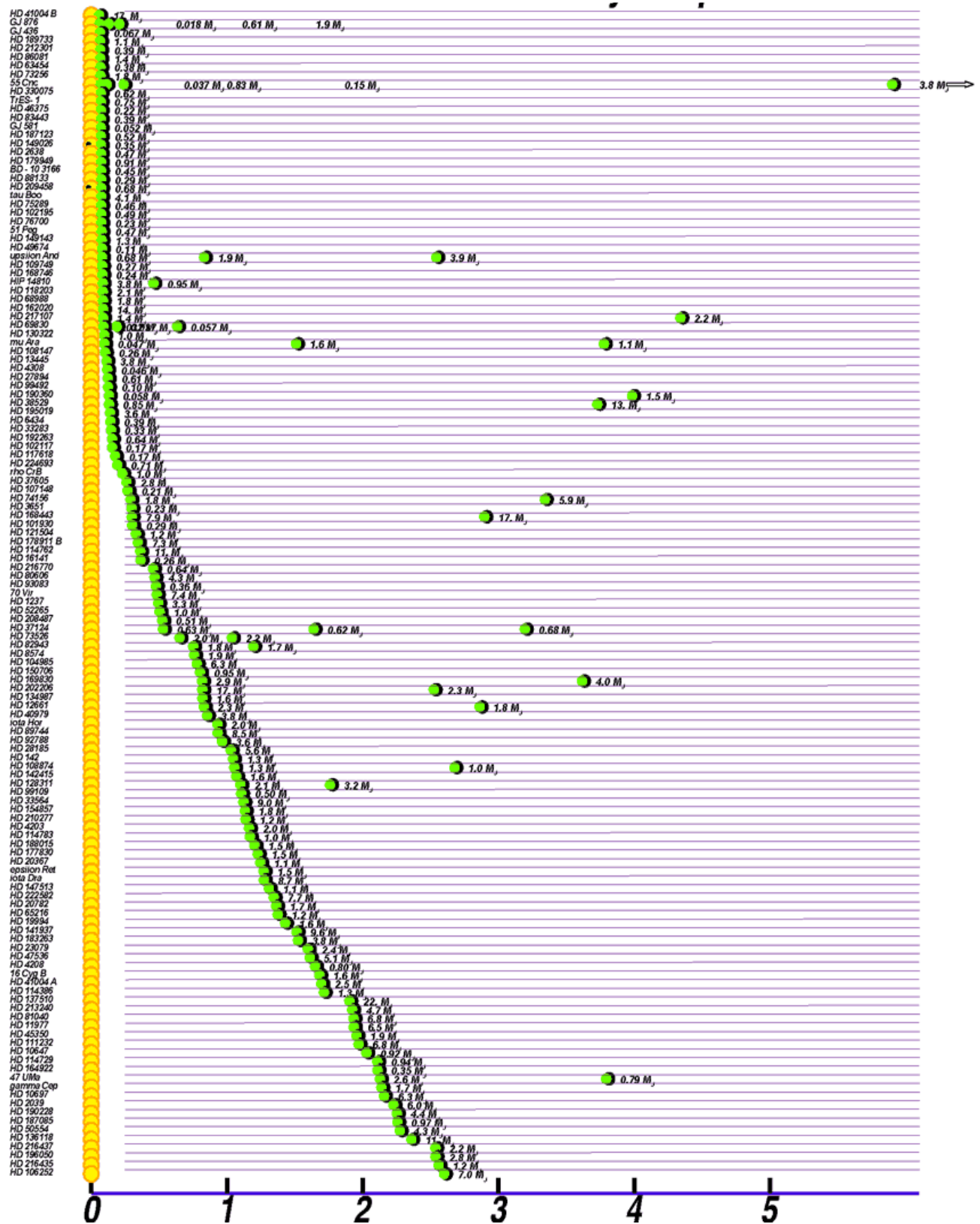
Der erste extrasolare Planet um einen Hauptreihenstern wurde 1995 durch Wissenschaftler (MICHEL MAYOR, DIDIER QUELOZ) der Universität Genf entdeckt. Sie untersuchten das Spektrum des relativ nahen (Entfernung 42 Lichtjahre) und ziemlich sonnenähnlichen Stern 51 Pegasi und bestimmten mit der Radialgeschwindigkeitsmethode seine Bahn im Raum. Dabei konnten sie eine periodische Variation der Radialgeschwindigkeit feststellen, die sich am besten mit der Existenz eines Planeten von ca. 0.6 Jupitermassen in einer Entfernung von 0.05 AE vom Mutterstern erklären läßt. Diese Entdeckung gilt heute als weitgehend gesichert.

Zuvor hatte man lange Zeit vermutet, daß Barnards Stern im Sternbild Ophiuchus von mindestens zwei Planeten umkreist wird. Diese Vermutung stützte sich auf langjährige astrometrische Untersuchungen der Eigenbewegung durch PETER VAN DE KAMP (1901-1995), der im Sproul-Observatorium am Swarthmore College in Philadelphia arbeitete. Eine genaue Revision seiner Messungen in den Jahren 1973 bis 1999 (zuletzt auch mit dem Hubble-Raumteleskop) ergab jedoch, daß er offensichtlich einem systematischen Fehler aufgefressen war und Barnards Pfeilstern definitiv keine Planeten in dem von ihm angegebenen Massebereich besitzt.

Die Schwierigkeit, Planeten bei benachbarten Sternen zu entdecken, hat mehrere Gründe. Als Erstes ist der enorme Helligkeitsunterschied zwischen einem selbstleuchtenden Stern und einem Planeten, der lediglich das Sternlicht reflektiert, zu nennen. Dazu kommt noch der geringe Winkelabstand, der oftmals schon bei nahen Sternen weit unterhalb der heutigen Auflösungsgrenzen optischer Teleskope liegt. Daß man diese Grenze in Einzelfällen aber durchaus überwinden kann, zeigt die Entdeckung eines (wenn auch noch nicht gesicherten) Planeten um den Stern GQ Lupi A durch eine Arbeitsgruppe von Astronomen der Universität Jena (NEUHÄUSER et.al. 2005). Ihnen gelang wahrscheinlich (wenn es sich wider Erwarten nicht doch um einen „Braunen Zwerg“ handelt) die erste direkte Aufnahme eines Planeten außerhalb unseres Sonnensystems.

Einführung

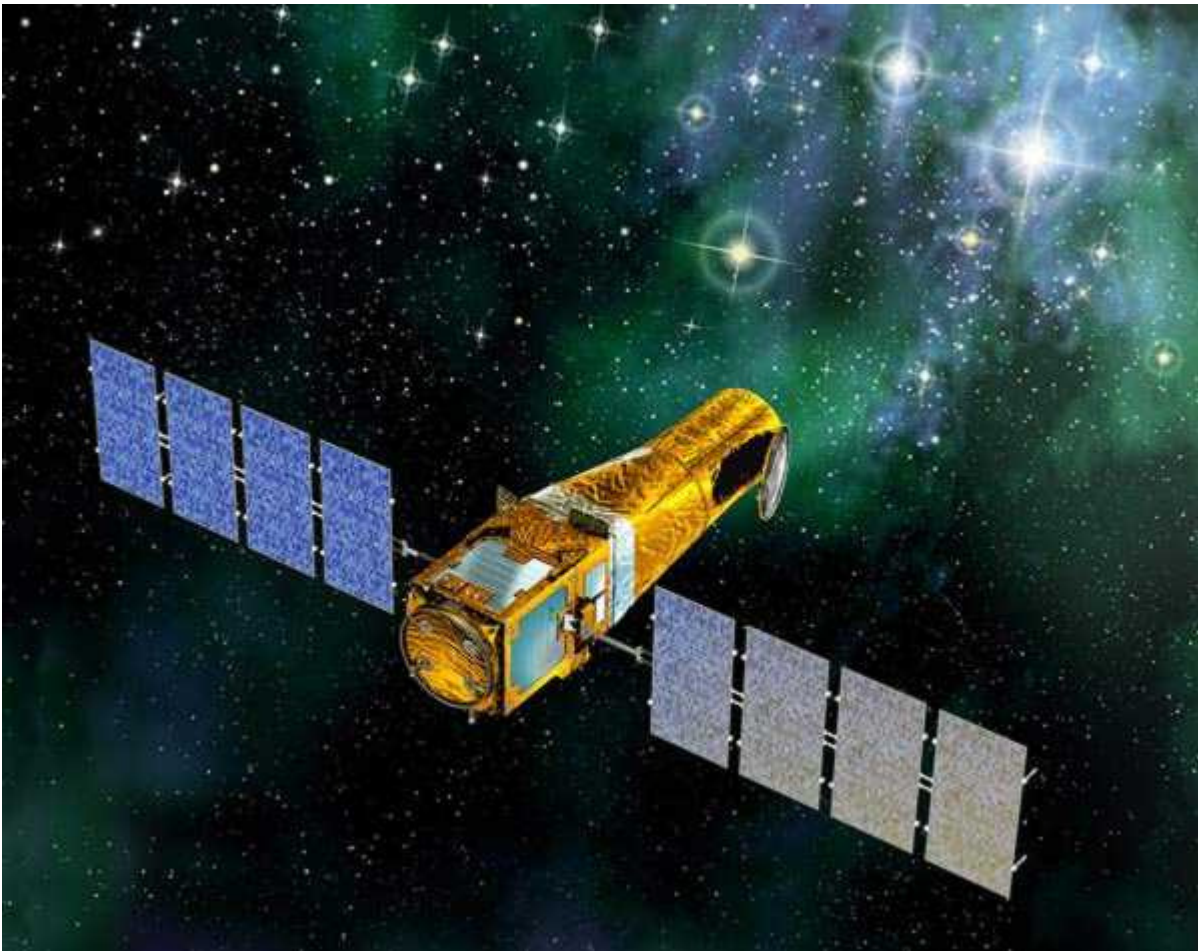
Im Folgenden sollen die wichtigsten Methoden, die man zur Entdeckung und Untersuchung von extrasolaren Planeten einsetzt, kurz vorgestellt werden.



Große Halbachsen (in AE, Abszisse) und Massen von 178 extrasolaren Planeten bis zu einer Entfernung von 200 pc (Massen in Jupitermassen).

Nachweismethoden extrasolarer Planeten

Die Suche nach extrasolaren Planetensystemen ist ein schwieriges Geschäft nahe der Grenze des technisch Machbaren. Deshalb wurden bis heute auch fast nur Planeten der „Jupiterklasse“ entdeckt. Der Nachweis von erdähnlichen Planeten (was zumindest ihre Masse betrifft) ist aufgrund der Unempfindlichkeit der verfügbaren Meßverfahren immer noch eine große Herausforderung. Vielleicht gelingt der endgültige Durchbruch bei den laufenden bzw. geplanten Satellitenmissionen, die nur zu diesen Zweck entwickelt wurden (z.B. COROT („*Convection Rotation and Planetary Transits*“), DARWIN, TPF („*Terrestrial Planet Finder*“)).



COROT ist ein spezielles französisches Weltraumteleskop, welches primär für die Suche nach Exoplaneten nach der Transit-Methode eingesetzt wird.

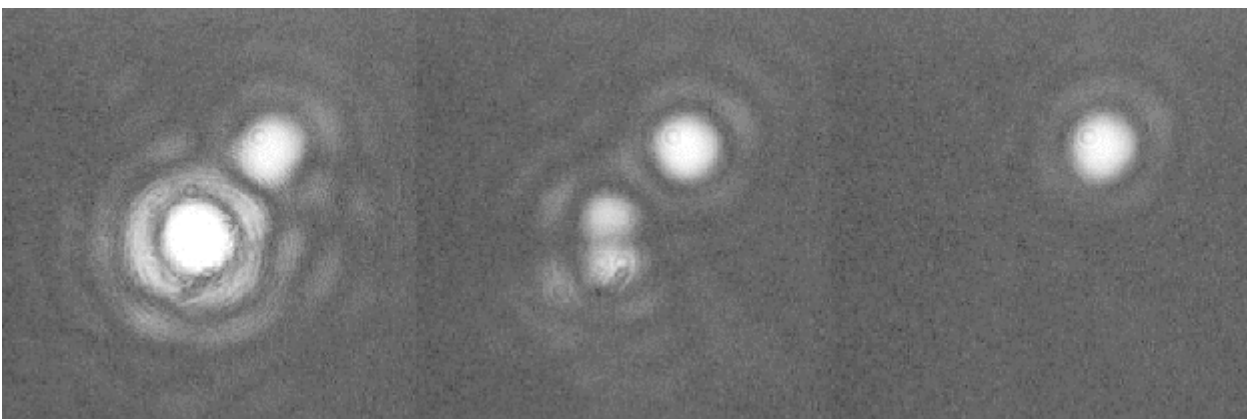
Zum Nachweis extrasolarer Planetensysteme bieten sich mehrere Methoden an, die im Folgenden besprochen werden sollen. Die älteste Methode ist die Astrometrie. Indem man über längere Zeiträume hinweg die scheinbare Bahn von Sternen aufgrund ihrer Eigenbewegung am Himmel vermisst, hofft man eine „Wackelbewegung“ festzustellen, die durch die wahre Bewegung des Systems Stern - Planet (en) um ihren gemeinsamen Schwerpunkt entsteht. Daß dabei selbst sorgfältigstes Arbeiten zu falschen Ergebnissen führen kann, zeigen die Untersuchungen von Barnards Pfeilstern. Diese Methode ist aufgrund der Kleinheit des zu erwarteten Effektes sowieso nur für die wenigen Sterne in unmittelbarer Sonnennähe akzeptabel. Einfacher und erfolgversprechender ist dagegen die Radialgeschwindigkeits-

methode. Im Prinzip ähnelt sie der Astrometriemethode, weil auch hier die zyklische Bewegung des Sterns um das Baryzentrum Stern - Planet (en) gemessen wird. Nur wendet man hier den Dopplereffekt an, der sich in einer zyklischen Rot- und Blauverschiebung der Spektrallinien bemerkbar macht. Die meisten der heute bekannten Planetensysteme wurden übrigens mit dieser Methode entdeckt.

Im Jahre 2004 konnten wir einen sogenannten Venusdurchgang beobachten. Auch wenn es einen beim Blick durch das Fernrohr nicht unbedingt bewußt geworden ist, die kleine dunkle Venusscheibe von rund einer Bogenminute Durchmesser hat das Licht der Sonne bei ihrer Wanderung über die Sonnenscheibe meßbar abgeschwächt. Eine derartige Abschwächung bei solch einer „Mini-Sonnenfinsternis“ läßt sich natürlich auch bei Sternen beobachten, bei denen wir zufällig genau auf die Kante der Bahnebene eines ihrer Planeten blicken. Der Helligkeitseinbruch ist zumindest bei Planeten der Jupiterklasse meist ausreichend, daß er mit empfindlichen photometrischen Methoden meßbar ist. Der erste Planetenfund via Transitmethode gelang 1999 und wurde zum Ausgangspunkt einer ehrgeizigen Suchkampagne.

Einen anderen Weg, der besonders in den dichten Sternwolken der südlichen Milchstraße erfolgversprechend ist, ist die Suche nach Gravitationslinsenereignissen. Dabei wird ein Sekundäreffekt ausgenutzt, bei dem durch die Schwerkraft des Systems Stern + Planet das Licht eines genau dahinterliegenden Sterns kurzzeitig verstärkt wird. Der Planet bewirkt dabei eine Modifikation des photometrischen Signals auf eine ganz bestimmte Art und Weise, woraus man auf seine Existenz schließen kann. 2004 gelang mit dieser Methode der erste Nachweis eines Planeten der Jupiterklasse bei einem Stern, der ca. 15000 Lichtjahre von der Erde entfernt ist.

Mit dem Einsatz von Forschungssatelliten eröffnen sich weitere Möglichkeiten bei der Suche nach Exoplaneten. Mit Hilfe von interferometrischen Methoden („*Nulling*“) erwartet man die direkte optische Abbildung von Planeten und letztendlich deren spektroskopische Untersuchung, um Informationen über ihren Aufbau bzw. den Aufbau ihrer Gashüllen zu erhalten. Aber auch die detaillierte Untersuchung von protostellaren Staubscheiben, aus denen nach heutigen Vorstellungen Planeten entstehen, gehört mit zu den zu behandelnden Fragenkomplexen.



„Verschwindenlassen“ eines Sterns durch Nulling-Interferometrie

Astrometrie

Planeten und Stern bewegen sich nicht um das Zentrum des Sterns, sondern um ihren gemeinsamen Masseschwerpunkt (Baryzentrum). Beobachtet man die Eigenbewegung eines solchen Systems an der Himmelskugel, dann macht sich dieser Vorgang in einer mehr oder weniger wellenförmigen Bahn bemerkbar. Man kennt das von vielen Doppelsternen. Da die Masse der Planeten klein ist gegenüber der Sternmasse, ist die Amplitude der Abweichung auch nur sehr gering. Um ein Gefühl für die Erfolgsaussichten dieser Methode für die Suche nach extrasolaren Planeten zu bekommen, soll die maximale Winkelabweichung $\Delta\vartheta$ abgeschätzt werden. Aus rein geometrischen Überlegungen und dem Schwerpunktsatz (angenommen, man schaut direkt auf die Bahnebene des Planeten) ergibt sich sofort:

$$\Delta\vartheta = \frac{a M_{Planet}}{M_{Stern} R} \quad [1.1]$$

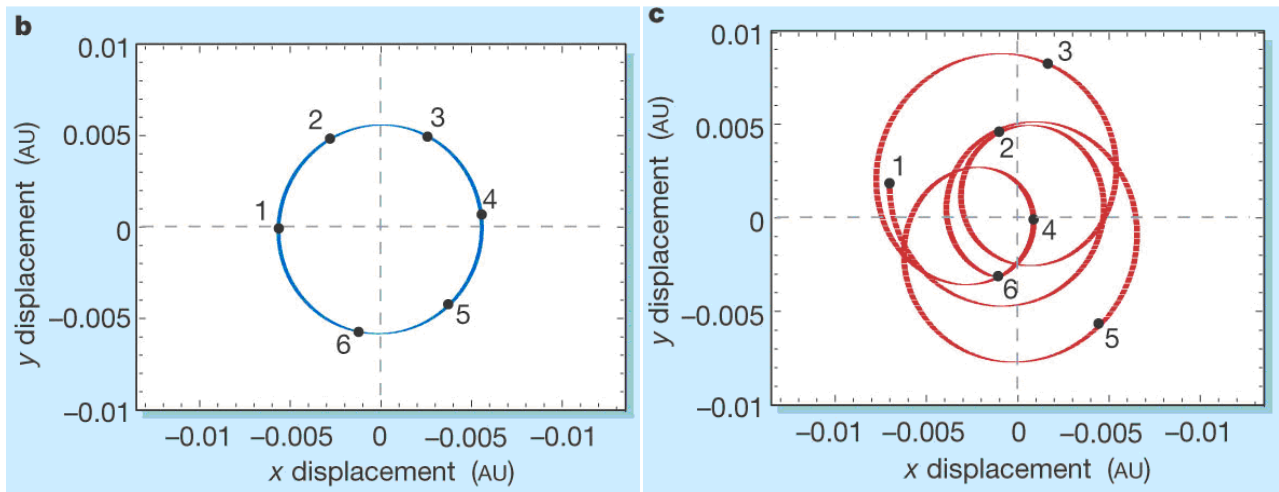
wobei a die große Halbachse der Bahn des Planeten und R die Entfernung zur Erde ist.

Um z.B. einen einzelnen Planeten von Erdmasse bei einem Stern von 1 Sonnenmasse (Abstand 1 AE) in einer Entfernung von lediglich 10 pc nachzuweisen, muß man in der Lage sein, eine Amplitude in der Eigenbewegung von $\Delta\vartheta = 0.3 \mu''$ aufzulösen. Das ist selbst mit interferometrischen Methoden mit den größten heute zur Verfügung stehenden Teleskopen nicht machbar. Ein Planet von Jupitermasse liegt dagegen bei einem solchen Stern durchaus in der Reichweite des VLTI („*Very Large Telescope Interferometer*“), das auf dem Mt. Paranal im Einsatz ist. Man erwartet, daß man bei diesem Interferometer den Fehler in der Winkelauflösung auf unter $50 \mu''$ (Mikrobogensekunden) drücken kann. Richtig interessant wird diese Methode jedoch erst bei zukünftigen Satellitenprojekten wie z.B. DARWIN (ESA, Start 2015), wo die Meßgenauigkeit im Mikrobogensekundenbereich liegen wird.

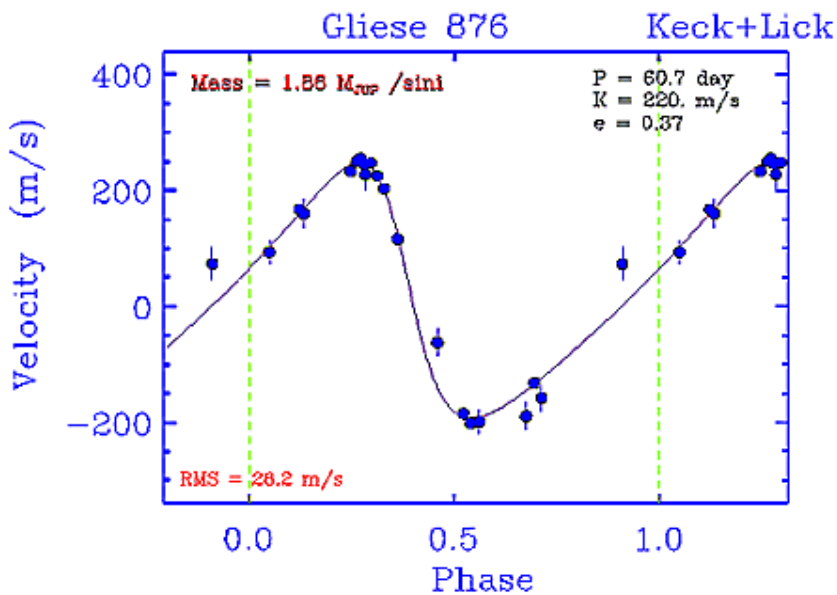
Der große Vorteil der astrometrischen Suchmethode liegt u.a. darin, daß sich damit nicht nur die Massensumme $M_{Stern} + M_{Planet}$ bestimmen läßt (wie es gewöhnlich bei Doppelsternen der Fall ist), sondern die beiden Einzelmassen selbst. Das ist möglich, da sich in diesem Fall die große Halbachse a aus Messungen der Radialgeschwindigkeit und $\Delta\vartheta$ aus der „Wackelbewegung“ des Sterns an der Himmelssphäre ableiten läßt. Die Masse des Sterns leitet man aus dem Sterntyp (der sich aus spektroskopischen und photometrischen Merkmalen ergibt) ab und die Entfernung R ergibt sich aus Messungen der Parallaxe. Ist die Masse des Planeten bekannt, kann natürlich auch der Inklinationwinkel seiner Umlaufbahn berechnet werden.

Die große Zeit der Astrometrie bei der Suche nach Exoplaneten hat noch nicht begonnen. Erst wenn es gelingt, optische Interferometrie im kosmischen Raum zu installieren (wie es für die nächste Dekade vielfach geplant ist), wird diese Methode zur Methode der Wahl werden wenn es darum geht, auch erdähnliche Körper um nahe Sterne zu entdecken. Bis heute (2007) konnte jedoch noch kein einziger Planet durch eine „Wackelbewegung“ des Muttersterns entdeckt werden. Daß die Methode funktioniert, beweist die erfolgreiche Massebestimmung der drei Planeten, die sich um den Stern Gliese 876 bewegen. Die Eigenbewegung dieses mit der Radialgeschwindigkeitsmethode entdeckten Planetensystems wurde über zwei Jahre hinweg mit dem *Fine Guidance Sensors* des Hubble Space-

Teleskops gemessen, woraus - zusammen mit den Radialgeschwindigkeitsdaten - die ungefähren Massen der beiden Exoplaneten des nur 15 Lichtjahre entfernten Sterns bestimmt werden konnten.



Auswirkung des Jupiters auf die Position der Sonne (die Zahlen koinzidieren mit den Jahren 2000 bis 2050). Die rechte Grafik zeigt die Bewegung der Sonne um den Schwerpunkt des Sonnensystems unter Berücksichtigung aller 9 Planeten. © Nature Publishing



Das Diagramm zeigt die gemessene Radialgeschwindigkeit des Sterns Gliese 876 aufgetragen über die Zeit nach Beobachtungen des Keck- und Lick-Observatoriums.

Radialgeschwindigkeitsmethode

Mit modernen Spektrographen können durch den Dopplereffekt verursachte Linienverschiebungen in Sternspektren sehr genau bestimmt werden. Daraus resultiert eine Methode zum Nachweis von Exoplaneten, die der Beobachtung und näherungsweise Bestimmung der Bahnelemente von spektroskopischen Doppelsternen weitgehend analog ist.

Auch hier wird ausgenutzt, daß sich das System Stern - Planet (en) um den gemeinsamen Schwerpunkt im Raum bewegt. Bei günstiger Bahnlage (ideal ist es, wenn man ziemlich genau auf die Kante der Bahnebene des Planeten schaut) beobachtet man eine geringfügige Blauverschiebung der Spektrallinien, wenn sich der Stern auf uns zu und eine geringfügige Rotverschiebung, wenn er sich radial von uns wegbewegt. Die Ursache für diese periodische Wellenlängenänderung ist - wie bereits erwähnt - der Dopplereffekt:

$$\Delta\lambda \approx \frac{v_r \lambda}{c} \quad [1.2]$$

(v_r radiale Komponente der Bahngeschwindigkeit um das Baryzentrum, c Lichtgeschwindigkeit)

Wie groß ist nun diese Wellenlängenänderung? Betrachten wir dazu wieder das vereinfachte System Sonne - Jupiter aus einer Entfernung von 10 pc. Um die Frage zu beantworten, müssen als Erstes zwei Größen bestimmt werden:

- Wie weit ist der Sonnenmittelpunkt vom Schwerpunkt des Systems Sonne - Jupiter entfernt?
- Wie groß ist die mittlere Geschwindigkeit der Sonne auf dieser Bahn?

Nach dem Schwerpunktsatz gilt:

$$\frac{r_\odot}{r_j} = \frac{m_j}{M_\odot} \approx 10^{-3}, \quad r_\odot = 7.78 \cdot 10^5 \text{ km} \quad [1.3]$$

Das entspricht - aus einer Entfernung von 10 pc betrachtet, einem maximalen Elongationswinkel von $5.2 \cdot 10^{-4}$ Bogensekunden.

Die Summe der Bahngeschwindigkeiten von Sonne und Jupiter (in km/s) erhält man durch Anwendung des 3. Keplerschen Gesetzes:

$$(v_J + v_\odot)^3 = \frac{2\pi G(M_\odot + m_j)}{T} \quad [1.4]$$

$$v_J + v_\odot \approx 13 \text{ km/s}$$

Das Verhältnis v_\odot/v_J ist aufgrund des Schwerpunktsatzes gleich dem Verhältnis m_j/M_\odot woraus für die Sonne eine Geschwindigkeit von $1.3 \cdot 10^{-2}$ km/s auf ihrer Bahn um den Schwerpunkt folgt. Die erwartete Wellenlängenverschiebung $\Delta\lambda$ liegt deshalb im sichtbaren Licht in der Größenordnung von $3 \cdot 10^{-5}$ nm. Um diese Verschiebung nachzuweisen, benötigt man nach (4.18) einen Spektrographen

mit einem spektralen Auflösungsvermögen von $R = \lambda / \Delta\lambda \approx 2.3 \cdot 10^7$ bei 700 nm. Dieser Wert liegt ungefähr an der Nachweisgrenze ($R \approx 10^8$) der heute in der astronomischen Forschung verwendeten Spektrographen.

Diese kurze Rechnung lehrt mehreres: 1. Die Radialgeschwindigkeitsmethode ist im Prinzip unabhängig davon, wie weit der zu untersuchende Stern von der Erde entfernt ist und 2. massereiche Planeten mit kurzen Umlaufperioden sind offensichtlich leichter zu detektieren als solche mit längeren Umlaufperioden.

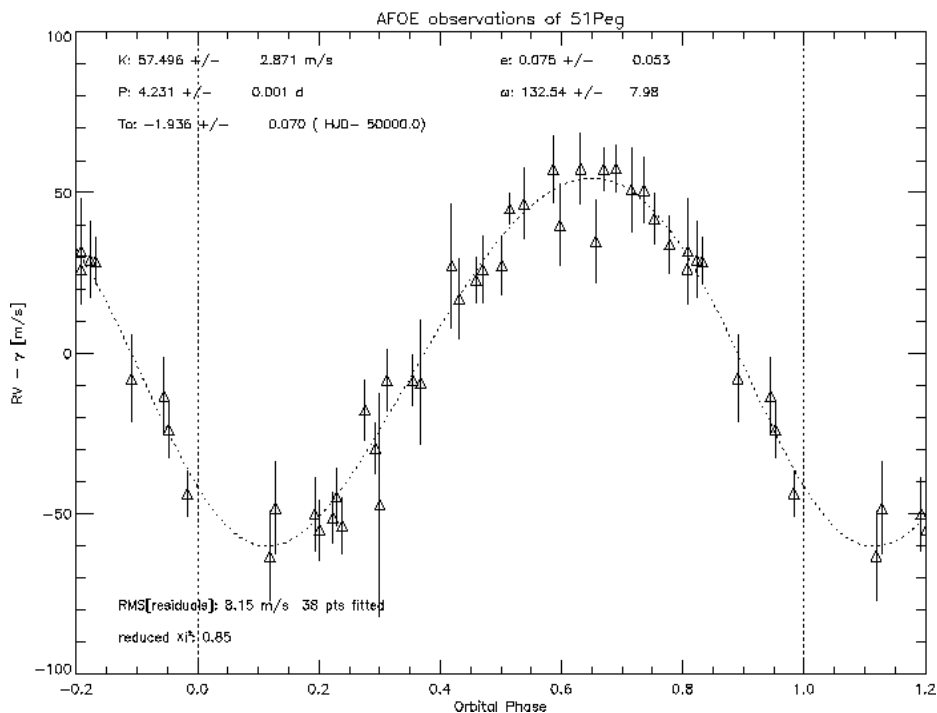
Die oben am Beispiel des Jupiter-Sonne-Systems veranschaulichten Überlegungen gelten nur, wenn man genau auf die Kante der Bahnebene des Jupiters schaut oder anders ausgedrückt, der Inklinationwinkel $i = 90^\circ$ beträgt. Nur in diesem Fall ist der radiale Anteil der Umlaufgeschwindigkeit gleich der Umlaufgeschwindigkeit selbst. Allgemein gilt jedoch:

$$m \sin(i) = \left(\frac{M^2 T}{2\pi G} \right)^{\frac{1}{3}} = v_{\text{radial}} \sqrt{\frac{M a}{G}} \quad [1.5]$$

m Planetenmasse, M Sternmasse, T Umlaufperiode, v_{radial} Radialgeschwindigkeit

Da i gewöhnlich unbekannt ist (es sei denn, der Begleiter wandert in Sichtlinie vor dem Stern vorbei, wodurch sich seine Helligkeit kurzzeitig verringert, siehe Transitmethode), kann man nur eine minimale Massengrenze aus der spektroskopisch bestimmten Radialgeschwindigkeit ableiten.

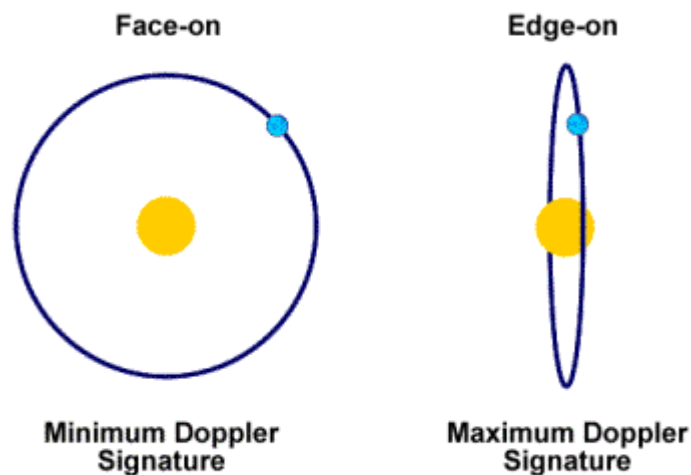
Über die Exzentrizität der Bahn des Planeten gibt die Form der Bahnkurve des Sterns um das Baryzentrum Auskunft.



Radialgeschwindigkeitskurve von 51 Pegasi © G.Korzennik

Fast alle bis heute entdeckten extrasolaren Planeten sind mit der Radialgeschwindigkeitsmethode entdeckt worden. Aufgrund des Meßverfahrens werden jedoch in erster Linie Planeten der Jupiterklasse, die den Hauptstern mit meist geringem Abstand umlaufen, bei sonnenähnlichen Sternen aufgefunden. Bei Hauptreihensternen geringerer Masse können bei gleicher Meßgenauigkeit auch planetare Objekte geringerer Masse detektiert werden.

Die Radialgeschwindigkeitsmethode läßt sich besonders gut bei Hauptreihensternen der Spektraltypen F5 bis M anwenden. Sterne, die eine größere Masse als Hauptreihensterne vom Typ F5 haben, heißer sind, schneller rotieren oder sogar pulsieren sind dagegen nicht geeignet, da hier die Frequenzänderung durch den bahnbedingten Dopplereffekt durch andere Effekte überlagert wird und die sich von diesen auch nicht ohne weiteres trennen lassen.



Die Amplitude der zyklischen Linienverschiebung aufgrund des Dopplereffekts hängt stark von der Lage der Bahnebene des Planeten in Bezug auf den Beobachter ab. Schaut man z.B. fast genau auf die Bahnebene, dann ist die radiale Geschwindigkeitskomponente des Sterns auf seiner Bahn um den Systemschwerpunkt nahezu Null und die Linienverschiebung ist kaum mehr meßbar. Blickt man dagegen auf die Kante der Bahnebene ($i \sim 90^\circ$), dann ist die Amplitude der Linienverschiebung maximal.

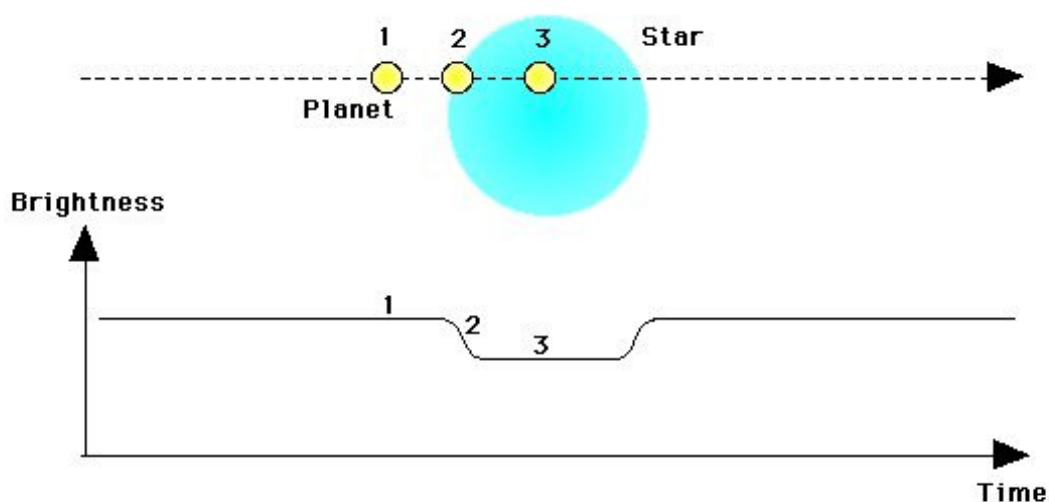
Das Doppler-Shift-Verfahren, wie die Radialgeschwindigkeitsmethode auch genannt wird, steigt und fällt mit der Genauigkeit, mit der sich Radialgeschwindigkeiten messen lassen. Hochauflösende Echelle-Spektrographen, wie sie in der astronomischen Praxis für Detailuntersuchungen von Sternspektren eingesetzt werden, liefern Radialgeschwindigkeiten mit einem Fehler zwischen 10 und 50 m/s. Ungefähr im gleichen Bereich und darunter bewegen sich aber auch die Radialgeschwindigkeitsänderungen, wie sie von jupiterartigen Planeten bei massearmen Hauptreihensternen hervorgerufen werden. Man kann mit dieser Methode also nur Erfolg haben, wenn man die Genauigkeit der Radialgeschwindigkeitsmessungen erhöht, d.h. konkret bis auf wenige m/s. Das war bis vor kurzem mit den herkömmlichen Methoden der Sternspektroskopie nicht zu realisieren weshalb historisch gesehen die Welle der Exoplanetenentdeckungen erst am Ende des 20. Jahrhunderts eingesetzt hat. Die technische Innovation, welche die Erhöhung der Meßgenauigkeit ermöglicht hat, war der Einsatz von sogenannten Gas-Absorptionszellen im Strahlengang der Spektrographen. Mit

ihrer Hilfe (sie enthalten oft Joddämpfe oder Wasserstofffluorid, HF) lassen sich direkt in das Sternspektrum im Laborsystem ruhende scharfe Absorptionen aufprägen. Zu diesen „ruhenden“ Linien können Dopplerverschiebungen der vom Stern stammenden Absorptionslinien mit einem bedeutend kleineren Fehler vermessen werden, wodurch die Genauigkeit der Methode natürlich zunimmt. Die unterste Grenze dürfte dabei bei einer Präzision von ca. 1 m/s liegen. Unterhalb dieser Schranke sind die auftretenden Linienverschiebungen, die durch die Bewegung des Sterns in Sichtlinie entstehen von den Effekten, die ursächlich in der Atmosphäre des Sterns zu suchen sind (Pulsationen, Schwingungen, Sternflecke), nicht mehr zu trennen. Technisch ist diese Grenze in Einzelfällen bereits erreicht worden.

Am häufigsten werden Jod-Absorptionszellen bei der Suche nach Exoplaneten eingesetzt. Die Absorptionsbanden überdecken den gesamten nutzbaren Spektralbereich vom nahen UV über das optische Spektrum bis in den IR-Bereich hinein und die einzelnen Linien sind sehr scharf so daß sie sich sehr gut für Differenzmessungen eignen.

Transit-Methode

Unter einen Transit versteht man den Vorübergang eines Planeten vor dem Zentralstern. Da Planeten gewöhnlich selbst nicht leuchten, führt das zu einem kurzzeitigen Intensitätsabfall, der sich unter günstigen Bedingungen mit photometrischen Methoden nachweisen läßt. Die Lichtkurve, die dabei entsteht, entspricht im Prinzip der, wie man sie auch von Bedeckungsveränderlichen kennt, nur das primär das dabei oftmals zu beobachtende Sekundärminimum fehlt. Auch der Intensitätseinbruch während eines Transits ist extrem gering und beträgt nur einige Promille bis einige Prozent der Gesamthelligkeit des Sterns. Wie groß solch ein Intensitätsabfall ist, soll wieder am Beispiel von Jupiter abgeschätzt werden. Angenommen, man beobachtet einen Jupiterertransit vor der Sonnenscheibe aus einer Entfernung von 10 pc. Um wieviel Prozent wird die Helligkeit der Sonne dabei verringert?



Grundprinzip der Transit-Methode zum Nachweis extrasolarer Planeten

Der Intensitätseinbruch ΔI zur Gesamtintensität I verhält sich offensichtlich wie die Querschnittsfläche A_{Pl} des Planeten zur Querschnittsfläche A_S des Zentralsterns, also

$$\frac{\Delta I}{I} = \frac{A_{Pl}}{A_S} \quad [1.6]$$

Wie lange dieser Intensitätseinbruch anhält, hängt vom Durchmesser d_S des Zentralsterns und von der Bahngeschwindigkeit v_{Pl} des Planeten ab. Unter der Annahme, daß die Bahnebene in Blickrichtung genau durch das Zentrum des Zentralsterns verläuft ($i=90^\circ$), beträgt die maximale Transitzeit

$$t_T = \frac{d_S}{v_{Pl}} \quad [1.7]$$

Um daraus die Bahndaten des Exoplaneten einigermaßen verlässlich abzuleiten ist es erforderlich, möglichst eine größere Zahl von Transits zu verfolgen. Im Fall von Jupiter beträgt $\Delta I/I \approx 10^{-2}$ (1%) und die Transitzeit ca. 30 Stunden. Solch eine „partielle“ Verfinsterung sollte bei anderen sonnenähnlichen Sternen unserer Milchstraße mit modernen photometrischen Methoden durchaus nachweisbar sein.

Der erste Stern, bei dem in der Lichtkurve eine „Delle“ nachgewiesen werden konnte, war HD 209458 (D.CHARBONNEAU et.al. 1999). Das war kein Zufall, da bereits vorher aufgrund von Radialgeschwindigkeitsmessungen bekannt war, daß er einen engen planetaren Begleiter von ungefähr Jupitergröße besitzen muß. Dadurch, daß mittlerweile mehrere Transit-Ereignisse beobachtet wurden, konnte eine Bahn, die mit den gemessenen Radialgeschwindigkeiten verträglich ist, bestimmt werden. Unter der Annahme, daß der Zentralstern ca. 30% größer ist und rund 10% mehr Masse besitzt als unsere Sonne, lassen sich für den Planeten (er erhielt den Namen HD 209458 B „Osiris“) einige Daten ableiten:

a) Zentralstern:

Entfernung von der Sonne:	153.55 Lichtjahre
Spektraltyp:	F8 V
Scheinbare Helligkeit:	7.65 m
Masse:	1.1 Sonnenmassen
Radius:	1.2 Sonnenradien
Sternbild:	Pegasus

b) Planet („Osiris“)

Typ:	jupiterartiger Gasplanet
Masse:	0.69 Jupitermassen
Radius:	1.32 Jupiterradien
Mittlere Entfernung vom Zentralstern:	0.045 AE
Umlaufzeit:	3.525 Tage

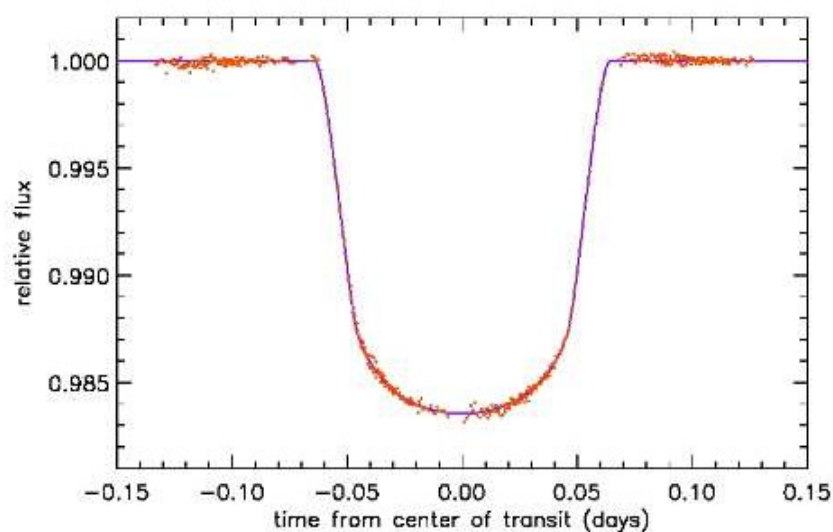
Da durch einen beobachteten Transit für die Größe $\sin(i) \approx 1$ folgt, läßt sich im Zusammenspiel mit Radialgeschwindigkeitsmessungen die Planetenmasse relativ genau bestimmen. Deshalb stellt die Suche nach Transit-Phänomenen bei geeigneten Sternen, bei denen man bereits weiß, daß Sie ein eigenes Planetensystem besitzen, eine gute Ergänzung zu den Radialgeschwindigkeitsmessungen dar. Die Wahrscheinlichkeit, daß man dabei aber auch fündig wird, ist relativ gering. Sie läßt sich allgemein wie folgt abschätzen: Die Beobachtungswahrscheinlichkeit eines Transits entspricht offensichtlich dem Verhältnis des Raumwinkels Ω_{Tran} , unter dem der Transit sichtbar ist, zum gesamten Raumwinkel Ω_G .

Damit ergibt sich für die Transitwahrscheinlichkeit p:

$$p = \frac{\Omega_{Tran}}{\Omega_G} = \frac{d_s}{2a} \quad [1.8]$$

wobei a die große Halbachse der Bahn des Planeten ist.

Als sehr hoffnungsvoll kann die Beziehung (1.8) wahrlich nicht bezeichnet werden. Rechnet man p für das obige Jupiter-Beispiel aus, dann erhält man einen Wert von ungefähr 1/1000. Die Wahrscheinlichkeit nimmt aber zu, je näher sich ein Planet am Zentralstern befindet. Da es genügend viele Sterne gibt, besteht eine erfolgversprechende Strategie zur Entdeckung von Exoplaneten darin, möglichst viele Tausende von Sternen photometrisch zu überwachen. Die Genauigkeit, die dabei mit erdgebundenen Teleskopen erreicht wird, ist für die Entdeckung von Objekten der Jupiter-Klasse ausreichend. Das man dazu nicht einmal besonders große Fernrohre benötigt, zeigt das Projekt BEST („Berlin Exoplanet Search Telescope“) des Instituts für Weltraumsensorik und Planetenerkundung der DLR. Dort benutzt man ein handelsübliches 8-Zoll Schmidt-Cassegrain-Teleskop (wie es viele Amateurastronomen verwenden) mit einer angeschlossenen CCD-Kamera als Überwachungsinstrument.



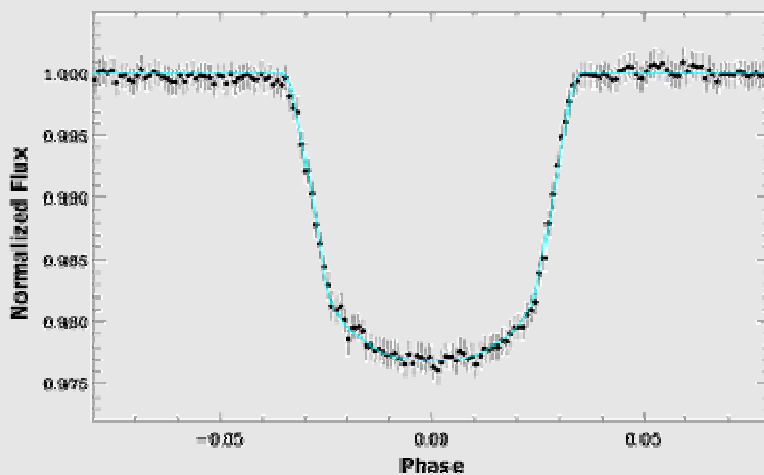
Lichtkurve eines Transits des Planeten „Osiris“ im HD 209458 -System, beobachtet mit dem Hubble Space Telescope

Mit weltraumgestützten, für die Entdeckung und Verfolgung von Transits ausgelegten Teleskopen wird man die Genauigkeit sogar soweit steigern können, daß Planeten von der Größe unserer Erde in ihre Reichweite gelangen. Als Stichworte sollen nur die Projekte COROT („*Convection, Rotation and planetary Transits*“, Frankreich, im Orbit), und KEPLER (ESO, Start 2007) genannt werden, mit denen man in nächster Zukunft einige 100000 Sterne nach Planeten absuchen möchte.

Bis zum 31. Mai 2007 sind 21 Planeten bekannt geworden, die sich durch einen Transit bemerkbar machen.

COROT – Ein Weltraumteleskop zur Exoplanetensuche

Am 3. Mai 2007 war es soweit. Das französische Weltraumteleskop COROT (steht für die Arbeitsgebiete des Satelliten „*Convection Rotation and Planetary Transits*“) fand den ersten Exoplaneten. Es handelt sich dabei um einen heißen, jupiterähnlichen Gasplaneten, der einen sonnenähnlichen Stern in ca. 1500 Lichtjahren Entfernung alle 1.5 Tage einmal umkreist. Er erhielt den Namen COROT-Exo-1b.

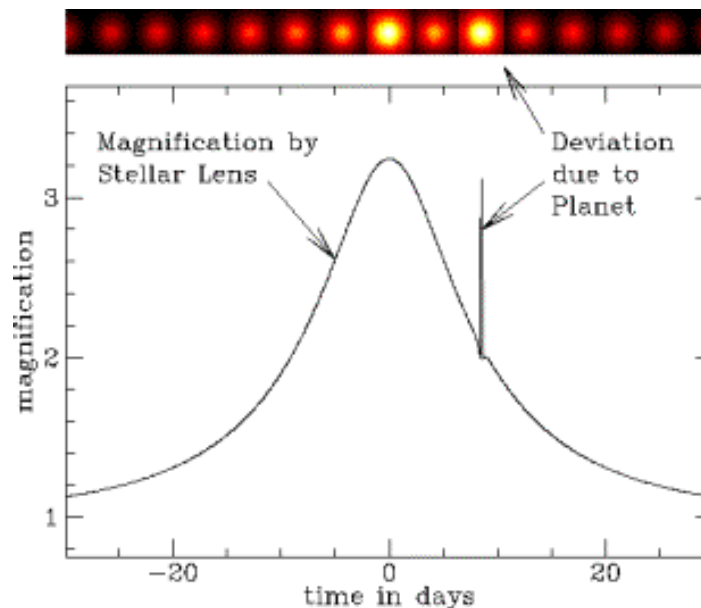


Lichtkurve des von COROT vermessenen Sterns, der zur Entdeckung des Exoplaneten COROT-Exo-1b geführt hat.

Der am 27. Dezember 2006 gestartete Satellit ist ein französisches Projekt, an dem auch einzelne europäischer Staaten und die ESA beteiligt sind. Das in diesen Satellit eingebaute Teleskop mit einer Öffnung von 27 cm hat ein Gesichtsfeld mit einem Durchmesser von 2.8° (ca. 5 Vollmond-durchmesser) und enthält mehrere spezielle CCD-Detektoren. Die Datenmengen, die damit permanent erzeugt und zur Erde übermittelt werden, sind enorm. Immerhin enthalten die Sternfelder, die über einen längeren Zeitraum ununterbrochen überwacht werden, jeweils bis zu 120000 Sterne. Alle diese Sterne – soweit sie in dem geeigneten Helligkeitsintervall zwischen 12ter und 15.5ter Größenklasse liegen – müssen mit extrem hoher Genauigkeit photometriert werden um den durch einen Transit verursachten Helligkeitseinbruch überhaupt nachweisen zu können. Die Bahn des Satelliten um die Erde wurde dabei so gewählt, daß eine langandauernde Beobachtung ohne Tag-Nachwechsel möglich ist. Nach der Entdeckung von COROT-Exo-1b besteht berechnete Hoffnung, daß in der vorerst auf zweieinhalb Jahre angelegten Kampagne weitere Exoplaneten gefunden werden. Vielleicht sind dann unter den Entdeckungen auch einige gerade für die „Exobiologen“ interessanteren „erdähnlichen“ Planeten dabei.

Gravitational Microlensing

ALBERT EINSTEIN (1879-1955) wurde unter seinen Zeitgenossen erst so richtig populär als bekannt wurde, daß ARTHUR STANLEY EDDINGTON (1882-1944) bei der totalen Sonnenfinsternis im Jahre 1919 zweifelsfrei nachweisen konnte, daß Sternlicht, welches am Sonnenrand vorbeistreicht, wie bei einer Linse abgelenkt wird und zwar genau in dem Maße, wie Einstein es in seiner Allgemeinen Relativitätstheorie vorhergesagt hat. Heute ist dieser sogenannte Gravitationslinseneffekt ein wichtiges Instrument der extragalaktischen Forschung geworden, da man mit seiner Hilfe extrem weit entfernte Galaxien untersuchen oder die Massen von ganzen Galaxienhaufen (die als Gravitationslinse wirken) bestimmen kann.



Ein Planet in der Nähe des Sterns, dessen Licht durch die Gravitationswirkung eines Vordergrundsterns symmetrisch verstärkt und wieder abgeschwächt wird, bewirkt einen weiteren, asymmetrischen Helligkeitsanstieg

Weniger bekannt ist, daß dieser Effekt natürlich auch bei Sternen wirkt. Man spricht dann von „Gravitational Microlensing“. Immer dann, wenn sich in Sichtlinie ein Stern vor einem anderen vorbeibewegt, bewirkt dessen Schwerkraft eine Krümmung der Lichtstrahlen und man beobachtet auf der Erde einen kurzzeitigen Intensitätsanstieg der innerhalb von Stunden oder wenigen Tagen bis hin zu einigen Wochen wieder symmetrisch abfällt. Wenn sich jedoch um den Vordergrundstern weitere Objekte - z.B. Planeten oder Braune Zwergsterne - befinden, kommt es zu einer typischen Deformierung der Lichtkurve in der Form, daß im Idealfall ein kleines, weiteres Maximum asymmetrisch aufgesetzt ist. In den meisten Fällen sind jedoch die beiden Teile der Lichtkurve links und rechts vom Maximum nicht genau spiegelsymmetrisch und verraten dadurch einen Begleiter. Der Vorteil, daß man durch Microlensing Planeten bis hinunter in den Bereich einer Erdmasse detektieren kann, steht der Nachteil der extrem geringen Wahrscheinlichkeit für das Auftreten eines solchen Ereignisses entgegen. Aber auch hier kann man - ähnlich wie bei den Transits - durch die gleichzeitige Überwachung von extrem vielen Sternen in dichten Sternwolken der Milchstraße oder der Magellanschen Wolken die Chancen erhöhen, auf diese Weise Exoplaneten zu finden. Weltweit gibt es

in diesem Zusammenhang einige größere Überwachungskampagnen (wie z.B. MACHO („*MASSive Compact Halo Objects collaboration*“), OGLE („*Optical Gravitational Lensing Experiment*“), EROS („*Experience pour la Recherche d'Objets sombres*“)), mit denen man schon erste Erfolge erzielt hat. Leider ist die spätere Verifizierung in der Regel sehr schwierig, da daß der Entdeckung zugrunde liegende Ereignis nur einmal auftritt. Auch andere Verifizierungsmethoden sind schwierig anzuwenden, da die betreffenden Sterne meistens sehr weit entfernt und entsprechend lichtschwach sind (oftmals ist nur das Gravitationslinsenereignis selbst zu sehen). Andererseits unterliegt dieses Verfahren nicht so sehr einem Auswahleffekt wie die Radialgeschwindigkeits- oder Transitmethode, mit denen sich besonders dem Zentralstern nahe umlaufende Planeten der Jupiterklasse nachweisen lassen. Mit Microlensing lassen sich deshalb Planetensysteme, die unserem Sonnensystem ähneln, wahrscheinlich leichter auffinden als mit den anderen, z.Z. verfügbaren Methoden.

Wie bereits erwähnt, wird beim Microlensing die „Raumkrümmung“, die lokal durch Massen verursacht wird, ausgenutzt um extrasolare Planeten aufzuspüren. Wie man im Rahmen der Allgemeinen Relativitätstheorie zeigen kann, beobachtet man eine ringförmige Helligkeitsverteilung genau dann, wenn zwei Sterne exakt in der Sichtlinie stehen. Der Radius dieses Ringes (er wird als Winkel gemessen) hängt von dem Gravitationsradius des als Linse fungierenden Sterns (Schwarzschildradius $R_s = 2GM/c^2$), von dessen Entfernung zum Beobachter d_B und von der Entfernung des „bedeckten“ Sterns d_S ab:

$$\Theta = \sqrt{\frac{2R_s}{d_B} \left(\frac{d_S - d_B}{d_S} \right)} \quad [1.9]$$

Wie man leicht erkennen kann, hängt der Einsteinradius von der Quadratwurzel der Masse der Gravitationslinse ab. Für sehr weit entfernte Objekte mit $d_S \gg d_B$ kann man den Klammerausdruck vernachlässigen und schreiben:

$$\Theta \approx \sqrt{\frac{2R_s}{d_S}} \approx 300 \mu'' \left(\frac{M}{0.3 M_\odot} \right)^{\frac{1}{2}} \quad [1.10]$$

Da Mikrolinsenereignisse nur sehr selten auftreten, wird man danach in erster Linie in dichten Sternfeldern im Bulge-Bereich unserer Milchstraße suchen. Für typische Bulge-Objekte kann man z.B. für $d_B \sim 4 \text{ kpc}$ und $d_S \sim 8 \text{ kpc}$ ansetzen. Man erhält in diesem Fall für den Winkel, unter dem der Einstein-Radius erscheint, einen Wert von ca. 0.001 Bogensekunden. Solch ein kleiner Wert ist natürlich mit erdgebundenen Beobachtungsgeräten nicht und mit weltraumgestützten Teleskopen (in Zukunft) nur schwer aufzulösen. Was aber zu beobachten ist, ist eine typische Helligkeitsänderung des Hintergrundsterns, wenn das Linsenobjekt davor vorbeiwandert. Die maximal erzielte Verstärkung hängt dabei von der Abweichung (gemessen als Winkel Θ_A) des Hintergrundsterns zur Sichtlinie und von der Größe des Einsteinrings ab. Es gilt dann:

$$A(u) = \frac{u^2 + 2}{u\sqrt{u^2 + 4}} \quad \text{mit} \quad u = \frac{\Theta_A}{\Theta} \quad [1.11]$$

Das Mikrolensing kann demnach nur zu einer Aufhellung, niemals aber zu einer Abschwächung des Hintergrundsterns führen. Liegt die Gravitationslinse exakt auf der Sichtlinie, dann ist die Verstärkung quasi unendlich, was aber praktisch durch die endliche Größe der am Effekt beteiligten Sterne verhindert wird.

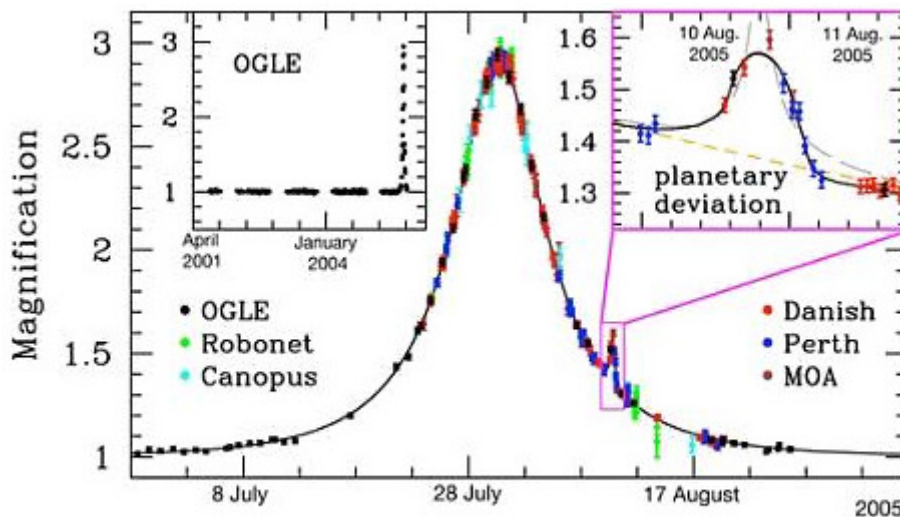
Der Helligkeitszuwachs hält natürlich nur eine gewisse Zeit an, in der die Gravitationslinse den Hintergrundstern von der Erde aus gesehen passiert. Bezeichnet man mit μ die Eigenbewegung der Gravitationslinse, dann ist die typische Zeitskala durch

$$t_E = \frac{\Theta}{\mu} \quad [1.12]$$

gegeben. Durch einen Planeten mit der Masse M_{Pl} entsteht dagegen ein „Peak“ mit der typischen Dauer von

$$t_{Pl} = t_E \sqrt{\frac{M_{Pl}}{M_{Stern}}} \quad [1.13]$$

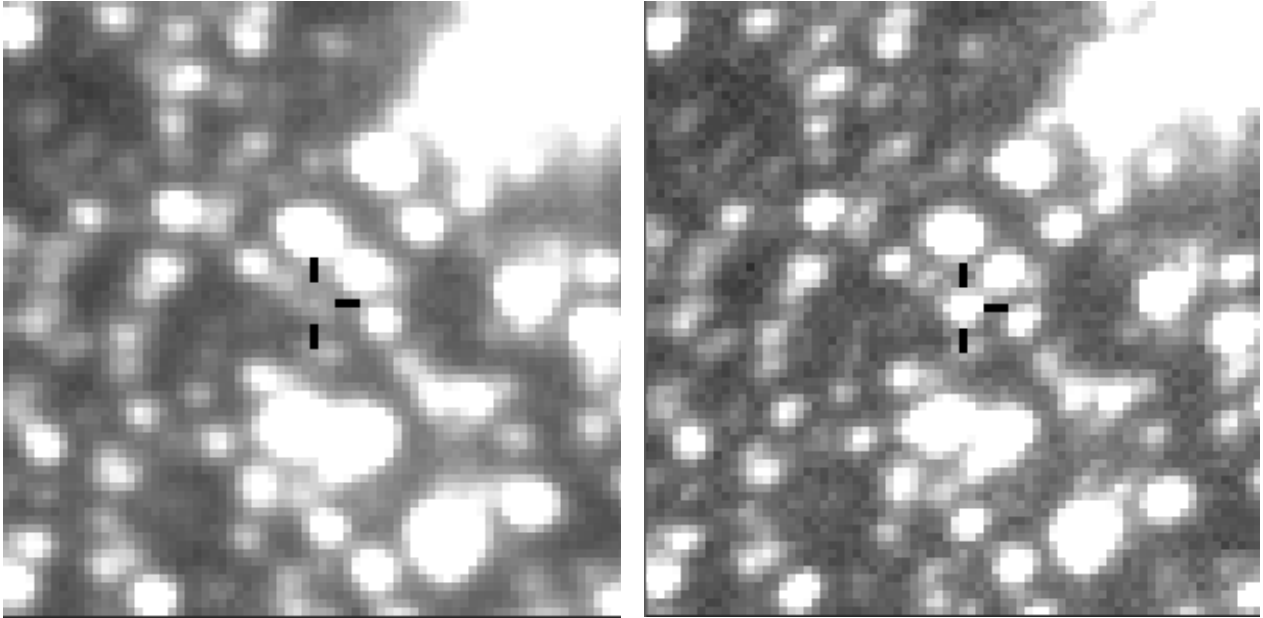
Da der Einstein-Ring eines Planeten und damit auch die typische Zeitskala für das Verstärkungsereignis immer kleiner ist als für den Stern allein, wird sich dieser Planet als lokaler schmaler Peak auf den Flanken der Funktion $A(u)$ bemerkbar machen. Ein Beispiel für eine derartig beeinflusste Lichtkurve zeigt folgende Abbildung:



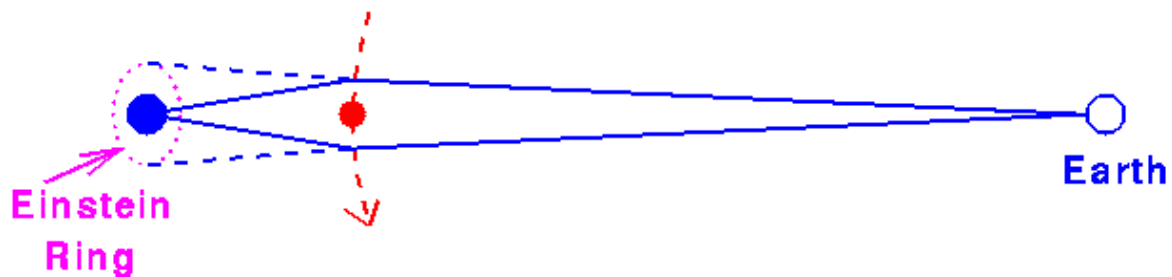
Light Curve of OGLE-2005-BLG-390

Die Idee für diese Methode stammt im Wesentlichen von BOHDAN PACZYNSKI (1940-2007), einem polnischen Astronomen, der bis zu seinem Tod die Lyman Spitzer Jr. –Professur für Theoretische Astrophysik der Universität Princeton innehatte. Den ersten Hinweis auf einen Planeten in der Signatur eines Mikrogravitationslinsenereignisses fand man 2003. Er erhielt den Namen OGLE 2003-BLG-235/MOA 2003-BLG-53Lb. Aus den Meßdaten ermittelte man, daß der Exoplanet etwas mehr als doppelt soviel Masse besitzt wie Jupiter und sich auch in einem ähnlichen Abstand wie Jupiter um die

Sonne um seinen relativ massearmen ($M_{\text{Stern}} \approx 0.36 M_{\odot}$) Heimatstern bewegt. 2005 sind dann gleich drei weitere Kandidaten im Rahmen der OGLE-Kampagne („Optical Gravitational Lensing Experiment“) entdeckt und als Exoplaneten identifiziert worden. Zum Stand 31. Mai 2007 sind insgesamt 4 Exoplaneten, die nach der Mikrogravitationslinsenmethode aufgefunden wurden, in den Exoplanetenkatalogen enthalten (siehe z.B. <http://vo.obspm.fr/exoplanetes/encyclo/catalog.php>).



Mikrogravitationslinse OGLE 2003-BLG-235/MOA 2003-BLG-53Lb an der Position RA = 18:05:16.35 DEC = -28:53:42.0 (J2000.0)



Entstehung des Einstein-Rings, wenn ein Stern genau in Sichtlinie einen anderen passiert.

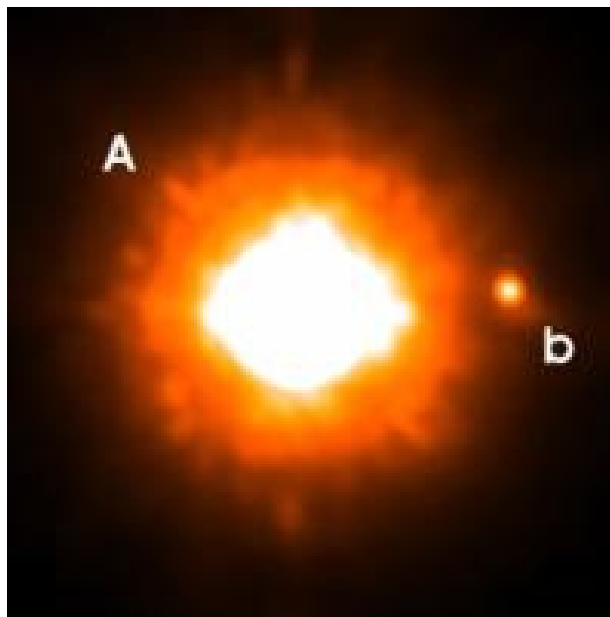
Sternbedeckung durch den Mond

Ein weiteres indirektes Verfahren, welches hier nur kurz erwähnt werden soll, ist die zeitlich hoch aufgelöste Beobachtung des Verschwindens eines Sterns hinter dem Mondrand. Dabei kann man auf der Erde kurzzeitig ein Beugungsmuster detektieren, aus dem sich u.U. der Winkeldurchmesser des entsprechenden Sterns bestimmen läßt. Auf diese Weise konnten bereits von einer ganzen Anzahl hellerer und relativ naher Sterne (deren Parallaxe bekannt ist) die wahren Durchmesser ermittelt werden. Man kann sich vorstellen, daß sich, wenn sich ein Planet in der Nähe eines solchen Sternes aufhält, das entstehende Beugungsmuster geringfügig verändert. Aus den Abweichungen gegenüber einem „idealen“ Beugungsmuster läßt sich dann auf die Existenz eines Planeten schließen.

Von einer erfolgreichen Entdeckung eines Exoplaneten nach dieser Methode ist jedoch bis heute (2007) nichts bekannt geworden.

Direkte Beobachtung

Es ist relativ sicher (2007), aber noch nicht vollständig bewiesen, daß der Stern GQ Lupi A einen planetaren Begleiter (und keinen Braunen Zwergstern) besitzt. Wenn es stimmt, dann handelt es sich dabei um den ersten Exoplaneten, der direkt, d.h. getrennt von dem Zentralstern, mit einem Teleskop abgebildet werden konnte. Der genauen Massebestimmung kommt bei der endgültigen Klärung des Sachverhalts eine entscheidende Rolle zu, da man bereits ab einer Masse von mehr als 13 Sonnenmassen von einem Braunen Zwergstern spricht. Trotzdem ist die direkte Beobachtung eines solchen Objektes an sich schon ein Meilenstein in der Erforschung extrasolarer Planeten. Was macht nun das direkte Auffinden von Planeten außerhalb unseres Sonnensystems so schwierig? Dazu soll als erstes die Frage beantwortet werden, wie hell und in welchem Abstand von der Sonne der Planet Jupiter erscheinen würde, wenn man das Sonnensystem aus einer Entfernung von 10 pc betrachtet.



Aufnahme von GQ Lupi A mit seinem Begleiter GQ Lupi B. Das Bild entstand im Juni 2004 mit dem Very Large Telescope der ESO und dem Instrument NACO. © ESO / Universität Jena

Der maximale Winkelabstand berechnet sich sehr schnell zu 0.5 Bogensekunden. Um die Helligkeit abzuschätzen, muß das Verhältnis des Raumwinkels, unter dem Jupiter von der Sonne aus erscheint, zum Raumwinkel der gesamten Sphäre bestimmt werden. Außerdem ist das Rückstrahlungsvermögen (Albedo) noch zu berücksichtigen. Für Jupiter soll ein Wert von 50% angenommen werden:

$$f = 0.5 \frac{\pi R_J^2}{a_J^2} \frac{1}{4\pi} = \frac{R_J^2}{8a_J^2} = 4 \cdot 10^{-9} \quad [1.14]$$

(a Bahnhalbachse, R Planetenradius)

d.h. die Helligkeit beträgt nur $4 \cdot 10^{-9}$ der Sonnenhelligkeit oder in Größenklassen ausgedrückt, erscheint er um 21^{mag} schwächer als die Sonne. Da die Sonne eine absolute Helligkeit von $+4.8^{mag}$ besitzt, beträgt die Helligkeit von Jupiter rund 26^{mag} . Zwar läßt sich ein Abstand von einer halben Bogensekunde noch gut auflösen. Der Intensitätsunterschied zwischen Sonne und Jupiter würde jedoch eine direkte Beobachtung völlig unmöglich machen. Damit ist auch gleich die Hauptschwierigkeit bei diesem Verfahren beschrieben. Andererseits ist man aber bestrebt, einen Planeten möglichst optisch von seinem Zentralstern zu separieren, da man nur so ein Spektrum von ihm gewinnen kann, aus dem sich wiederum Informationen über seine physische Beschaffenheit ableiten lassen. Die Erfolgsaussichten erhöhen sich etwas, wenn man anstatt im optischen Spektralbereich im Infrarot beobachtet. Von Jupiter weiß man - und so wird es wahrscheinlich bei allen jupiterartigen Planeten sein -, daß er mehr Strahlung im IR emittiert als er insgesamt von der Sonne absorbiert. Der Helligkeitsunterschied zwischen dem Zentralstern und dem Planeten verringert sich in diesem Fall auf etwa 10^{-4} bis 10^{-5} was die Chance natürlich erhöht, das Planetenscheibchen vom Beugungsscheibchen des Muttersterns zu trennen. Die Chancen lassen sich noch weiter erhöhen wenn man - ähnlich wie bei Koronographen - das Sternscheibchen mit entsprechenden Blenden abdeckt. Daß dieses Verfahren funktioniert, zeigen die Hubble-Teleskopaufnahmen von protoplanetaren Staubscheiben um junge Sterne.

Ein weiteres Verfahren, um den enormen Helligkeitsunterschied zwischen Planeten und Zentralstern Herr zu werden, besteht in einem modifizierten Einsatz von adaptiven Optiken. Dabei wird die Verformung des darin enthaltenen Spiegels so gesteuert, daß das Sternlicht an der Stelle des Begleiters destruktiv interferiert und damit den Planeten leichter sichtbar macht.

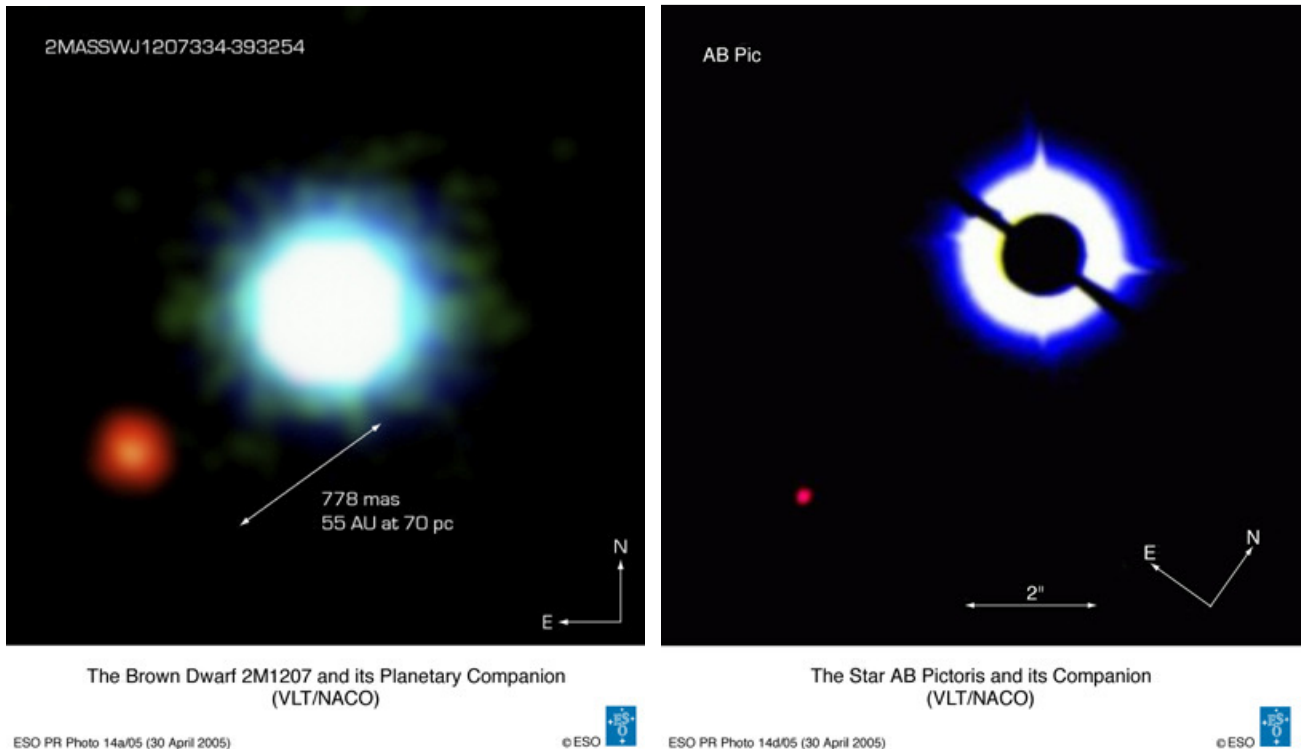
Man kann aber auch - wie erste Versuche zeigen - den Durchgang der vom Stern kommenden Wellenfront durch die Atmosphäre ausnutzen, um kurzzeitig (~ 1 ms) an der Stelle des Begleiters eine Abschwächung der Intensität des Zentralsterns (auch wieder durch destruktive Interferenz) zu erreichen. In dem alle geeigneten „*dark speckles*“ aufsummiert werden, kann man in günstigen Fällen das vom Planeten herrührende Signal vom ansonsten alles überstrahlenden Zentralstern trennen.

Schließlich soll noch das sogenannte „*Nulling*“ erwähnt werden, wie man es in weltraumgestützten optischen Interferometern in naher Zukunft einsetzen möchte. In diesem Fall wird der Lichtweg von mehreren Teleskopen so zusammengeführt, daß das Sternlicht in der Brennebene durch Interferenz nahezu total ausgelöscht wird. Da die Bedingung für die destruktive Interferenz auf die genaue Position des Sterns beschränkt ist, lassen sich auf diese Weise auch schwache und enge Begleiter sichtbar

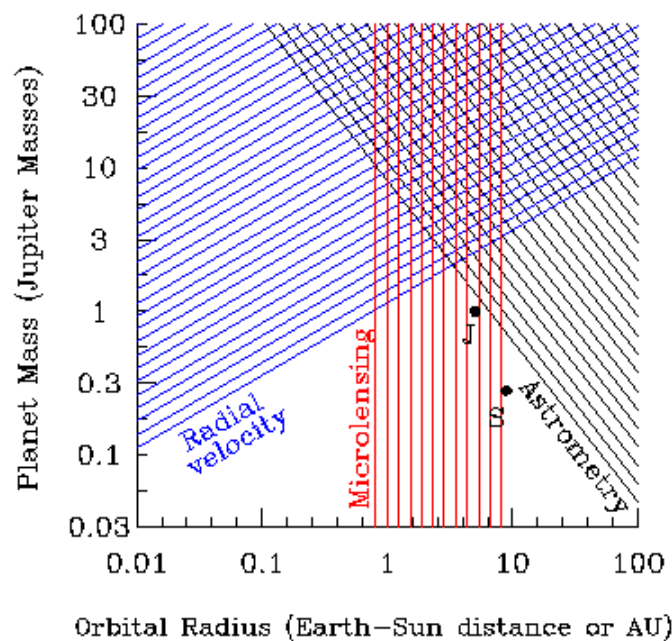
Nachweismethoden – Direkte Beobachtung

machen. Bis 2020 soll der von der NASA geplante „*Terrestrial Planet Finder*“ - Interferometer einsatzbereit sein, dessen Aufgabe es ist, sonnennahe Sterne nach erdähnlichen Planeten abzusuchen.

Neben GQ Lupi hat man noch bei den Sternen 2M1207, AB Pic und SCR1845 jeweils einen Planeten mit Hilfe direkter, bildgebender Verfahren nachweisen können (Stand 31. Mai 2007).



Direkte Abbildungen von Exoplaneten, aufgenommen mit dem VLT / Mt. Paranal



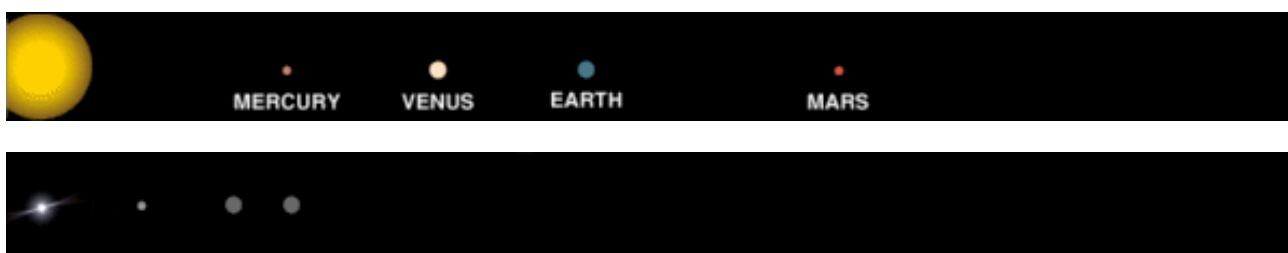
Die Entdeckungswahrscheinlichkeit für Planeten unterschiedlicher Masse und Abstand zum Zentralstern ist je nach Beobachtungsmethode unterschiedlich. Dieses Diagramm zeigt die Bereiche, für welche die einzelnen Methoden empfindlich sind.

Vergleich der einzelnen Nachweismethoden extrasolarer Planeten

	indirekt	direkt	Vorteile	Nachteile
Astrometrie	x		Nur auf lange Umlaufzeiten sensitiv	Genauigkeit gering Nur nahe Sterne
Radialgeschwindigkeitsmessung	x		Sehr erfolgreich entfernungsunabhängig	Nur entwickelte Sterne (Spektrum) Nur kurze Umlaufzeiten Nur große Massen
Transit	x		Radiusbestimmung Masse (zusammen mit der Radialgeschwindigkeit) Atmosphäre, Albedo Sensitiv auf erdähnliche Planeten	Nur kurze Umlaufzeiten Höchste photometrische Präzision notwendig
Direkte Beobachtung		x	direkte Untersuchung des Planeten	Extrem schwierig und ungenau Masse unbestimmbar
Mikrolensing	x		Sensitiv auf erdähnliche Planeten	Singuläre Ereignisse Bahnparameter nur schwer bestimmbar

Planeten um Pulsare

Den ersten planetenähnlichen Himmelskörper außerhalb unseres Sonnensystems wurde überraschenderweise um einen schnell rotierenden Neutronenstern - also einem Stern mit extremen physikalischen Eigenschaften - gefunden. Diese Entdeckung gelang 1992 ALEX WOLSZCZAN, als er über einen längeren Zeitraum die Pulsationsperiode des ca. 1500 Lichtjahre entfernten Pulsars PSR 1257+12 untersuchte. Heute ist man sich sicher, daß dieser Pulsar mindestens vier Planeten unterschiedlicher Größe besitzt.



Größenverhältnis inneres Sonnensystem - Pulsar PSR 1257+12. Der vierte Planet im Pulsarsystem ist 40 AE vom Zentrum entfernt

Das Prinzip, was man sich bei der Suche nach Pulsarplaneten zunutze macht, ist weitgehend mit dem Prinzip der Radialgeschwindigkeitsmethode identisch. Im Gegensatz zu den Sternen, bei denen man spektroskopisch die Radialgeschwindigkeit bestimmt, sind die meisten Neutronensterne - Pulsare sind schnell rotierende Neutronensterne - viel zu schwach, um mit optischen Methoden beobachtet zu werden. Sie machen sich jedoch im Radiofrequenzbereich durch ihre streng periodischen, mit der Rotationsfrequenz gekoppelten Emissionen bemerkbar. Die Periodendauer läßt sich sehr genau bestimmen (sie liegt zwischen wenigen Millisekunden bis in den Sekundenbereich) und ist bei Einzelpulsaren über lange Zeiträume extrem stabil. Bewegt sich der Pulsar auf seiner Bahn um den Schwerpunkt auf den Beobachter zu („Blauverschiebung“), kommen die Radiopulse mit einer höheren Frequenz an. Entfernt er sich vom Beobachter, so ist die Frequenz der Pulse entsprechend niedriger („Rotverschiebung“). Diese Änderung der Pulsfrequenz ist bei Pulsaren, die von einem oder mehreren Begleitern umgeben sind, sehr gut meßbar und erlaubt sogar die Detektierung von Pulsarplaneten mit Massen, die unterhalb der Erdmasse liegen.

Bis heute sind zwei Pulsare bekannt, die von Exoplaneten umkreist werden. Unstimmig ist noch, auf welche Weise diese Exoplaneten entstanden sind. Da Neutronensterne bei einem katastrophalen Kernkollaps eines massereichen Stern entstehen, ist es kaum verständlich, daß ein vorhandenes Planetensystem einen solchen Supernova-Ausbruch mehr oder weniger unbeschadet übersteht. Aber auch die Entstehung von Planeten aus dem „Debris“ dieser Explosion ist möglich wenn auch nicht leicht zu erklären.

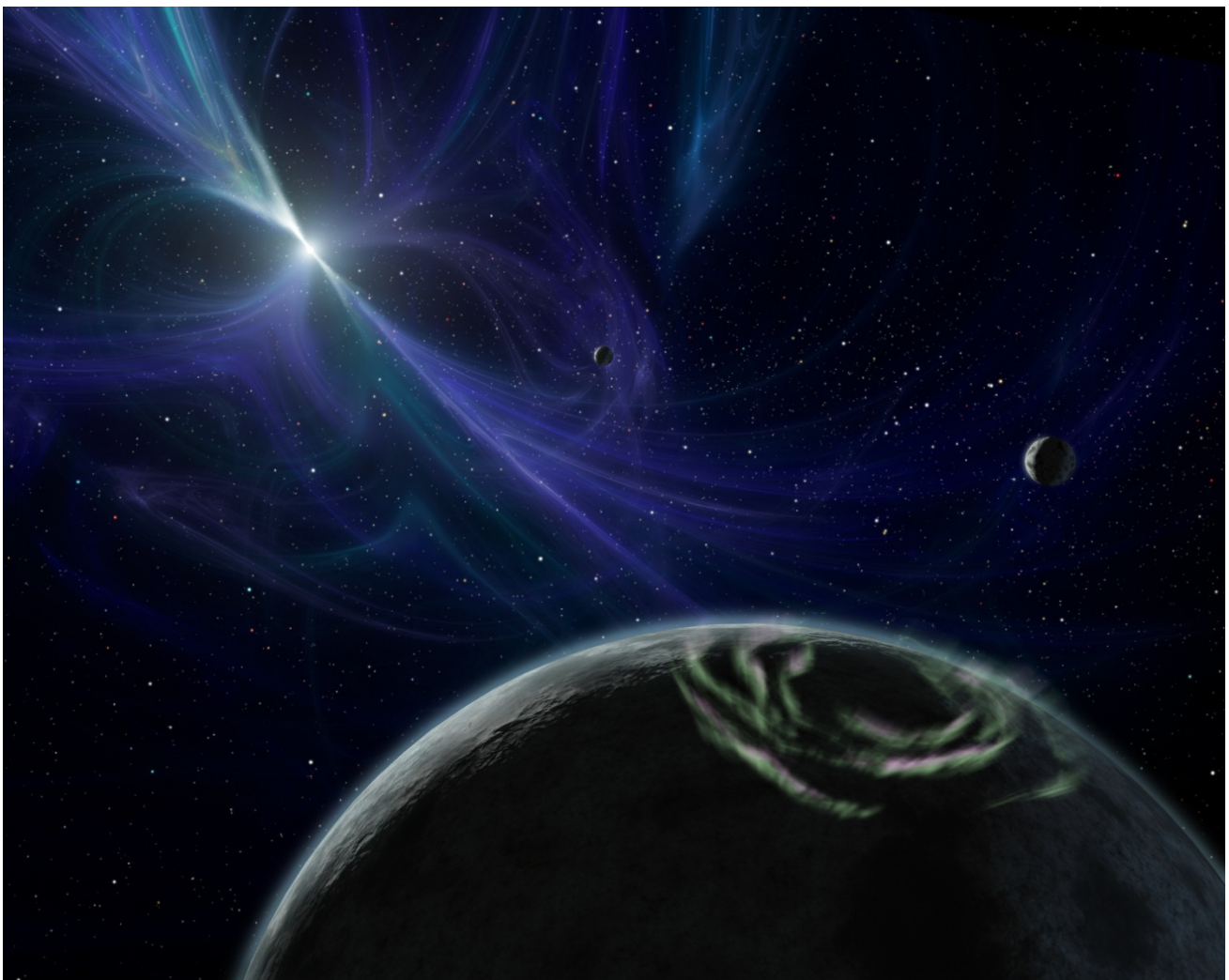
Wenn Pulsarplaneten merklich im infraroten Spektralbereich strahlen (was anzunehmen ist, wenn sie sich z.B. erst nach der Supernova-Explosion gebildet haben), dann kann man versuchen, sie mit Infrarotdetektoren an Großteleskopen der 8 - 10 Meter-Klasse zu beobachten. Während der Pulsar

aufgrund seiner geringen Helligkeit auch in diesen Teleskopen meist unsichtbar bleibt, gibt es eine gewisse Wahrscheinlichkeit, an seiner Position eine schwache IR-Quelle zu entdecken, die sich mit der gleichen Eigengeschwindigkeit wie der Pulsar durch den Raum bewegt. Solch eine Infrarotquelle ist dann mit hoher Wahrscheinlichkeit ein Planet. Ob ein derartiges Suchprogramm erfolgreich sein wird, kann erst die Zukunft zeigen.

Einige Daten der Pulsarplaneten

Pulsar	Exoplanet	Große Halbachse a	Umlaufzeit T	Exzentrizität e	Bahnneigung i
PSR 1257+12	$0.02 M_E$	0.19 AE	25.262 d	0.0	-
	$4.3 M_E$	0.36 AE	66.5419 d	0.0186	53° oder 127°
	$3.9 M_E$	0.46 AE	98.2114 d	0,0252	47° oder 133°
	$\sim 100 M_E$	40 AE	~ 170 a	-	-
PSR B1620-26	$2.5 M_J$	23 AE	~ 100 a	-	55°

M_E = Erdmasse, M_J = Jupitermasse



Klassifizierung von Exoplaneten

Die bis heute (2007) aufgefundenen Exoplaneten lassen bereits einige Gesetzmäßigkeiten erkennen, die man zu einer groben Klassifizierung nutzen kann. Aufgrund dessen, daß die meisten Detektionsverfahren bevorzugt große und dem Hauptstern sehr nahe Begleiter nachweisen, kann man über Planeten von der Größe der Erde z. Z. nur Mutmaßungen anstellen. Die nächste Generation der weltraumgestützten Teleskope und optischen Interferometer wird diese Lücke wahrscheinlich schließen können.

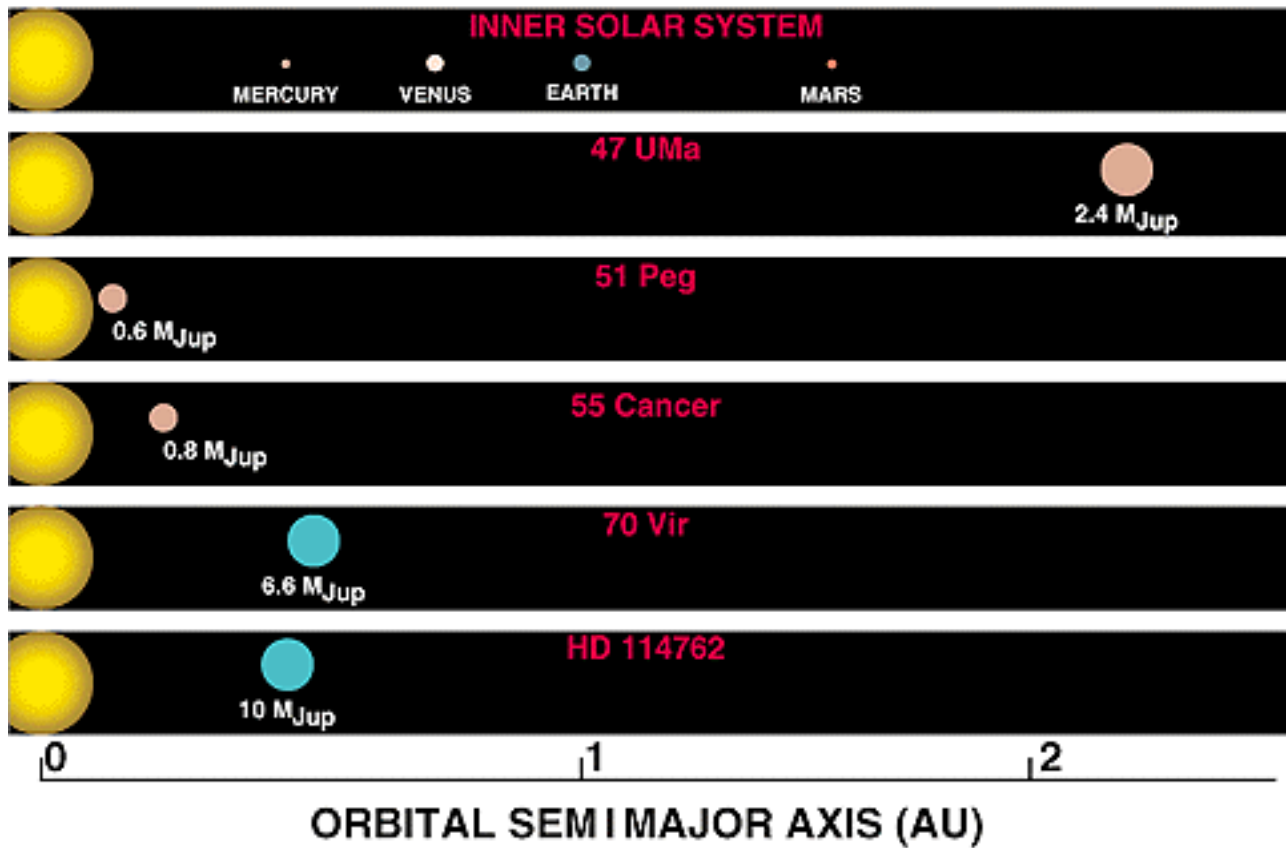
- Als „jupiterähnlich“ werden gewöhnlich Exoplaneten bezeichnet, deren Masse (man kann in den meisten Fällen nur $M \sin i$ angeben) zwischen der des Jupiters und der unteren Grenzmasse von Braunen Zwergsternen (ca. 13 Jupitermassen) liegt. Sie lassen sich grob in folgende Gruppen einteilen:
- Planeten auf „weiter“ Kreisbahn. Konfiguration ähnelt unserem Sonnensystem (Beispiel 47 Ursae Majoris). Planeten dieser Klasse werden auch als „near jupiters“ bezeichnet, da sie in ihrem Planetensystem eine ähnliche Position einnehmen wie der Planet Jupiter im Sonnensystem.
- Planeten auf kreisähnlichen Bahnen nahe dem Zentralstern ($a < 0.1$ AE). Sie sind z.T. auf mehr als 1000 K aufgeheizt und werden deshalb als „hot jupiters“ bzw. „very hot jupiters“ bezeichnet (Beispiel 51 Pegasi b, OGLE-TR-13 b). Man geht davon aus, daß sie erst lange nach ihrer Entstehung in ihren derzeitigen, extrem sternnahen Orbit gelangten, da in einer so geringen Entfernung zum Zentralstern nicht genügend Material vorhanden ist, um Planeten dieser Masse in situ zu bilden.
- Planeten auf stark exzentrischen Bahnen (bis $e=0.7$). Ihre Oberflächentemperatur wechselt dementsprechend stark mit der Entfernung zum Zentralstern. Wie diese Bahnen kosmogonisch einzuordnen sind, ist noch weitgehend rätselhaft. (Beispiel HD 106252 b).

Dazu kommen noch die „hot Neptuns“, zu denen z.B. Planeten in den Systemen Gliese 436, μ Ara und ρ 1Cancrigelören. Diese Planeten liegen in einem Massebereich, der sie mit den Großplaneten Uranus und Neptun vergleichbar macht. Über ihren Aufbau ist nichts bekannt.

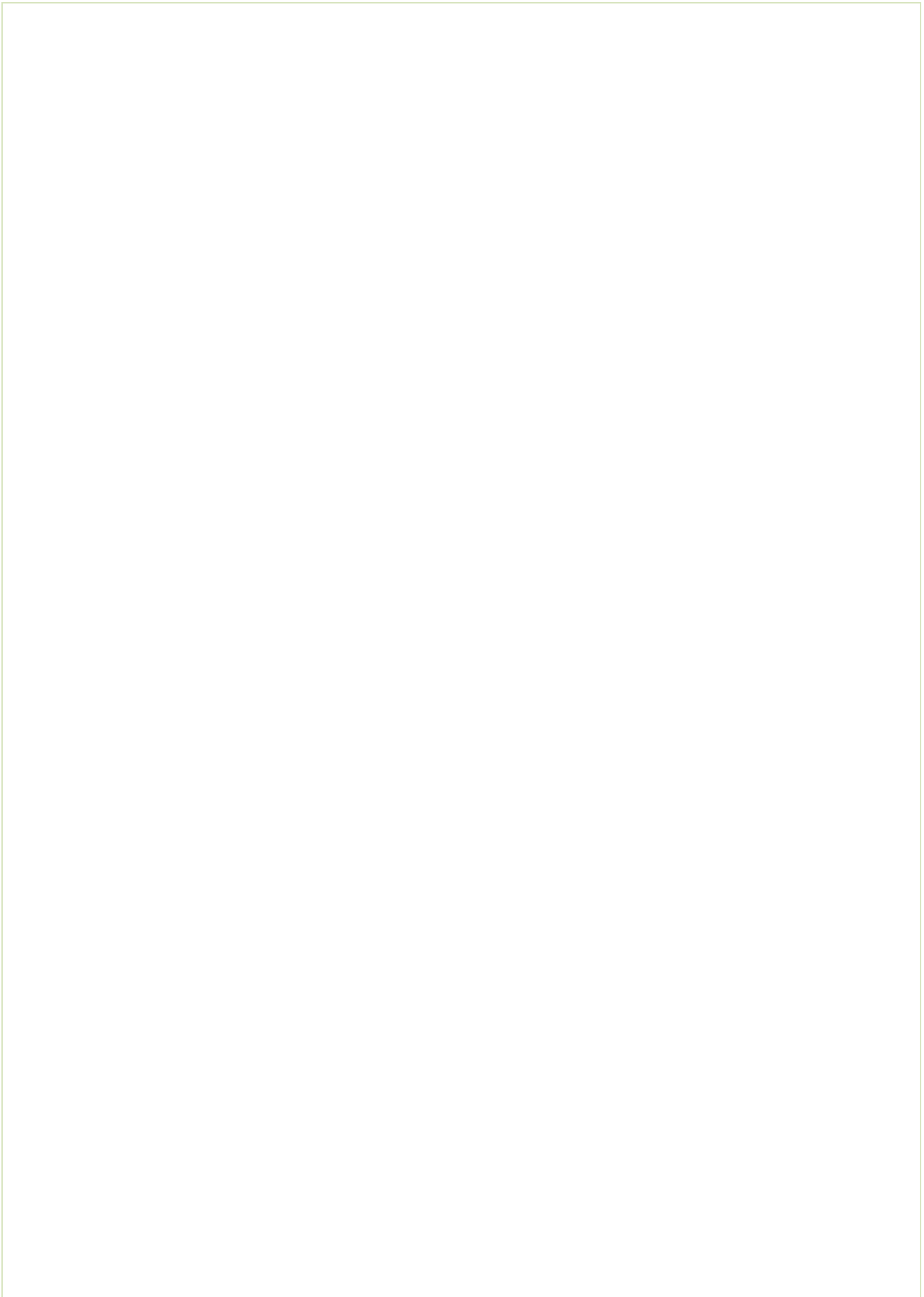
Besonders interessant sind die jupiterartigen Gasplaneten, die sehr nahe an ihrem Zentralstern ihre Bahnen ziehen. Ein besonders extremes Beispiel ist OGLE-TR-13 B, der durch einen Transit entdeckt wurde und seinen Zentralstern (Spektraltyp K, $0.77 M_{\odot}$) in nur 1.43 Tagen (was einer Entfernung von 3.4 Millionen Kilometer entspricht; Merkur ist rund 17x weiter von der Sonne entfernt) umläuft. Die Masse des Planeten wurde zu 1.35 Jupitermassen bestimmt. Aufgrund des für einen Planeten extrem geringen Abstandes zum Zentralstern erhält man aus Modellrechnungen eine Oberflächentemperatur von etwa 1800 K. Daß man derartig exotische Objekte einen neuen Namen gegeben hat - „very hot jupiters“ - , ist durchaus nachvollziehbar.

Zum Abschluß dieses Kapitels soll noch auf eine weitere Klasse von „Planeten“ hingewiesen werden, von denen man sich noch nicht einig ist, ob sie im Sinne einer vernünftigen Definition überhaupt Planeten sind - die sogenannten „free-floaters“. Es handelt sich hierbei um Objekte, deren Masse unterhalb der Grenzmasse für Braune Zwergsterne liegt und die als Einzelgänger abseits von anderen Sternen durch den kosmischen Raum wandern. Man hat sie zuerst in Sternentstehungsgebieten wie Chamaeleon I oder im Orionnebel-Komplex gefunden. Die Kontroverse um ihre Einordnung in das

System der Himmelskörper hat sich insbesondere um den Mechanismus ihrer Entstehung entfacht. Denkbar ist, daß sie entweder - ähnlich wie gewöhnliche Sterne - einzeln beim Kollaps einer Molekülwolke oder - zusammen mit einem Stern - aus einer zirkumstellaren Gas- und Staubhülle entstanden sind. Im letzteren Fall ist zu erklären, auf welche Weise sie sich aus dem Gravitationsfeld ihres Muttersterns befreien konnten.



Vergleich einiger bekannter Exoplaneten



Literatur zum Thema

K. Lindner: **Taschenbuch der Astronomie**, Fachbuchverlag Leipzig, 1997

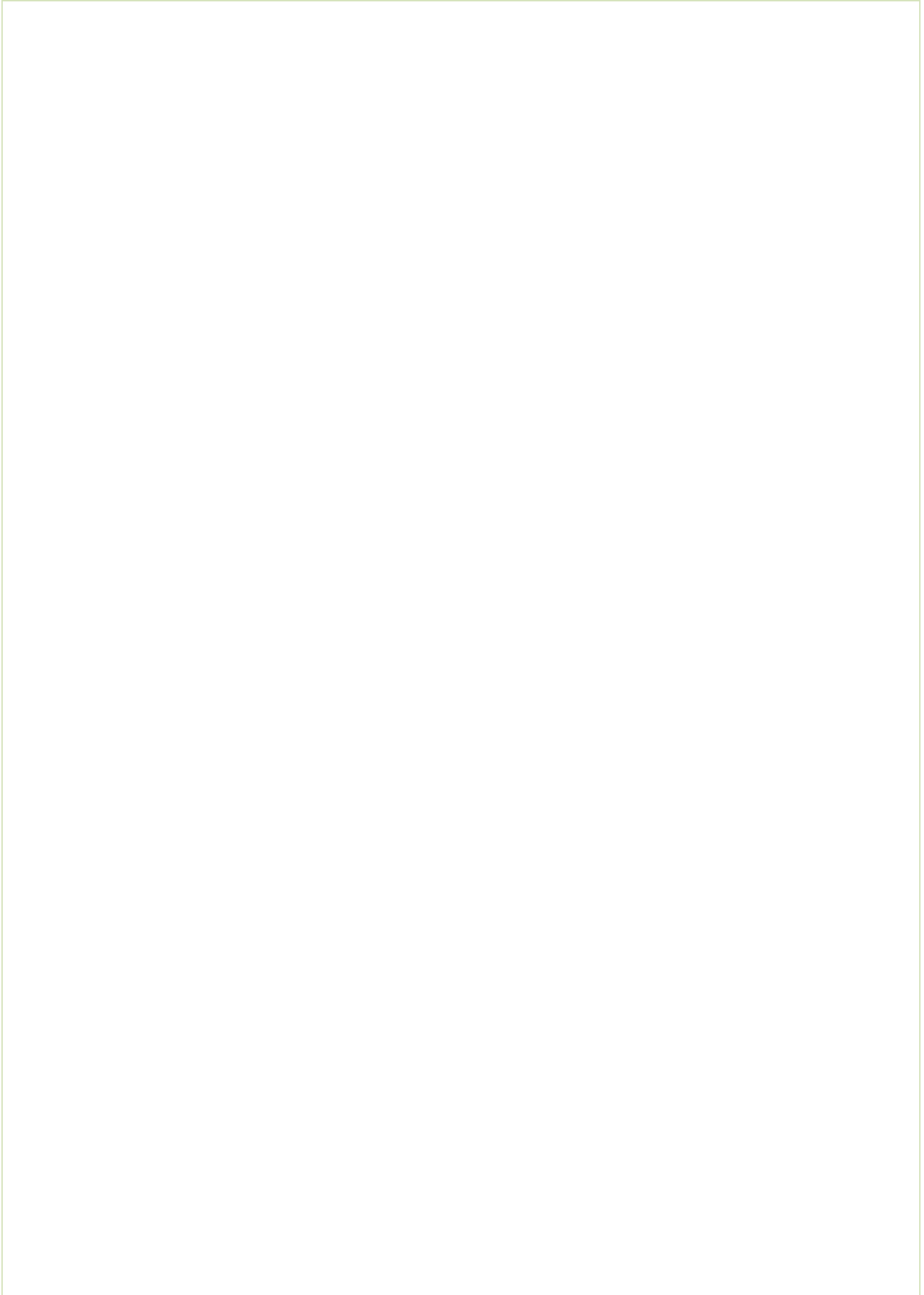
H. Bernhard, K.Lindner, M.Schukowski: **Wissensspeicher Astronomie**, Volk und Wissen 1995

A.Unsöld, B.Baschek: **Der neue Kosmos**, Springer-Verlag 2004

A.Weigert, H.J. Wendker: **Astronomie und Astrophysik**. Ein Grundkurs, Wiley-VCH 2004

H. Karttunen et.al.: **Fundamental Astronomy**, Springer-Verlag 2000

M.Mayor et.al.: **New Worlds in the Cosmos: The Discovery of Exoplanets**, Cambridge 2003



Index

A

AB Pic 21
Astrometrie 4, 6

B

Barnards Stern 2
BEST 13
Braune Zwergsterne 25

C

COROT 2, 4, 14

D

DARWIN 4, 6
Doppelsternen, spektroskopische 8
Dopplereffekt 5, 8, 10

E

Eddington, Arthur Stanley 15
Eigenbewegung 2, 4
Einstein, Albert 15
Einstein-Ring 17
EROS 16
Exoplaneten 2, 6, 7, 8, 12, 13, 18, 21
Exoplaneten, Klassifizierung 25

F

free-floaters 25

G

Gliese (436) 25
Gliese (876) 7
GQ Lupi A 2, 19, 21
Gravitational Microlensing 15, 17

H

HD 106252 b 25
HD (209458) 12, 13
hot Jupiters 25
hot Neptuns 25

I

Interferometrie, optische 6

J

Jod-Absorptionszellen 11
Jupiterklasse 4, 5, 13

K

Kamp, Peter van de 2
KEPLER 14

M

MACHO 16
Mayor, Michel 2
Microlensing 16, 17

N

near Jupiters 25
Neuhäuser 2
Neutronensterne 23
Nulling-Interferometrie 5, 20

O

OGLE 16, 18
OGLE-TR-13 B 25
Osiris 12, 13

P

Paczynski, Bohdan 17
Parallaxe 6
Pegasi (51) 2, 9
Pegasi b 25
Pulsarplaneten 23

Q

Queloz, Didier 2

R

Radialgeschwindigkeit 9
Radialgeschwindigkeitsmethode 2, 5, 8, 9, 10

S

Schwarzschildradius 16
SCR1845 21
Staubscheiben, protostellare 5
Sternbedeckung 19
Supernova 23

T

TPF 4
Transitmethode 9, 11, 16
Transitwahrscheinlichkeit 13

U

Ursae Majoris (47) 25

V

Venusdurchgang 5
very hot jupiters 25
VLT 21
VLTI 6

W

Wolszczan, Alex 23