# Spis treści

S	pis treś	ci	1			
W	/stęp		3			
	Wprov	wadzenie	3			
	Cel pr	асу	3			
	Dane.		3			
I		Planeta - podstawowe pojęcia	4			
	1.1	Rys historyczny dotyczący definicji planety	4			
	1.2	Teorie powstawania planet	7			
	1.3	Rodzaje planet pozasłonecznych	9			
	1.3.	1 Gazowe olbrzymy	9			
	1.3.	2 Planety skaliste	10			
Π		Metody detekcji i badań planet pozasłonecznych	12			
	2.1	Prędkości radialne - spektroskopia	14			
	2.2	Fotometria tranzytów	17			
	2.3	Chronometraż pulsarów	22			
	2.4	Mikrosoczewkowanie grawitacyjne	24			
	2.5	Astrometria	28			
	2.6	Badania dysków protoplanetarnych	30			
	2.7	Bezpośrednie obserwacje	31			
	2.8 Badanie światła rozproszonego (scattered light)					
	2.9	Badanie składu atmosfery	35			
	2.9.	1 Odkrycie sodu na planecie	35			

2.9.2	Odkrycie metanu na HD 189733 b					
2.10	Timing pulsów gwiazd pulsujących					
2.11 Widma planety w zakresie podczerwonym						
2.12 N	Aapowanie temperatury na powierzchni planety	40				
2.13 Pla	nety wokół gwiazd podwójnych zaćmieniowych	41				
2.13.1	Tranzyty	41				
2.13.2	Timing zaćmień	43				
2.13.3	Dyski wokół gwiazd podwójnych	45				
III M	Ietoda Wilsona - Devinney a planety pozasłoneczne	48				
3.1 N	Aetoda Wilsona- Devinney	48				
3.2 E	Badane obiekty	53				
3.2.1	τ Bootis Ab	53				
3.2.2	OGLE-TR-56 b	54				
3.2.3	HAT-P-7 b	55				
3.3 V	Vyniki z Borowca	56				
3.4 N	Aodelowanie krzywych RV i LC planet pozasłonecznych - test na dan	ych				
syntetyc	znych	59				
3.5 N	Aodelowanie subtelnych efektów w krzywych RV i LC	63				
3.5.1	Plamy na gwieździe wywołane planetą	63				
3.5.2 Efekt Rossitera – McLaughlina (RM)						
3.5.3	Elipsoidalne zmiany blasku	68				
3.5.4	Efekt refleksu a światło rozproszone (scattered light)	71				
Podsumow	anie	73				
Spis rysunk	ców	74				
Spis rysunk	ców	77				
Bibliografi	a	78				

## Wstęp

### Wprowadzenie

Obecnie znamy ponad 400 układów planetarnych. Z każdym rokiem liczba odkrywanych planet pozasłonecznych znacznie wzrasta. Poszukiwanie planet, stało się jednym z głównych kierunków astronomii obserwacyjnej. Dziedzina ta bardzo szybko się rozwija, astronomowie dysponują dokładnymi instrumentami badawczymi, które cały czas są udoskonalane, po to aby z większą precyzją wyznaczać parametry odkrywanych planet. Niniejsza praca zawiera obszerny opis dotychczasowych wyników w zakresie detekcji i badań planet pozasłonecznych (rozdział 2). Rozdział trzeci zawiera wyniki autora dotyczące modelowania układów gwiazda-planeta, na podstawie obserwacji fotometrycznych i spektroskopowych przy użyciu metody Wilsona-Devinney.

### **Cel pracy**

Sprawdzenie możliwości zastosowania metody Wilsona-Devinney do modelowania krzywych zmian blasku oraz prędkości radialnych dla układów gwiazda-planeta. Zbadanie przydatności metody Wilsona-Devinney w modelowaniu subtelnych efektów występujących w krzywych zmian blasku i prędkości radialnych.

#### Dane

W pracy skorzystano z danych spektroskopowych z Poznańskiego Teleskopu Spektroskopowego (PST). Jest to krzywa prędkości radialnych dla  $\tau$  Bootis, wykonana przez zespół obserwatorów z PST. Skorzystano również z danych fotometrycznych z satelity MOST.

### **Rozdział I**

## Planeta - podstawowe pojęcia

Układ Słoneczny składa się z ośmiu planet, które krążą po orbitach wokół gwiazdy macierzystej - Słońca. Każda z tych planet cechuje się innymi właściwościami takimi jak rozmiar, skład chemiczny, budowa oraz odległość od gwiazdy. Układy planetarne istnieją także poza Układem Słonecznym. Takich układów odkryto już wiele. Obecnie (4 kwietnia 2010) wiemy o istnieniu 443 planet pozasłonecznych w tym 45 układów wielokrotnych. Liczba ta z pewnością szybko będzie wzrastać, ze względu na nowe techniki obserwacyjne oraz intensywne poszukiwania "drugiej Ziemi".

### 1.1 Rys historyczny dotyczący definicji planety

Termin "planeta" pochodzi od greckiego słowa "wędrowiec". Według starożytnych astronomów były to obiekty, które poruszały się względem gwiazd na sferze niebieskiej. W tamtych czasach planetami nazywano siedem obiektów (Merkury, Wenus, Mars, Jowisz, Saturn, Słońce i Księżyc). Z czasem, gdy zaczęto kierować się teoria heliocentryczną, Słońce i Księżyc przestano traktować jako planety a Ziemia dołączyła do pięciu znanych planet. Później odkryto planetę Uran (Wiliam Herschel, 1781) i obiekty: Ceres (Giuseppe Piazzi, 1801), Pallas (H. W. Olbers, 1802) oraz Westę (H. W. Olbers, 1807). Wraz z udoskonaleniem technik obserwacyjnych wzrastała liczba odkrytych planetoid, które uznawano w tamtych czasach za planety. Aby zapobiec nazywaniu każdego obiektu odkrytego w Układzie Słonecznym planetą, powstało pytanie: Czym powinni się kierować astronomowie, klasyfikując ciała niebieskie? Obiekty Ceres, Pallas i Westa zostały nazwane planetoidami a nasz układ miał dziewięć planet, doliczając odkrytego później Neptuna (J. G. Galle, 1846) i Plutona (C. Tombaugha, 1930). W 2006 roku Międzynarodowa Unia Astronomiczna (IAU) uchwaliła definicje planety w Układzie Słonecznym. Uznano, że planeta jest obiektem, który porusza się wokół Słońca oraz posiada taką masę, by utworzyć kształt odpowiadający równowadze hydrostatycznej (prawie kulisty). Powinien również oczyszczać sąsiedztwo swojej orbity z innych obiektów. Zgodnie z nowym poglądem na klasyfikację planet Pluton oraz Ceres zostały sklasyfikowane jako planety karłowate.

Układ Słoneczny składa się z ośmiu planet (Merkury, Wenus, Ziemia, Mars, Jowisz, Saturn, Uran i Neptun).

Ogromnym odkryciem były pierwsze planety pozasłoneczne. Pierwszego takiego odkrycia dokonał polski radioastronom Aleksander Wolszczan w 1992 roku (Wolszczan & Frail 1992). Wykrył on planetę krążącą wokół pulsara (PSR 1257+12). Do tamtej pory uważano, że planety mogą tworzyć się w pobliżu gwiazd ciągu głównego, do których należy Słońce. Pod względem mas planet i promieni ich orbit układ jest podobny do Układu Słonecznego, z wyjątkiem gwiazdy macierzystej, która zamiast głównie światła widzialnego emituje fale radiowe, promienie rentgenowskie i wysokoenergetyczne cząstki elementarne. Pulsar powstaje w skutek wybuchu supernowej, podczas którego gwiazda najprawdopodobniej zniszczyłaby planety powstałe w jej pobliżu, więc układ Wolszczana mógł powstać jakiś czas po takim wybuchu. Prawdopodobnie supernowa miała gwiazdowego towarzysza, który przetrwał wybuch i parował pod wpływem cząstek elementarnych, a część traconej energii mogła spowodować powstanie cienkiego dysku protoplanetarnego wokół gwiazdy neutronowej.

Kolejne planety poza Układem Słonecznym zostały odkryte przy pomocy badań spektroskopowych gwiazdy macierzystej. Pierwszego odkrycia tą metodą dokonano w 1995 roku w obserwatorium genewskim (Marcy & Butler 1998). Planeta (51 Peg b) krąży wokół gwiazdy (51 Pegasi), którą można dostrzec gołym okiem. Okazało się, że planeta mająca masę zbliżoną do Jowisza obiega swoja gwiazdę raz na 4.23 dnia w odległości ok. 0,052 AU Posiada więc inne właściwości niż Jowisz .

Powyższe planety pozasłoneczne cechuje to, że znane nam życie na nich nie mogłoby istnieć, dlatego też obecnie poszukuje się planet ziemiopodobnych.





Największą ilość planet pozasłonecznych odkryto metodą prędkości radialnych (spektroskopowe obserwacje prędkości radialnych gwiazdy) (rys 1). Inne planety zostały odkryte między innymi metodą fotometrii tranzytów (obserwacje spadku jasności w czasie przejścia planety na tle tarczy gwiazdy), która jest drugą metodą pod względem odkryć. Pierwszą planetę (HD 209458b) odkryto tą metodą w 1999 roku. W 2003 roku odkryto planetę (OGLE235-MOA53 b) nową metodą mikrosoczewkowania grawitacyjnego. Te trzy metody, jak dotąd, są najbardziej efektywne jeśli chodzi o liczbę odkrytych planet.

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup> W roku 1989 prowadzono badania nad gwiazdą  $\gamma$  Cephei i podejrzewano, że krąży wokół niej masywna planeta, jednak potwierdzono to dopiero w 2003 roku, więc w pracy jako pierwsza odkryta planeta widnieje PSR 1257+12 b odkryta w 1992 roku.

### 1.2 Teorie powstawania planet

Planety powstają w otoczeniu nowo powstałej gwiazdy, która posiada dysk protoplanetarny. W nim tworza się planetyzymale, duże kawałki lodu i skondensowanego pyłu, które zderzają się ze sobą pod wpływem wzajemnych sił, w procesie koagulacji zderzeniowej. Początkowo jest to proces stochastyczny. W momencie gdy największe planetyzymale osiągają masę rzędu 1018 kg, następuje znaczne przyspieszenie procesu (szybciej zwiększa się masa takich obiektów przez częstsze zderzenia), gdyż obiekty te znacznie zmieniają orbity niewielkich planetyzymali. Końcowa masa obiektu (jądra planety) w odległości ok.  $150 \times 10^6$  km (średnia odległość Ziemi do Słońca) od gwiazdy macierzystej ma masę rzędu 0.01-0.1 masy Ziemi ( $M_{\oplus} = 6 \times 10^{24}$  kg), natomiast jeśli odległość do gwiazdy wynosi ok. 8 mln km (średnia odległość Jowisza do Słońca ) osiągają masę rzędu 1-10 M<sub>⊕</sub>. Ta różnica wynika z faktu, iż w niewielkiej odległości od gwiazdy macierzystej temperatura dysku jest za wysoka na kondensacje zwiazków wegla, wodoru i tlenu w dysku, co powodować mogło mniejsza ilość planetozymali. Jądro posiadające dużą masę może ściągać materię w formie gazowej z dysku przy pomocy sił grawitacyjnych. Mało masywne jądra, nie oddziaływają z otoczeniem na tyle mocno aby zainicjować taki proces, jednak ich masy są na tyle duże aby powodować wzajemne perturbacje orbit. W następstwie tego tworzą się planety typu Ziemi, te posiadające większe jądra przekształcają się w planety typu Jowisza. W tym czasie gwiazda staje się jaśniejsza, a ciśnienie promieniowania zaczyna coraz bardziej oddziaływać z gazem w dysku, co powoduje jego nagrzanie i "wydmuchanie". Klasyczna teoria planetogenezy tłumaczy współpłaszczyznowość orbit planetarnych oraz jednakowy kierunek obiegu planet wokół gwiazdy macierzystej. Teoria przewiduje, że mimośrody orbit powinny być niewielkie a planety typu Jowisza powinny znajdować się kilka  $AU^2$  od gwiazdy macierzystej. W przypadku egzoplanet, zwłaszcza Goracych Jowiszy (planet majacych masę zbliżoną do Jowisza oraz krażące po ciasnej orbicie), jest nieco inaczej, gdyż z odkryć wiemy, że znajdują się one bardzo blisko gwiazdy macierzystej. Wysunięto, więc hipotezę o tak zwanej "migracji planet". Mówi nam ona o tym, że rzeczywiście gazowe olbrzymy uformowały się daleko od gwiazdy, jednak z czasem "przywędrowały" na bliższe orbity. Zjawisko migracji występuje także w przypadku planet skalistych, jednak nie na taką skalę - następuje tutaj mniej widoczna zmiana orbity.

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup> Jednostka astronomiczna (AU) – średnia odległość Ziemi od Słońca która wynosi ok. 150 mln km.

Wyróżniamy trzy typy migracji (Urania, 2008):

- Typ I Temu typowi migracji podlegają mało masywne planety (kilkakilkanaście M⊕). W momencie, gdy taka planeta zaczyna oddziaływać z dyskiem, wywołuje w nim fale gęstości na skutek rezonansu Limblada i w ten sposób zmienia swoją orbitę na bliższą. Za pomocą symulacji numerycznych można ustalić tempo przemieszczania się gwiazdy, które zależne jest od masy planety, rozkładu materii, gęstości dysku i jego wysokości.
- Typ II W tym przypadku mamy do czynienia z masywnymi planetami (~  $M_J = 1.8986 \times 10^{27}$  kg ). W skutek wymiany momentu pędu tworzy się przerwa w dysku a planeta ma kontakt z dyskiem w skutek akrecji materii z dysku, która opada na planetę i następuje jej przemieszczenie.



Rysunek 2. Ewolucja dysku w obecności planety M<sub>J</sub> (zaznaczona białym konturem). W trakcie migracji do wewnątrz masa planety rośnie do 3.5 M<sub>J</sub>. Lewy górny panel pokazuje stan początkowy, prawy górny po 300 okresach orbitalnych planety, panele dolne prawy i lewy odpowiednio po 3000 i 7000 okresach (Nelson R. et al, 2000).

Typ III - Migracja tego typu zachodzi dla planet rozmiarem przypominających Saturna (5,7 ×10<sup>26</sup> kg). Planeta może przemieszczać się nawet na zewnątrz układu. Migracja zależy od lokalnych parametrów dysku, przede wszystkim od jego gęstości, co za tym idzie wszelakie zmiany w dysku, takie jak na przykład pierścienie, mogą zatrzymać dalszą migrację. Ze względu na to, że tempo migracji jest szybkie, nie poznano jej jeszcze zbyt dokładne.

### 1.3 Rodzaje planet pozasłonecznych

Planeta pozasłoneczna (egzoplaneta) to obiekt, który okrąża gwiazdę macierzystą inną niż Słońce, ponadto spełnia wszystkie kryteria IAU. Wiemy, że Układ Słoneczny składa się z masywnych i mniej masywnych obiektów, które są oddzielone od siebie pasem planetoid. Początkowo sądzono, że planety pozasłoneczne mają takie same cechy jak planety z naszego układu, jednak okazało się, iż różnią się, choćby tym, że migrują a wiele z nich ma orbity o dużym mimośrodzie.

### 1.3.1 Gazowe olbrzymy

Gazowe olbrzymy krążące blisko gwiazdy macierzystej podzielono na Gorące Jowisze i Gorące Neptuny. Nazwa wywodzi się z podobieństw mas planet pozasłonecznych do mas Jowisza oraz Neptuna, natomiast gorącymi nazwano je ze względu na wysoką temperaturę jaką posiadają co spowodowane jest bardzo ciasną orbitą. Orbity tych obiektów są zbliżone rozmiarem do orbity Merkurego (średnia odległość od Słońca:  $57.9 \times 10^6$  km). Wyznaczony promień orbity dla niektórych obiektów wynosi 0.05 AU. Zasadniczą różnicą miedzy Jowiszem i Neptunem a planetami pozasłonecznymi typu Gorących Jowiszy i Gorących Neptunów jest odległość od gwiazdy macierzystej i związany z nią krótki okres obiegu planety wokół niej. Jowisz potrzebuje ok. 12 lat na okrążenie Słońca, natomiast okres obiegu planet pozasłonecznych omawianego typu jest dużo krótszy i wynosi zazwyczaj kilka dni. Poruszanie się planet pozasłonecznych po bardzo ciasnych orbitach przeczyło dotychczasowym modelom, według którego planety tego typu miały tworzyć się w zewnętrznych obszarach układu. Teoria migracji II typu mówi nam o tym, że planety te uformowały się a następnie przesunęły bliżej gwiazdy.

Planety olbrzymy składają się z gazów okalających warstwę ciekłego wodoru lub amoniaku, z niewielkim skalnym bądź metalowym jądrem. Cechą charakterystyczną takich obiektów jest ich duża masa, duża amplituda zmian Prędkości radialnych gwiazdy macierzystej dzięki czemu są najczęściej odkrywaną grupą planet pozasłonecznych. Znaczna liczba planet j ma masę większą od Jowisza ( $M_J=9\times10^{27}$  kg), niektóre są na tyle masywne, że mogą okazać się brązowymi karłami (powyżej 13  $M_J$ ). Dolny próg masy Gazowych olbrzymów to 10 mas Ziemi (górny próg dla tzw. Super Ziem). Planety, które posiadają mniejszą masę klasyfikowane są do innego typu planet pozasłonecznych.

Wyróżniamy dwa typy gazowych olbrzymów :

 Gorące Jowisze - obiekty te mają bardzo mały lub zerowy mimośród. Duża cześć tych planet charakteryzuje się ruchem synchronicznym (planeta zwrócona jest jedną stroną do gwiazdy macierzystej). Kolejną cechą charakterystyczną jest mała gęstość, spowodowana wysoką temperaturą pochodzącą od gwiazdy macierzystej, dla niektórych planet tworzy się warkocz kometarny pod wpływem zjawiska parowania atmosfer.

Gorące Neptuny - to planety których promień orbity jest zbliżony do Gorących Jowiszy, ale masą przypominają Neptuna (17.1 M⊕). Różnią się one od powyższych, także budową. Planety te mają wysokie ciśnienie, dzięki któremu lód utrzymuje się w stanie stałym. Oprócz lodu wodnego mogą zawierać także stały metan i amoniak.

### 1.3.2 Planety skaliste

Planetami tego typu w naszym układzie słonecznym są Merkury, Wenus, Ziemia, Mars. Obiekty te posiadają żelazne jądro, które otoczone jest płaszczem i skorupą o stałym stanie skupienia (rys. 4). Planety mają niewielką masę, co utrudnia ich detekcję, dlatego też bardzo mała liczba została odkryta, w stosunku do planet olbrzymich (rys. 5). Jest to obecnie jedno z największych wyzwań dla astronomii obserwacyjnej. W czerwcu 2005 roku odkryto planetę (Gliese 876 d), której masa jest równa 6.3 M<sub> $\oplus$ </sub> i została zakwalifikowana jako Super Ziemia (wg. definicji to planety skaliste o masie od 1 do 10 M<sub> $\oplus$ </sub>) (rys. 4). Była to pierwszą Planeta o tak małej masie okrążająca gwiazdę należącą do ciągu głównego. Pierwszą Super Ziemią była planeta odkryta w 1992 roku przez Wolszczana, której masa wynosi ok. 4 M<sub> $\oplus$ </sub>. W 2007 roku odkryto planetę (Gliese 581 c), której masa wynosi 5.03 M<sub> $\oplus$ </sub>, której gwiazdą macierzystą jest pulsar. Istotne dla badaczy jest to, że temperatura powierzchniowa egzoplanety jest podobna do ziemskiej (średnia temperatura Ziemi wynosi T<sub> $\oplus$ </sub> = 15 °C). Możliwe jest istnienie życia tlenowego na tej planecie, gdyż znajduje się ona w strefie habilitacji swojej planety, co daje możliwość występowania na niej wody w stanie ciekłym.

Naukowcy prowadzą badania rozmiarów i składu planet pozasłonecznych. Rysunek 3. pokazuje względne rozmiary sześciu typów różnych planet o różnym składzie, w zależności od tego, czy mają one taką samą masę jak Ziemia, czy pięć razy większą od masy Ziemi.



Rysunek 3. Przewidywane rozmiary planet o odmiennym składzie. (NASA).



Rysunek 4. Wnętrza dwóch rodzajów Super Ziem. (D. D. Sasselov, 2008).

### Rozdział II

# Metody detekcji i badań planet pozasłonecznych

Ostatnie dwie dekady przyniosły ogromny rozwój w metodach detekcji oraz metodach badań planet pozasłonecznych. Obecnie co roku odkrywa się ok. 100 nowych obiektów. Realizowane są projekty dedykowane egzoplanetom, prowadzące obserwacje z powierzchni ziemi oraz na orbicie okołoziemskiej. Najbardziej efektywna metoda detekcji planet jest metoda spektroskopowa. Bazuje ona na obserwacjach ruchu gwiazdy macierzystej wraz z planetą wokół wspólnego środka masy. Kolejną metodą pod względem efektywności detekcji planet jest fotometria tranzytów - obserwacje spadku jasności gwiazdy macierzystej podczas przejścia planety na tle jej tarczy. Obecnie dysponujemy dużą liczbą metod detekcji i badań planet pozasłonecznych. Każda z nich ma inną zaletę, niektóre są czułe na masywne planety krążące po ciasnych orbitach, inne zaś na planety krążące po długookresowych orbitach, daleko od gwiazdy macierzystej. Czułość metody na konkretny typ obiektów nazywamy selekcją obserwacyjną. Wyzwaniem dla astronomii obserwacyjnej jest detekcja obiektów o masie porównywalnej z masą Ziemi. W niedalekiej przyszłości kolejnym zadaniem będzie badanie składu atmosfer planet pozasłonecznych. Pierwsze kroki w tej dziedzinie zostały już poczynione. Innym wyzwaniem to obserwacje obiektów mniejszych, na przykład satelitów planet.

Rysunek 5 przedstawia możliwości odkrywania planet różnymi metodami detekcji. Na osi poziomej znajduje się rozmiar półosi wielkiej wyrażona w jednostkach astronomicznych, natomiast na pionowej masa planety (z lewej wyrażona w jednostce  $M_J$  z prawej wyrażona w jednostce  $M_{\oplus} = M_E$ ). Na rysunku można zauważyć, że największe skupienie planet pozasłonecznych znajduje się w przedziale mas 1-10 M<sub>J</sub>. Aby metodą prędkości radialnych mogła wykryć planetę o masie kilku  $M_{\oplus}$ , powinna ona znajdować się w odległości 0.1-1 AU, (czułość tej metody jest największa dla małych promieni orbity). Gdy odległość między planetą i gwiazdą jest większa, wówczas metoda ta jest w stanie wykryć tylko planety o większej masie. Kolejną metodą detekcji planet zaznaczoną na rysunku jest fotometria tranzytów. Wynika z niego, że łatwiej wykrywa się planety duże (kilka M<sub>J</sub>) oraz znajdujące się blisko gwiazdy macierzystej. Misja Kepler (więcej informacji na temat misji w rozdziale 2.2) bierze udział w poszukiwaniu planet tranzytujących i ma możliwości odkrywania planet o masie podobnej do ziemskiej. Sonda Kepler jest w stanie wykrywać krótkookresowe planety o masie rzędu  $M_{\oplus}$  krążące po orbicie rzędu 0.01 AU. Następną z metod jest mikrosoczewkowanie grawitacyjne, obserwuje się krzywą blasku gwiazdy, która jest soczewkowana przez pole grawitacyjne gwiazdy (wokół której krąży planeta) znajdującej się na linii widzenia pomiędzy obserwatorem a gwiazdą soczewkowaną. Metoda umożliwia detekcję planet pozasłonecznych dużych masach, najmniejsza wynosi 0.05 M<sub>J</sub> dla 3 AU, dla mniejszej i większej półosi prawdopodobne jest odkrycie tylko większych planet.



Rysunek 5. Zasięg metod detekcji planet pozasłonecznych (NASA).

#### 2.1 Prędkości radialne - spektroskopia

Jest to jak dotąd najbardziej efektywna metoda wykrywania planet pozasłonecznych. Wielkością obserwowaną w tej metodzie jest zmiana prędkości radialnych gwiazdy w jej ruchu orbitalnym wokół środka masy układu gwiazda-planeta. Prędkość radialna gwiazdy wyznaczana jest za pomocą efektu Dopplera. Radialny ruch gwiazdy możemy zaobserwować w widmie jako przesunięcie linii widmowych. Efekt Dopplera mówi nam o tym , że długość fali wysyłanej przez ciało skraca się gdy zbliża się ono do nas, natomiast wydłuża się gdy takie ciało się od nas oddala. Jeżeli  $\lambda_0$ oznacza długość fali obserwowanej, a  $\lambda_e$  jej długość laboratoryjną to możemy wyznaczyć prędkość radialną V<sub>r</sub> obiektu z poniższego wzoru:

$$V_r \approx \frac{(\lambda_0 - \lambda_e) \cdot c}{\lambda_e} \quad , \quad \forall \quad V_r << c$$
 (1.)

Znając masę gwiazdy  $M_{\star}$ , okres obiegu planety wokół gwiazdy P, oraz mimośród e, można obliczyć sin(i) (i - nachylenie) oraz minimalną masę planety  $m_p$  korzystając ze wzoru poniżej, gdzie  $K_*$  to amplituda zmian prędkości radialnych gwiazdy a G to stała grawitacji. W niniejszej pracy będziemy korzystać z następującej definicji nachylenia. Jest to kąt pomiędzy normalną do płaszczyzny orbity a linią łączącą gwiazdę i obserwatora.

$$\frac{(m_p \sin i)^3}{(M_* + m_p)^2} = \frac{PK_*^3}{2\pi \cdot G} (1 - e^2)^{\frac{3}{2}}$$
(2)

Jeśli  $m_p \ll M_{\star}$  wówczas można skorzystać ze wzoru:

$$m_{p}\sin i \cong M_{J} \left(\frac{K_{*}}{200ms^{-1}}\right) \left(\frac{P}{day}\right)^{\frac{1}{3}} \left(\frac{M_{*}}{M_{\Theta}}\right)^{\frac{2}{3}}$$
 (3)

Amplituda zmian prędkości radialnych dla Jowisza i Słońca wynosi  $K_* = 12.5$  m/s, jest on niewielki w porównaniu do wielu planet pozasłonecznych o masie porównywalnej z Jowiszem, dla których obserwuje się amplitudę zmian prędkości radialnych  $K_* = 200$  m/s.

Krzywą zmian prędkości radialnych wykreślamy w sposób następujący: na osi poziomej znajduje się faza ruchu orbitalnego bądź czas (HJD - heliocentryczna data

juliańska), na pionowej osi prędkość heliocentryczna gwiazdy macierzystej (najczęściej w m/s).

Z wykresu krzywej LC możemy otrzymać cztery parametry orbity:

- okres obiegu planety wokół gwiazdy macierzystej (P),
- mimośród orbity (e),
- a sin(i) półoś wielką pomnożoną razy sinus kąta (i nachylenie orbity, kąt pomiędzy jej płaszczyzną a płaszczyzną odniesienia, którą jest zwykle ekliptyka),
- moment przejścia planety przez periastron (T<sub>0</sub>).

Planeta, która jako pierwsza została odkryta metodą prędkości radialnych to 51 Peg b. Odkrycia dokonali w 1995 roku Michel Mayor i Didier Queloz w Obserwatorium w Genewie (rys. 6). Obserwacje rozpoczęto w 1993 roku, posługując się 193 centymetrowym teleskopem typu Cassegraina, na którym umieszczono spektrograf o nazwie Elodie. Odkryto planetę o masie ok. 0.5 M<sub>J</sub>, która oddalona jest od swojej gwiazdy o ok. 0.052 AU Okres obiegu egzoplanety po niemal idealnie kołowej orbicie wynosi 4.23 doby.

Poszukiwaniem planet pozasłonecznych metodą prędkości radialnych zajmuje się także HARPS (High Accuracy Radial velocity Planet Searcher). Jest to spektrograf typu echelle zainstalowany w 2002 roku na 3.6 metrowym teleskopie w Chile, należy on do ESO (Europejskie Obserwatorium Południowe, zajmujące się budową oraz eksploatacją teleskopów, więcej informacji na http://www.eso.org/). Dokładność pomiarów tego teleskopu wynosi do 0.97 m/s. Światło zebrane przez teleskop jest doprowadzane do spektrografu za pomocą światłowodów. Głównym badaczem na HARPS jest Michel Mayor, który wraz z Didier Queloz i Stéphane Udry wykorzystał instrument do zbadania układu Gliese 581, w którym znajdują się dwie planety o masach ~ M<sub>J</sub> i dwie Super Ziemie.



Rysunek 6. Krzywa prędkości radialnych gwiazdy 51 Peg. Amplituda zmian prędkości radialnych wynosi 55 m/s (źródło: http://obswww.unige.ch/~udry).

Poniżej (rys 7,8) znajdują się wykresy dla innych obiektów, posiadające większy mimośród, co sprawia, że ich krzywe kształtem nie przypominają sinusoidy.



Rysunek 7. Krzywa zmian prędkości radialnych gwiazdy 70 Vir. Jej parametry to:  $e \approx 0.4$ , M = 7.4 M<sub>J</sub>, a = 0.48 j.a (źródło: http://obswww.unige.ch/~udry).



Rysunek 8. Krzywa zmian prędkości radialnych gwiazdy 16 Cyg . Jej parametry to:  $e \approx 0.69$ , M = 1.7 M<sub>J</sub>, a = 1.7 j.a (źródło: http://obswww.unige.ch/~udry).

Wymagana dokładność pomiarów prędkości radialnych zależy od amplitudy zmian dla gwiazdy macierzystej. Dla niektórych masywnych Gorących Jowiszy dostateczny jest rozrzut na poziomie 100 m/s (obecnie osiąga się 1 m/s). Aby "dostrzec" Ziemię z innego układu potrzebujemy dokładność rzędu 15 cm/s.

Wpływ na dokładność obserwacji mają następujące czynniki:

- zmienne oświetlenie szczeliny spektrografu niezbędne prowadzenie teleskopu na poziomie milisekund łuku (zmienne oświetlenie powoduje nie jednakową drogę optyczną w układzie teleskop/ światłowód/ spektrograf),
- stabilność spektrografu przesunięcia (np. drgania instrumentu) na poziomie ~0,001 piksela dają błędy w prędkości na poziomie kilku m/s (przesunięcia powodują rozmycie i przesunięcie linii widmowych),
- zmiany temperatury i ciśnienia wewnątrz spektrografu powodują zmiany współczynnika refrakcji (wymagana jest stabilność temperatury - 0,003 °C lub ciśnienia ~1 Pa co odpowiada dokładności 1 m/s).

### 2.2 Fotometria tranzytów

Fotometria tranzytów to co do zasady najprostsza metoda detekcji planet pozasłonecznych. Polega ona na poszukiwaniu spadku jasności gwiazdy spowodowanego tranzytem planety (przejściem planety na tle tarczy gwiazdy). Wielkością obserwowaną jest zmiana jasności gwiazdy w czasie zajścia tranzytu, która jest rzędu 1 % lub mniejsza



Rysunek 9. Tranzyt planety przed tarczą gwiazdy macierzystej.

Dla próbki orbit planet pozasłonecznych o losowo rozłożonych orbitach prawdopodobieństwo zajścia tranzytu można oszacować ze wzoru:

$$P = \frac{r_p + R_*}{a} \cong \frac{R_*}{a} \cong 10\% \left(\frac{R_*}{R_{\Theta}}\right) \left(\frac{a}{0.05AU}\right)^{-1}$$
(4)

Przy założeniu że R<sub>\*</sub> << a.

Gdzie 0.05 AU to średnia odległość orbitalna dla układu z Gorącym Jowiszem (Sackett, 1999). Dla planety krążącej wokół gwiazdy podobnej do Słońca w odległości 0.05 AU P~ 10% i jest to idealny kandydat do zaobserwowania zajścia tranzytu.

Metoda fotometrii tranzytów jest bardzo przydatna, ponieważ dzięki niej możemy uzyskać wiele informacji, których inne metody nam nie mogą dostarczyć. Na podstawie krzywej zmian blasku wyznacza się średnicę planety. Wykorzystując informacje odnośnie masy planety, określa się gęstość oraz typ planety. Odwrócony tranzyt, czyli sytuacja, gdy planeta znajduje się za gwiazdą, umożliwia nam zbadanie jasności planety, co pozwala na określenie jej temperatury. Jest to bardzo mały spadek, najlepiej obserwowalny w podczerwieni. Od jasności gwiazdy należy odjąć jasność podczas odwróconego tranzytu. Ponadto można wyznaczyć wielkość taką jak pociemnienie brzegowe gwiazdy, które opisuje pociemnienie brzegu tarczy gwiazdy obserwowanej - związane z drogą optyczną. Promieniowanie dociera do nas z warstw o różnej głębokości. Gdyby takie pociemnienie nie występowało mielibyśmy płaskie dno tranzytu.

Można obliczyć względną wartość spadku jasności gwiazdy podczas tranzytu korzystając ze wzoru:

$$\frac{\Delta F}{F} = \left(\frac{R_p}{R_*}\right)^2 \tag{5}$$

gdzie:  $\Delta F$  - spadek jasności gwiazdy, F - strumień promieniowania,  $R_p$  - promień planety,  $R_*$  - promień gwiazdy.

Zalety metody:

- jednoczesne pomiary fotometryczne wielu obiektów umożliwiają identyfikację kandydatów (fotometria masowa),
- pomiary czasu trwania tranzytów umożliwiają wyznaczenie rozmiaru planety,
- dodatkowe obserwacje spektroskopowe umożliwiają wyznaczenie dokładnej masy i wszystkie podstawowe parametry planety są wtedy znane.

Wady metody:

- tranzyt możemy zaobserwować jedynie dla planet, których orbity przecinają linię gwiazda-obserwator. Nawet dla planet na bardzo ciasnych orbitach zdarza się to najwyżej w 10% przypadków. Dla planet na dalszych orbitach zachodzi to znacznie rzadziej,
- metoda ta generuje dużo błędnych sygnałów. Istnieje wiele przyczyn, dla których światło gwiazdy może czasowo osłabnąć, dlatego wykrycie w ten sposób planety wymaga dodatkowego potwierdzenia - zwykle za pomocą pomiaru efektu Dopplera.

Zjawiska "udające" tranzyty planet:

- gwiazda podobna do Słońca + brązowy karzeł,
- gwiazda zaćmieniowa typu "grazing",
- duża gwiazda + mała gwiazda,
- układ potrójny gwiazda zaćmieniowa + trzecia gwiazda w tym samym kierunku.

Metoda jest czuła na planety o dużych rozmiarach, które zakrywają większy procent powierzchni gwiazdy macierzystej (rys. 10).



Rysunek 10. Na górze zależność masa - promień, poniżej masa - okres dla planet tranzytujących (źródło: wykład M. Konacki).

Pierwsza planeta tranzytująca (HD 209458b) została odkryta w 1999 roku. Znajduje się ona w gwiazdozbiorze Pegaza w odległości ok. 153 lat świetlnych. Krąży po niemal kołowej orbicie o promieniu 0.047 AU z okresem orbitalnym wynoszącym 3.5 doby. W 2001 roku teleskop Hubble'a odkrył obecność sodu w atmosferze planety, były to pierwsze obserwacje w których posłużono się widmem światła od planety. Analiza światła w 2004 roku wykazała, że z powierzchni planety unoszą się gazy, tworząc warkocz kometarny o długości 200 tyś. km. W 2009 roku odkryto w jej atmosferze obecność związków chemicznych potrzebnych do życia: pary wodnej, dwutlenku węgla oraz metanu.

Metoda tranzytów jest drugą, tuż po metodzie prędkości radialnych pod pozasłonecznych. względem efektvwności odkrywania planet Na orbicie okołoziemskiej detekcją planet pozasłonecznych metodą tranzytów zajmuje się Misja Kepler, która została wyniesiona w przestrzeń kosmiczną 7 marca 2009 roku. Głównym jej celem jest określenie częstotliwości występowania planet pozasłonecznych w kosmosie. Teleskop zbudowany jest w układzie Schmidta, posiada on sferyczne lustro, którego średnica wynosi 1.3 m. Ma aperturę (otwór ograniczający wiązkę światła) o wielkości 95 cm a jego pole widzenia wynosi 105 stopni kwadratowych. Teleskop rejestruje fale elektromagnetyczne w zakresie 430 – 980 nm. Matryca składa się z 42 układów CCD, każda ma wymiary 2200×1024 pikseli. Precyzja pomiaru fotometrycznego gwiazd typu słonecznego przy 6.5 h ekspozycji wynosi 20 ppm (1ppm  $= 10^{-4}$  %).

Ciekawym osiągnięciem misji jest odkrycie w 2010 roku pięciu planet pozasłonecznych (Kepler-4b), (Kepler-5b), (Kepler-6b), (Kepler-7b), (Kepler-8b). Promień nowych egzoplanet waha się od zbliżonej do Neptuna (promień równikowy wynosi 24 766 km) do większej niż Jowisz (promień równikowy wynosi 71 492 km), z powodu ich wysokiej masy i ekstremalnych temperatur zostały zakwalifikowane do Gorących Jowiszy.

Poszukiwaniem planet pozasłonecznych zajmują się także COROT oraz WASP. COROT (Convection Rotation and planetary Transits) jest wspólną misją ESO oraz Francuskiej Agencji Kosmicznej. Została wyniesiona na orbitę 27 grudnia 2006 roku. Średnica głównego zwierciadła teleskopu wynosi 30 cm a jego ogniskowa wynosi 110 cm. Pole widzenia urządzenia wynosi  $2.8 \times 2.8^{\circ}$ . W 2007 roku odkrył dwie pierwsze planety (COROT-1b) i (COROT-2b) (więcej informacji na stronie internetowej: http://smsc.cnes.fr/COROT).

Projektem zajmującym się poszukiwania planet z powierzchni ziemi jest Super WASP (Wide Angle Search for Planets). Posiada on kamery szerokokątne do wyszukiwania tranzytu planet (ok. 500 stopni kwadratowych). Super WASP składa się z dwóch obserwatoriów: na półkuli północnej (Wyspy Kanaryjskie) i południowej (Republika Południowej Afryki). W sierpniu 2009 roku odkryli planetę WASP–17, było to pierwsze odkrycie planety której moment pędu jest przeciwny do jej gwiazdy macierzystej (więcej informacji na stronie internetowej http://www.superwasp.org/).

### 2.3 Chronometraż pulsarów

Metoda chronometrażu pulsarów polega na zaobserwowaniu ruchu wokół wspólnego środka mas pulsara i planety (podobnie jak w metodzie spektroskopowej - jednakże nie obserwujemy zmiany długości fali a zmianę częstotliwości pulsów radiowych docierających do obserwatora).

Pulsar jest rodzajem gwiazdy neutronowej, charakteryzującym się tym, że wysyła regularne impulsy promieniowania elektromagnetycznego (z milisekundową dokładnością, dlatego też często nazywany jest "kosmicznym zegarem"). W metodzie tej wielkością mierzoną jest zmiana czasu pojawienia się impulsu pulsara w radioteleskopie (obecność planety w układzie powoduje zmianę położenia pulsara) - inny czas przyjścia pulsów - efekt "light time".



Rysunek 11. Zmiana położenia pulsara.

Na wykresach residuów (różnic między rzeczywistym a spodziewanym czasem dojścia pulsów do obserwatora) obserwuje się zmiany sinusoidalne której amplituda jest proporcjonalna do masy obiektu towarzyszącego (rys. 11).



Rysunek 12. Liczba planet pozasłonecznych odkrytych metodami: chronometrażu pulsarów (czerwony), prędkości radialnych oraz tranzytu (niebieski), mikrosoczewkowania grawitacyjnego (różowy) (źródło: wykład M. Konacki).

Planety odkryte metodą chronometrażu pulsarów wielkością oraz okresem orbitalnym przypominają naszą Ziemię (rys. 12), niestety życie nie mogłoby na nich istnieć ze względu na to, że nie ma głównego źródła ciepła.

Teorie powstawania pulsarowych planet.

- a) Przed wybuchem supernowej
  - planety przetrwały wybuch,
  - planety zostały złapane podczas zderzenia gwiazd,
  - planety powstały na orbicie wokół masywnego układu podwójnego.
- b) Po wybuchu supernowej
  - planety powstały z materii pozyskanej od towarzysza gwiazdowego pulsara,
  - planety powstały z materii która opadła na pulsara po wybuchu supernowej.

Przy użyciu metody chronometrażu pulsarów w 1992 roku odkryto pierwszą planetę pozasłoneczną. Dokonali tego Wolszczan i Frail, analizując dane z radioteleskopu w Arecibo, średnica teleskopu wynosi 300 m. Okazało się, że jest to układ wielokrotny, ponieważ dookoła gwiazdy PSR 1257+12 krążą jeszcze trzy planety.

### 2.4 Mikrosoczewkowanie grawitacyjne

Mikrosoczewkowanie grawitacyjne jest efektem przewidywanym przez Ogólną Teorią Względności Einsteina. Mówi nam ona o powiązaniu masy z przestrzenią masywny obiekt zakrzywia przestrzeń, która go otacza. Linie łączące dwa punkty w przestrzeni, nazywamy geodezyjnymi, przedstawiają one najkrótszą drogę miedzy punktami w przestrzeni. Po takich liniach porusza się światło, wybiera ono zawsze najkrótszą drogę. W naszej Galaktyce jest dużo obiektów i promieniowanie pochodzące od obiektu napotykając na kolejny ulega zakrzywieniu.



Rysunek 13. Linie geodezyjne.

W rezultacie mikrosoczewkowanie zostało wykorzystywane jako metoda poszukiwania planet pozasłonecznych. Obserwuje się krzywą blasku gwiazdy, która jest soczewkowana przez pole grawitacyjne gwiazdy znajdującej się na linii widzenia pomiędzy obserwatorem a gwiazdą soczewkowaną. Obecność planety wokół gwiazdy soczewkującej modyfikuje kształt krzywej blasku (rys. 14).



Rysunek 14. Krzywa zmian blasku gwiazdy oraz pik związany z obecnością planety (OGLE).

Odpowiednia geometria powstaje bardzo rzadko (wymagane są obserwacje milionów gwiazd) i zjawisko nie jest powtarzalne. Najlepsza sytuacja jest wówczas, gdy wynik soczewkowania otrzymujemy w postaci pierścienia Einsteina (rys. 15). Wówczas występuje maksymalne powiększenie i najłatwiej jest wywnioskować, że wokół gwiazdy znajduje się planeta. Jest to sytuacja, w której na jednej linii znajduje się silne źródło światła, gwiazda oraz obserwator - wówczas wokół gwiazdy tworzy się pierścień Einsteina, a jeśli planeta znajduje się w nim to można ją najłatwiej zaobserwować.



Rysunek 15. Sytuacja w której planeta znajduje się w pierścieniu Einsteina.

Metoda mikrosoczewkowania grawitacyjnego jest czuła na planety o masie większej niż masa Ziemi, oraz na te, które krążą po dużych orbitach. Główną wadą tej metody jest to, że obserwacji nie mogą być powtórzone, ponieważ mikrosoczewkowanie jest jednorazowym wydarzeniem. Ponadto wykrywane planety zwykle znajdują się w odległości tysięcy lat świetlnych, co uniemożliwia potwierdzenie ich istnienia innymi metodami.

Zaletą mikrosoczewkowania grawitacyjnego jest to, że dzięki możliwości badania jednocześnie wielu gwiazd, możemy dowiedzieć się jak często planety ziemiopodobne występują w naszej Galaktyce.

Pierwszą planetę (OGLE235-MOA53 b) odkryto tą metodą w 2003 roku (rys. 16). Planetę tą odkrył zespół OGLE (The Optical Gravitational Lensing Experiment) wraz z MOA (Młodzieżowe Obserwatorium Astronomiczne, więcej informacji na http://moa.edu.pl/). Masa odkrytej planety wynosi 2.6 MJ, a rozmiar półosi wielkiej wynosi 5.1 AU Zespół OGLE istnieje od 1992 roku stanowią go: Andrzej Udalski, Marcin Kubiak, Michał Szymański, Grzegorz Pietrzyński, Igor Soszyński, Łukasz Wyrzykowski, Olaf Szewczyk z Obserwatorium Astronomicznego Uniwersytetu Warszawskiego. Współpracownikiem projektu i jednym z pomysłodawców był Bohdan Paczyński z Uniwersytetu w Princeton. OGLE to polski eksperyment mający na celu wykrywanie i obserwację obiektów metodą mikrosoczewkowania grawitacyjnego oraz fotometrii tranzytów. Naukowcy należący do zespołu posługują się teleskopem

znajdującym się w Chile. Jego główne lustro ma średnicę 130 cm. Detektor czwartej fazy projektu składa się z 32 matryc CCD zawierających  $2048 \times 4096$  pikseli. Pole widzenia teleskopu wynosi 1.4 stopnia kwadratowego.

Program OGLE odkrył znaczną ilość planet pozasłonecznych, spośród tych odkrytych metodą fotometrii tranzytów i mikrosoczewkowania grawitacyjnego (rys. 17). W 2005 roku zespół OGLE, działając we współpracy z zespołem MOA odkrył najmniejszą, a przy tym najbardziej podobną do Ziemi, ze znanych dotąd planet pozasłonecznych - OGLE-2005-BLG-390Lb. Jednym z największych osiągnięć projektu OGLE jest odkrycie około 200 gwiazd okresowo przyćmiewanych przez krążące wokół nich niewielkie obiekty. Dotychczas w pięciu przypadkach potwierdzono, że obiektami tymi są planety pozasłoneczne.



Rysunek 16. Krzywa zmian blasku gwiazdy OGLE235-MOA53 b (OGLE).

06LE-2006- BLG-109L	06LE-2006- BLG-109L	OGLE2-TR-L9	0GLE-TR-182	06LE-TR-211	06LE-2005- BLG-390L	06LE-2005- BLG-169L	06LE-2005- BLG-071L	06LE-2003- BL0-235L /MOA-2003- BL0-53L	06LE-TR-113	OGLE-TR-56	06LE-TR-132	06LE-TR-111	OGLE-TR-10	Star M
Sagittarius	Sagittarius	Carina	Carina	Carina	Sagittarius	Sagittarius	Scorpius	Sagittarius	Carina	Sagittarius	Carina	Carina	Sagittarius	Constellation
17 <sup>h</sup> 52 <sup>m</sup> 35 <sup>s</sup>	17 <sup>h</sup> 52 <sup>m</sup> 35 <sup>s</sup>	11 <sup>h</sup> 07 <sup>m</sup> 55 <sup>s</sup>	11 <sup>h</sup> 09 <sup>m</sup> 19 <sup>s</sup>	10 <sup>h</sup> 40 <sup>m</sup> 15 <sup>s</sup>	17 <sup>h</sup> 54 <sup>m</sup> 19 <sup>s</sup>	18 <sup>h</sup> 06 <sup>m</sup> 05 <sup>s</sup>	17 <sup>h</sup> 50 <sup>m</sup> 09 <sup>s</sup>	18 <sup>h</sup> 05 <sup>m</sup> 16 <sup>s</sup>	10 <sup>h</sup> 52 <sup>m</sup> 24 <sup>s</sup>	17 <sup>h</sup> 56 <sup>m</sup> 35 <sup>s</sup>	10 <sup>h</sup> 50 <sup>m</sup> 34 <sup>s</sup>	10 <sup>h</sup> 53 <sup>m</sup> 01 <sup>s</sup>	17 <sup>h</sup> 51 <sup>m</sup> 28 <sup>s</sup>	Right ascension
-30° 05'16"	-30° 05' 16"	-61° 08' 46"	-61° 05' 43"	-62" 27' 20"	-30° 22' 38"	-30° 43'57"	-34° 40'23"	-28° 53' 42"	-61° 26' 48"	-29" 32' 21"	-61" 57' 25"	-61" 24' 20"	-29° 52' 34"	Declination
			16.84			19.4	19.5		16.08	16.56	15.72	16.96	15.78	App. Mag.
4900	4900	2935	12700	5300	21500	8800	9500	19000	1800	4892	7110	5000	5000	Distance (y) M
		33	G	-77	M?	M?	z	~	∽	G	т	6	62V	Spectral type ⋈
0GLE-2006- BLG-109Lc	OGLE-2006- BLG-109Lb	OGLE2-TR-L9 b	06LE-TR-182.b	06LE-TR-211 b	0GLE-2005- BLG-390Lb	0GLE-2005- BLG-169Lb	0GLE-2005- BLG-071Lb	0GLE-2003- BLG-235Lb	06LE-TR-113.b	OGLE-TR-56 b	06LE-TR-132 b	06LE-TR-111 b	0GLE-TR-10 b	Planet M
0.27	0.71	4.5	1.01	1.03	0.018	0.041	3.5	2.6	1.32	1.29	1.14	0.53	0.63	(MJ)
		1.61	1.13	1.36		0.345			1.09	1.30	1.18	1.0	1.26	Radius (RJ) M
5100	1825	2.4855335	3.9791	3.67724			3600		1.4324757	1.211909	1.689868	4.01610	3.10129	Orbital period (d) M
4.8	2.3	0.0308	0.051	0.051			3.6	4. 	0.0229	0.0225	0.0306	0.047	0.04162	Semimajor axis (Au) M
0.11			0	-					0	0	0	0	0	Orbital eccentricity
59			85.7	87.2+					89.4	78.8	85	88.1	84.5	Inclination (*) M
2008	2008	2008	2007	2007	2006	2006	2005	2004	2004	2003	2003	2002	2002	Discovery year 🕅

Rysunek 17. Planety odkryte przez OGLE metodą tranzytów oraz mikrosoczewkowania grawitacyjnego (OGLE).

### 2.5 Astrometria

Metodą astrometryczną mierzymy położenia gwiazdy na sferze niebieskiej, ciąg takich obserwacji pozwala nam na wykreślenie orbity gwiazdy na płaszczyźnie stycznej do sfery niebieskiej w punkcie środka masy układu gwiazda-planeta. Astrometrycznie można zmierzyć wszystkie sześć parametrów orbity, musimy uwzględnić ruch własny i paralaktyczny gwiazdy.



Rysunek 18. Zmiana położenia Słońca w trakcie ruchu wokół wspólnego środka mas.

Metodą astrometryczną mierzy się składową transwersalną (prostopadłą do linii widzenia) położenia. Wpływ towarzysza powoduje, że gwiazda na niebie zatacza elipsę lub bardziej skomplikowaną krzywą (w sytuacji gdy wokół gwiazdy krążą masywne gwiazdy, tak jak w przypadku Słońca) w której jednym z ognisk znajduje się środek masy układu (rys. 18). Rozmiary elipsy są zależne od wielkości i odległości towarzysza (rys. 19).



Rysunek 19. Oddziaływanie planety na gwiazdę - ruch wokół wspólnego środka masy.

Metoda astrometryczna jest czuła na planety o dużych masach, ale także na krążące po dużych orbitach, a więc posiadające długie okresy orbitalne. Pozostałe metody detekcji zwykle lepiej wykrywają planety na ciasnych orbitach. Obserwacje długookresowych obiektów implikują potrzebę wykonywania wieloletnich obserwacji, co wiąże się z problemami natury technicznej i ekonomicznej.

Planety odkrywane metodą astrometryczną muszą być zbadane metodą prędkości radialnych dla potwierdzenia odkrycia.

ESO od 2008 roku poszukuje planet pozasłonecznych przy użyciu instrumentu PRIMA zainstalowanego na teleskopie VLTI (Very Large Telescope Interferometer), który znajduje się na pustyni Atakama w Chile. VLTI składa się z czterech oddzielnych optycznych teleskopów (Antu, Kueyen, Malipal i Yepun). Każdy posiada 8.2 metrowe zwierciadło, uzupełniane o teleskopy pomocnicze (Ats) których apertura wynosi 1.8 m. Obserwacje prowadzone są w zakresie bliskiego ultrafioletu do podczerwieni. (więcej informacji na stronie internetowej: http://www.eso.org/sci/facilities/paranal/telescopes/vlti/).

Metodą astrometryczną nie odkryto do tej pory żadnej egzoplanety. W maju 2009 roku ogłoszono, iż przy użyciu Teleskopu (5,1 m) Hale w Obserwatorium w Palomar odkryto planetę pozasłoneczną (VB 10b). Badania te jednak nie zostały potwierdzone przy użyciu metody spektroskopowej. Dla sprawdzenia użyto spektrografu echelle (CRIRES) należącego do VLTI, o wysokiej rozdzielczości i nie zaobserwowano zmian w prędkości radialnych gwiazdy VB 10.

### 2.6 Badania dysków protoplanetarnych

Dyski pyłowe otaczają wiele gwiazd. Można je zaobserwować, gdyż pochłaniają światło gwiazdy i emitują fale w zakresie podczerwonym. Nawet jeśli całkowita masa pyłu jest mniejsza niż masa Ziemi, sumaryczna powierzchnia może być tak duża, że dysk emituje więcej podczerwieni niż macierzysta gwiazda. Ciśnienie promieniowania gwiazdy wypycha pył w przestrzeń międzygwiezdną w stosunkowo krótkim czasie. Istnienie wyraźnego dysku pyłowego oznacza zatem, że pył jest ciągle uzupełniany, prawdopodobnie w wyniku ciągłych kolizji obiektów które się w nim znajdują. Występowanie w dysku przerw i zagęszczeń sugeruje istnienie planet, które "czyszczą" swoje orbity z pyłu. Takie przerwy wykryto między innymi wokół Epsilon Eridani, wykrywając tym samym obecność planety w odległości około 40 AU (oprócz występujących tam bliżej planet wykrytych innymi metodami).



Rysunek 20. Obserwacje dysku protoplanetarnego Fomalhaut z planetą, wykonane przy użyciu teleskopu Hubble'a (NASA).

Najlepszymi narzędziami do badań dysków protoplanetarnych są teleskopy orbitalne. Należy do nich teleskop Hubble'a, który został wyniesiony na orbitę okołoziemską 24 kwietnia 1990 roku przez prom kosmiczny Discovery. Jest on, jak dotąd, jednym z najlepszych teleskopów NASA. Przesłał na Ziemię setki tysięcy zdjęć, które pomogły między innymi w określeniu wieku wszechświata, w identyfikacji kwazarów oraz w odkrywaniu planet pozasłonecznych. Teleskop jest typu Cassegraina, najważniejszym elementem jest zaprojektowane do wymagających warunków zwierciadło wraz z systemami optycznymi. Jego główne lustro ma średnicę 2.4m, zostało wykonane z dokładnością do 10 nanometrów (około 1/65 długości światła czerwonego).

Jednym z najważniejszych osiągnięć tego teleskopu są obserwacje dysków protoplanetarnych w Wielkiej Mgławicy w Orionie, które są dowodem na istnienie planet pozasłonecznych krążących wokół gwiazd przypominających Słońce. Wykonał on również obserwacje dysku Fomalhaut - odkrywając w nim planetę (rys. 20).

### 2.7 Bezpośrednie obserwacje

Dzięki istniejącym teleskopom możemy zaobserwować bezpośrednio planety spoza Układu Słonecznego, muszą one być położone daleko od gwiazdy macierzystej oraz gwiazda ta nie może być zbyt jasna, gdyż blaskiem swym może przyćmić planetę. Dodatkowo jeśli planeta jest młoda są większą szanse do jej zaobserwowania ze względu na to, że jest ona gorąca, czyli mocniej emituje promieniowanie w podczerwieni. Metoda bezpośrednich obserwacji wymaga potwierdzenia innymi metodami poszukiwania planet pozasłonecznych.

Obserwacje odbywają się przy użyciu teleskopów o dużej rozdzielczości przystosowanych do obserwacji w tym zakresie. Takimi narzędziami są między innymi: Teleskop Hubble'a, VLTI, Gemini (bliźniacze 8.1 metrowe teleskopy, więcej informacji na stronie internetowej http://www.gemini.edu/) oraz Subaru (japoński teleskop 8.2 metrowy, więcej informacji na stronie internetowej http://www.naoj.org/).

W listopadzie 2008 roku odkryto układ składający się z trzech planet i gwiazdy macierzystej, przy użyciu teleskopu Gemini oraz Keck (rys. 21). Teleskopy Keck I i Keck II połączone ze sobą tworzą największy na świecie interferometr. Teleskopy są umieszczone na Mauna Kea na Hawajach. Oddalone są od siebie o 84 metry. Posiadają 10 m zwierciadła złożone z segmentów (36 sześciokątów o grubości 8 cm).



Rysunek 21. Obraz układu planetarnego HR 8799, obraz wykonany przy użyciu teleskopu Hale (NASA).

Odkryty układ stanowią: gwiazda HR 8799 oraz trzy planety. Gwiazda jest stosunkowo młoda o masie 1.5  $M_{\odot}$ , jej jasność wynosi 4.5 mag.

Tabela 1 przedstawia parametry planet.

Planeta	Masa [M <sub>J</sub> ]	Półoś wielka [AU]	Okres orbitalny [rok]
b	10±3	~ 24	~ 100
с	10±3	~ 38	~ 190
d	$7_{-1}^{+4}$	~ 68	~ 460

Tabela 1. Parametry planet z układu HR 8799.

W listopadzie 2009 roku wykonano obserwacje planety, której gwiazdą macierzystą jest GJ 785, jest brązowym karłem. Odkrycia dokonano przy użyciu teleskopu Subaru (rys. 22).



Rysunek 22. System GJ 758, zaobserwowany w listopadzie 2009 roku przy pomocy teleskopu Subaru w podczerwieni (MPIA).

Możliwe jest, na co jeszcze nie ma potwierdzenia, że w skład układu wchodzi jeszcze jedna planeta. Obiekt GJ 758 c jest badany, natomiast składnik GJ 758 b to planeta której masa mieści się w granicy  $10 - 40 M_{J}$ 

Metoda bezpośrednich obserwacji jest mało efektywna, jeśli chodzi o ilość odkrytych planet pozasłonecznych.

Zalety metody:

- możliwość odkrywania odległych obiektów,
- uzyskiwanie obrazów różnorodności układów planetarnych.

### 2.8 Badanie światła rozproszonego (scattered light)

Rozproszenie światła polega na oddziaływaniu światła z materią w wyniku którego następuje zmiana kierunku rozchodzenia się światła. Taki efekt powoduje złudzenie świecenia ośrodka. Takim ośrodkiem jest atmosfera planety pod wpływem której następuje rozproszenie fal elektromagnetycznych pochodzących od gwiazdy. Można zbadać ten efekt, jednak wymaga on precyzyjnych obserwacji fotometrycznych. Polega on na mierzeniu zmian jasności obiektu. W czasie ruchu orbitalnego planety, rozpraszana ilość światła się zmienia. Można to porównać do obserwowanych faz Wenus.



Rysunek 23. Fazy planety krążącej po orbicie wokół gwiazdy macierzystej .

Ilość i zmiany strumienia światła rozproszonego zależą od wielkości planety, jej oddalenia od gwiazdy, nachylenia orbity i albedo. Modulacja jasności jest największa w podczerwieni. Efekt ten został zaobserwowany dla kilku Gorących Jowiszy. Ilość światła odbitego zależy od promienia planety (R) oraz nachylenia (i). Im większe nachylenie tym większa amplituda zmian jasności. Przy nachyleniu wynoszącym 90° jest największa amplituda zmian jasności (rys. 24).

Żadna planeta pozasłoneczna nie została odkryta tą metodą, jednak efekt ten był już zaobserwowany w kilku przypadkach przez misje Corot i Kepler.



Rysunek 24. Przedstawiona jest tutaj ilość światła odbitego, zależna od promienia R [R<sub>J</sub>] i nachylenia i [<sup>0</sup>] (D. Greek et al., 2003).

### 2.9 Badanie składu atmosfery

Duże planety składają się głównie z gazowego wodoru i helu, a tempo wchłaniania padającego na nie promieniowania i emisji planety jest określone głównie przez cienką warstwę zewnętrzną, czyli przez atmosferę. Jej skład jest zbliżony do składu mgławicy z której powstały planety i wzbogacony o zderzające się z nimi planetozymale. Obecność lub brak określonych substancji chemicznych w atmosferze zależy od temperatury i gradientów ciśnienia na planecie. Gorące Jowisze znajdują się bardzo blisko gwiazdy macierzystej, co ma duży wpływ na nagrzewanie się planety i jej skład chemiczny.

Skład atmosfery planety można badać na dwa sposoby. Pierwszy z nich to badanie spektroskopowe promieniowania gwiazdy macierzystej przechodzącej przez atmosferę planety w trakcie tranzytu. Zazwyczaj takie badania prowadzone są w zakresie widzialnym. Drugi sposób badania atmosfery to obserwacje emisji termicznej pochodzącej od planety, odbywa się to w zakresie podczerwonym.

### 2.9.1 Odkrycie sodu na planecie

Badanie składu atmosfery planet pozasłonecznych wymaga dużej precyzji, najlepiej radzą sobie z tym teleskopy na orbicie, gdyż nie zakłóca ich pracy atmosfera ziemska.

Dużym osiągnięciem było odkrycie na HD 209458b (M = 0.685 M<sub>J</sub>) sodu. Dokonano tego przy użyciu spektroskopu o wysokiej rozdzielczości zamontowanego na teleskopie Hubble'a. Planeta została odkryta w 1999 roku metodą spektroskopową. Zespół Charbonneau zaobserwował cykliczne spadki jasności wynoszące ok. 1%. Okazało się, że jest to planeta tranzytująca (czas tranzytu wynosi 3 godziny i zasłania 1.5% tarczy gwiazdy), cykl ten powtarza się co 3.5 dnia. W 2001 roku dzięki obserwacjom z Teleskopu Hubble'a odkryto pogłębienie linii widmowych sodu w świetle gwiazdy przechodzącym przez atmosferę planety. Promieniowanie emitowane przez gwiazdę napotykając na atmosferę planety zostaje absorbowane (rys. 25), w tym przypadku głównie w okolicach dubletu sodu. Obserwacje czterech tranzytów wykazały dodatkowy spadek jasności w okolicach 589.3 nm o 10<sup>-4</sup> w stosunku do sąsiednich pasm podczas tranzytu. Takie dodatkowe pogłębienie linii wykazało istnienie sodu w atmosferze planety, która absorbuje światło na tej długości fali. Efekt ten jest niewielki, ale dzięki możliwościom teleskopu udało się go zaobserwować (rys. 26).



Rysunek 25. Ilustracja przedstawia promienie pochodzące od gwiazdy, które napotykając na atmosferę planety są przez nią absorbowane selektywnie w niektórych długościach fali.



Rysunek 26. Rysunek przedstawia widmo gwiazdy w momencie tranzytu (NASA).

Zostały wykonane również symulacje komputerowe cyrkulacji gazów w atmosferze tej planety (rys. 27). Pokazują one dużą skale zmienności, w przeciwieństwie do innych planet, gdzie cyrkulacja jest znacznie mniejsza, co powoduje, że gdzie od strony dziennej temperatura jest znacznie wyższa). Na obrzeżach polarnych temperatura jest znacznie niższa w porównaniu do równika planety, różnica temperatur sięga nawet do ~ 1000 K. Globalny przepływ gazów charakteryzuje się dwoma okołobiegunowymi cyklonami (obracającymi się w tym samym kierunku co planeta), wirami na wysokich szerokościach geograficznych i wysoką amplitudą fal planetarnych w niskich szerokościach geograficznych.


Rysunek 27. Symulacja cyrkulacji atmosferycznej na HD 209458b, dwa widoki na dynamiczny przepływ powietrza: (a) na środku projekcji ortograficznych (AS), (b) rzut na biegun północny(NP).

1 PVU<sup>5</sup> = 
$$10^{-6} \left[ \frac{K \cdot m^2}{kg \cdot s} \right]$$
 (Cho et al., 2003)

W 2007 roku odkryto sód w atmosferze planety (HD 189733 b) (M = 1.15 M<sub>J</sub>). Na podstawie jedenastu tranzytów zaobserwowanych przy użyciu spektrografu o wysokiej rozdzielczości (HRS) na 9.2 metrowym teleskopie Hobby-Eberly (HET) wykonano badania atmosfery planety. Spadek jasności jest rzędu  $10^{-5}$ . Możliwość detekcji absorpcji sodu jest w tym przypadku trzy razy większa niż dla planety HD 209458b co wskazuje na to, że te dwa Gorące Jowisze mogą mieć, znacząco różne właściwości atmosfery.

#### 2.9.2 Odkrycie metanu na HD 189733 b

W 2008 roku nastąpił kolejny przełom w badaniach planet pozasłonecznych. Zmierzono spektrum gorącego Jowisza, okrążającego gwiazdę HD 189733 odległą od

<sup>&</sup>lt;sup>5</sup> PVU – W meteorologii, potencjał jednostki wirowości.

Ziemi o 63 lata świetlne i odkryto duże ilości metanu. Obserwacje metanu były prowadzone przy użyciu teleskopu Spitzer, działającego w podczerwieni (więcej informacji na stronie internetowej http://www.spitzer.caltech.edu/). Wykonano badania tranzytu planety (HD 189733 b). Został wykonany pomiar na długości fali 7.5-14.7 µm podczas tranzytu. Nowa technika może znacznie przyczynić się do poznania atmosfer nowoodkrytych planet, a nawet przyśpieszyć odkrycie planety z molekułami pochodzenia organicznego. Odkrycie metanu bądź innych związków organicznych daje nadzieje na to, że na planetach mogłoby istnieć życie. Oczywiście, sa to tylko spekulacje, jednak postęp techniki obserwacyjnej może doprowadzić do poznawania pełnego składu atmosfery planet. Planeta (HD 189733 b) jest związana pływowo z gwiazdą macierzystą. Badania dowiodły, że od strony dziennej planety następuje między innymi duża emisja metanu. Okres obiegu planety wokół gwiazdy wynosi 2.2 dnia. Z tego względu oczekuje się na tej planecie wysokich temperatur i wysokiego natężenia promieniowania ultrafioletowego. Może ono powodować tworzenie się dużej ilości metanu w atmosferze planety. Potrzebne są badania, żeby przedstawić dokładną analizę. W Układzie Słonecznym metan jest obecny w atmosferze Ziemi i Jowisza, ale powstał w zupełnie innych okolicznościach. Typ morfologiczny (HD 198733b) sugeruje pewne podobieństwo do Jowisza, jednak temperatura egzoplanety dochodzi do 1100 K.

### 2.10 Timing pulsów gwiazd pulsujących

Jedną z nowych metod detekcji planet pozasłonecznych jest timing pulsów gwiazd pulsujących. Obiekty te wysyłają regularne sygnały do obserwatora, na podstawie których powstają regularne krzywe, w sytuacji gdy ta regularność zostaje zaburzona, to znaczy gdy impulsy dochodzą wcześniej bądź później niż się tego spodziewa obserwator można spodziewać się, że gwiazda ma towarzysza. Jednym z głównych narzędzi zajmujących się badaniem układów podwójnych jest wykres O-C. Jest to różnica miedzy momentem minimum obserwowanego a obliczanym momentem na podstawie efemerydy. Wykres O – C wyznacza zmianę okresu w czasie:

$$P = \frac{\Delta T}{E} \tag{6}$$

gdzie: P- zmiana okresu, E- przybliżona liczba okresów,  $\Delta T - (T_1, T_2 - dwa momenty minimów)$ .

Następnie można obliczyć moment minimum:

$$C = M_0 + P \cdot E \tag{7}$$

gdzie: C - moment minimum, M0 - moment minimum wyjściowego

Tą metodą odkryto planetę wokół gwiazdy pulsującej V391 Pegasi (rys. 28). Planeta ma masę Msini =  $3.2 \text{ M}_J$  i obiega gwiazdę w odległości 1.7 AU z okresem 3.2 lata. Odkrycie to pokazuje, że możliwe jest przetrwanie planety w odległości mniejszej niż 2 AU od czerwonego olbrzyma.



Rysunek 28. Wykres O- C dla pulsacji V391 Pegasi (R. Silvotti et al., 2007). Na górnym wykresie widać dwie składowe: paraboidalna i sinusoidalna. Poniższy panel przedstawia wykres O-C po odjęciu składowej paranoidalnej. Zmiany sinusoidalne są prawdopodobnie spowodowane obecnością trzeciego składnika (nie obserwuje się pulsacji o tak długim okresie-3 lata). Obserwacje trwały siedem lat.

#### 2.11 Widma planety w zakresie podczerwonym

Jest to kolejna metoda spektroskopowa badająca skład atmosfery. Polega ona na badaniu emisji termicznej planety a nie promieniowania pochodzącego od gwiazdy macierzystej filtrowane przez atmosferę planety. Taką metodą udało się odkryć metan na planecie  $\tau$  Bootis (rys. 29). Obserwacje zostały wykonane na 3 m teleskopie IRTF w Mauna Kea, który należy do NASA. Wykonano 1200 widm bardzo dobrej jakości. W widmie został wybrany region w pobliżu 3044 cm<sup>-1</sup>, gdzie występują linie metanu.



Rysunek 29. Korelacja amplitudy. (a) – rzeczywiste obserwacje, (b) – do rzeczywistych danych dodane zostały dane syntetyczne, (c) – losowe szumy gaussowskie z amplitudą równą szumowi danych rzeczywistych, (d) – analiza rzeczywistych danych z szablonem w którym znajdują się linie metanu, najjaśniejsze miejsca odpowiadające wzajemnej korelacji amplitudy to około 0.0003 a najciemniejsze około - 0.002 (Wiedemann et al., 2001).

### 2.12 Mapowanie temperatury na powierzchni planety

Dzięki Kosmicznemu Teleskopowi Spitzera, wykonano w podczerwieni obserwacje planety (HD 189733 b). W ciągu 33 godzin obserwacji zgromadzono 0.25 milionów punktów obserwacyjnych, mierząc zmiany jasności wynikające z rotacji planety. Wykonano mapę prawdopodobnego rozkładu temperatur na planecie (rys. 30). Wykazała ona obecność "gorącej plamy", która jest dwukrotnie większa od Wielkiej Czerwonej Plamy na Jowiszu, a dodatkowo dużo bardziej gorąca. Plama znajduje się 30° od punktu podgwiazdowego. Możliwe, że jest to spowodowane wiatrami na planecie, które mogą odpowiadać także za to ze różnica między stroną dzienną a nocną na planecie wynosi tylko 250° C.



Rysunek 30. Rozkład temperatury na egzoplanecie HD 189733b (NASA).

## 2.13 Planety wokół gwiazd podwójnych zaćmieniowych

Układy zaćmieniowe to gwiazdy podwójne, których nachylenie orbity jest na tyle duże, że gwiazdy okresowo przesłaniają się. Gwiazdy podwójne zaćmieniowe dostarczają wielu informacji na swój temat, można wyznaczyć parametry obu składników z precyzją nawet poniżej 1%. Dla gwiazd pojedynczych ta dokładność jest znacznie mniejsza (ok. 5-10%). Parametry planety można wyznaczyć nie lepiej niż znamy parametry gwiazdy macierzystej. Najlepszą metodą na poznanie parametrów absolutnych jest badanie układu zaćmieniowego. Warto więc poszukiwać planet wokół takich układów. W kilku przypadkach istnieje podejrzenie że w układzie zaćmieniowym znajdują się planety, jednak dotychczas nie ma potwierdzenia ich istnienia.

## 2.13.1 Tranzyty

Jeżeli planeta porusza się po orbicie o zbliżonym nachyleniu do pary zaćmieniowej możliwe jest zaobserwowanie wokół niej dwóch tranzytów – dla obu składników (rys. 31.).



Rysunek 31. Ilustracja przedstawia tranzyt dla układu pary zaćmieniowej z planetą.

A. Liakos i P. Niarchos dokonali pierwszego odkrycia trzeciego składnika o niewielkiej masie w układzie podwójnym zaćmieniowym AV Cmi. Przez 2 lata trwały obserwacje nad tym układem i dzięki nowej kamerze CCD ST-8XMEI i obserwacjom w filtrze V, R i I odkryto trzeci składnik. Krąży on po orbicie z prawdopodobnym okresem orbitalnym 0.52 dnia. Dzięki zastosowaniu metody Wilsona–Devinney (rozdział 3.1) wyznaczono niektóre parametry układu. W krzywej zmian blasku zaobserwowano dodatkowy spadek jasności w każdym z zastosowanych filtrów (rys. 31). Obserwacje były wykonane w Obserwatorium Uniwersyteckim w Atenech, przy użyciu 40 centymetrowego teleskopu typu Cassegraina i trwały od grudnia 2007 do marca 2008 roku. Krzywą blasku (rys. 32) uzyskano w wyniku korzystania z oprogramowania Muniwin v.1.1.23 (Hroch 1998), GSC 0770-0929 i GSC 0770-911 zostały wybrane jako gwiazdy porównania.

Podczas analizy trzeci składnik był brany pod uwagę gdyż zaobserwowano tranzyt przed jednym ze składników systemu. Wkład jasności trzeciego ciała wynosi  $L_3/L_{Total} = 9,3$  (2)%. Spadek strumienia promieniowania układu wskazuje na to, że trzeci obiekt jest mały w porównaniu do dwóch pozostałych. Wynik ten jest niepewny ze względu na dużą korelację pomiędzy nachyleniem a trzecim światłem w układzie. Jest to spowodowane tym że zwiększenie wkładu trzeciego światła daje podobny efekt na krzywej blasku jak zmniejszenie nachylenia orbity - więc dostajemy rodzinę rozwiązań o zbliżonej LC (pary i  $L_3$ ).



Rysunek 32. Krzywa syntetyczna LC i obserwacyjna układu AV Cmi (http://var2.astro.cz/EN/)

Dla sprawdzenia jakim obiektem jest trzecie ciało należy wykonać badania spektroskopowe, aby ustalić stosunek mas pary zaćmieniowej oraz rozmiar orbity, określić typ widmowy trzech składników oraz wykrycie krzywej zmian prędkości radialnych i wpływ na nią trzeciego składnika. Układ ten wymaga więc badań po to oby określić czy trzeci składnik to planeta pozasłoneczna.

#### 2.13.2 Timing zaćmień

Metoda timingu zaćmień jest wykorzystywana do detekcji obiektów które mogą wchodzić w skład układu zaćmieniowego. Obserwacje fotometryczne pozwalają wyznaczyć częstość z jaka zachodzą zaćmienia w układzie. Gdy zaćmienie zachodzi wcześniej, bądź później niż się go spodziewano, może to być spowodowane kolejnym składnikiem w układzie. W układzie zaćmieniowym trzeci składnik może powodować zaburzenia związane z przesunięciem środka masy pary zaćmieniowej. Na podstawie obserwacji, tworzy się wykres O – C, z którego można odczytać zmiany układu w czasie. Gdyby układ podwójny krążył wraz z planetą wokół wspólnego środka masy po orbicie kołowej współpłaszczyznowej orbitą pary zaćmieniowej, krzywa na wykresie O-C przybrałaby kształt sinusoidy. Okres zmian krzywej będzie równy okresowi orbitalnemu układu podwójnego i trzeciego ciała wokół wspólnego środka masy.

Moment minimum można wyznaczyć ze wzoru:

$$C = M_0 + P \cdot E + a \cdot \sin(b \cdot E + \varphi) \tag{8}$$

gdzie: *C* - obliczony moment minimum,  $M_0$  - moment minimum wyjściowego, P - zmiany okresu w czasie, E - przybliżona ilość okresów, a - długość rzutu promienia orbity na płaszczyznę obserwacji w kierunku obserwatora (we wzorze w dniach),b - określa czas okresu obiegu pary zaćmieniowej,  $\varphi$  - przesunięcie fazowe.

$$T = \frac{2\pi \cdot P}{b} \tag{9}$$

gdzie: T - okres obiegu wokół wspólnego środka masy układu zaćmieniowego wraz z planetą

Detekcja obiektów tą metodą może być w przyszłości wykorzystywane do znajdowania planet pozasłonecznych.

Takie badania zostały przeprowadzone między innymi na układach podwójnych gwiazd zaćmieniowych CM Draconis oraz NN Ser. Zaobserwowano w nich zmiany, które prawdopodobnie spowodowane są obecnością trzeciego składnika w układzie (rys.33). Badania układu CM Draconis wykazały obecność trzeciego składnika, który może mieć masę ~ kilku M<sub>J</sub> i okres obiegu ~ 18.5±4.5 lat, albo masę w granicach 1.5  $M_J$ -1.0  $M_{\odot}$  oraz okres od setek do tysięcy lat.



Rysunek 33. Wykres O-C dla CM Draconis (Qian et al., 2009).

Podobne badania wykonano dla układu NN Ser (rys. 34), dla którego obliczono, że masa trzeciego składnika jest mniejsza niż 0.072  $M_{\odot}$  jeśli nachylenie orbity jest



większe niż 9°, jeśli nachylenie wynosi więcej niż 49.56° wówczas masa jest mniejsza niż 0.014  $\rm M_{\odot}.$ 

Rysunek 34. Wykres O-C dla układu NN Ser (Qian et al., 2009).

## 2.13.3 Dyski wokół gwiazd podwójnych

Gwiazdy podwójne zaćmieniowe mogą posiadać dyski protoplanetarne, jeśli taki dysk istnieje mogą znajdować się w nim planety. Teleskop Spritzera szukał dysków protoplanetarnych wokół gwiazd podwójnych, z setek obserwacji zostały wysnute wnioski (rys. 35). Jeśli gwiazdy znajdują się blisko siebie (do 3 j.a) to dysk wokół takiego układu istnieje. Gwiazdy, które znajdują się w odległości 3–50 AU nie posiadają dysku, a znajdując się dalej od siebie może występować dysk wewnętrzny wokół jednej lub obu gwiazd.



Rysunek 35. Ewolucja dysku protoplanetarnego w układach podwójnych gwiazd (NASA).

Stworzono również symulację ewolucji układu podwójnego gwiazd, o parametrze masy  $\mu = 0.3$  i mimośrodzie orbity e = 0.1 (rys 36). Powyżej każdej migawki znajduje się odpowiednia ilość okresów. Siły pochodzące od gwiazd oddziaływają z dyskiem w ten sposób, że wraz ze wzrostem ilości okresów wzrasta odległość dysku od układu gwiazd. Wszystkie odległości podane są w jednostkach parametru a (odległość między składnikami). Pierwotny dysk znajduje się pomiędzy R = 1.5 a i R = 3.5 a od środka masy układu.



Rysunek 36. Dynamiczna ewolucja dysku protoplanetarnego dla układu podwójnego gwiazd. Czerwone kropki oznaczają gwiazdy natomiast orbity gwiazd zaznaczone są na zielono (H. Biust, 2003).

Podobną symulację wykonano dodając dyski wewnętrzne (rys. 37). Zauważono, ze wzrost okresów nie powoduje rozproszenia dysków wokół gwiazd. Układ posiada trzy dyski, dwa wewnętrzne (gęstsze) oraz jeden zewnętrzny.



Rysunek 37. Symulacja dynamicznej ewolucji układu podwójnego z dyskami wewnętrznymi (H. Biust, 2003).

## **Rozdział III**

# Metoda Wilsona - Devinney a planety pozasłoneczne

#### 3.1 Metoda Wilsona- Devinney

Metoda Wilsona–Devinney (WD) (Wilson & Devinney, 1971) służy do modelowania układów podwójnych zaćmieniowych, ale można nią również modelować układy gwiazda-planeta. Metodą tą można posłużyć się do dopasowywania fizycznego modelu układu do danych obserwacyjnych, posługując się krzywą zmienności blasku (LC) oraz prędkości radialnych (RV). Metoda WD opiera się na rozszerzonym modelu Roche'a, w którym przyjmuje się, że pole grawitacyjne układu jest wytwarzane przez dwie punktowe masy (opisujące pole obu składników). Na kształt składników mają wpływ siły odśrodkowe i siły grawitacyjne. Pole jest zachowawcze a jego potencjał wynosi (Kopal, 1959):

$$-\psi(x, y, z) = G \frac{M_1}{R_1} + G \frac{M_2}{R_2} + \frac{\omega^2}{2} \vec{r}$$
(10)

gdzie: r - jest wartością wektora łączącego środek masy układu z cząstka próbną umieszczoną w odległości R<sub>1</sub> o masie M<sub>1</sub> oraz umieszczoną w odległości R<sub>2</sub> o masie M<sub>2</sub>

Składniki rotują wokół swoich osi zgodnie z prawem fizyki ciała sztywnego. Zgodnie z trzecim prawem Keplera, prędkość kątowa rotacji układu wynosi:

$$\omega = (2\pi)/P = \sqrt{\frac{G(M_1 + M_2)}{a^3}}$$
(11)

gdzie: a – półoś wielka.

Początek rotującego układu odniesienia znajduje się wewnątrz gwiazdy, natomiast oś X skierowana jest w kierunku do towarzysza (gwiazdy lub planety).



Rysunek 38. Oba składniki otoczone są potencjałami powierzchniowymi. L<sub>1</sub> – punkt w którym łączą się krytyczne powierzchnie Roche'a otaczające składniki (która określa maksymalny rozmiar składników). L<sub>2</sub> – punkt ograniczający trzecią sferę (określa maksymalny rozmiar składników w kontakcie).

W Metodzie WD używa się znormalizowanego potencjału Roche'a ( $\Omega$ ), który wygląda następująco:

$$\Omega = -\frac{\Psi d}{GM_1} - \frac{1}{2} \frac{q^2}{q+1}$$
(12)

Gdzie: q - stosunek mas składników,

W zagadnieniach astronomicznych zazwyczaj używa się potencjału w postaci współrzędnych sferycznych (14), przyjmując odległość między składnikami równą jedności (równanie rozmiaru i kształt pierwszego składnika):

$$\Omega(r,q) = \frac{1}{r} + q \left[ \frac{1}{\sqrt{1 - 2\lambda r + r^2}} - \lambda r \right] + \frac{1}{2} (q+1) \cdot r^2 \cdot (1 - \nu^2)$$
(13)

gdzie:

$$\lambda = \cos(\phi)\sin(\theta)$$

$$\nu = \cos(\theta)$$
(14)

Aby wyznaczyć rozmiar drugiego składnika umieszcza się go w środku układu współrzędnych i wyznacza  $\Omega$ ', q', następnie należy podstawić wynik do równania (13).

$$\Omega_{2}^{'} = \Omega_{2} \cdot q^{-1} + \frac{1}{2} (1 - q^{-1})$$

$$q^{'} = \frac{1}{q}$$
(15)

Powyższych równań używa się do wyznaczenia kształtu oraz rozmiarów składników w rotacji synchronicznej (gwiazda jest w spoczynku względem powierzchni ekwipotencjalnej) usytuowanych na orbicie kołowej. Dla określenia nie sferycznego kształtu składnika używa się czterech promieni (tab. 2).



Rysunek 39. Prawoskrętny układ współrzędnych sferycznych. Kąt biegunowy  $\theta \in (0^{\circ} - 180^{\circ})$  a kąt azymutalny  $\phi \in (0^{\circ} - 360^{\circ})$  (Prsa, 2006)

Promień	φ	θ
R <sub>point</sub>	0	90
R <sub>side</sub>	90	90
<b>R</b> <sub>back</sub>	90	180
R <sub>pole</sub>	0	0

Tabela 2. Odpowiednie wartości katów  $\phi$  oraz  $\theta$  dla promieni:  $R_{point}$  - skierowany do L<sub>1</sub>,  $R_{side}$  - prostopadle do  $R_{point}$ ,  $R_{back}$  - przeciwnie do L<sub>1</sub>,  $R_{pole}$  – w kierunku do bieguna.

Rotacja asynchroniczna – okres rotacji gwiazdy jest różny od okresu orbitalnego, Przyjmując F jako parametr synchronizacji definiowany jako stosunek okresu obrotu do okresu orbitalnego. Potencjał obliczamy ze wzoru:

$$\Omega(r,q) = \frac{1}{r} + q \left[ \frac{1}{\sqrt{1 - 2\lambda r + r^2}} - \lambda r \right] + \frac{1}{2} F^2(q+1) \cdot r^2 \cdot (1 - \nu^2)$$
(16)

Dla składników daleko położonych od siebie orbita może być eliptyczna, wtedy potencjał obliczamy ze wzoru:

$$\Omega(r,q,d) = \frac{1}{r} + q \left[ \frac{1}{\sqrt{d^2 - 2\lambda dr + r^2}} - \frac{\lambda r}{d^2} \right] + \frac{1}{2} F^2(q+1) \cdot r^2 \cdot (1-\nu^2)$$
(17)



Rysunek 40. Strefy Roche'a dla dwóch składników o różnych masach (kolor odpowiada strefie o określonym potencjale) (Bruton, 2004).

W metodzie WD określa się kształt składników na podstawie modelu Roche'a (rys. 40). Rozkład jasności na powierzchni wyznacza się uwzględniając efekty pociemnienia grawitacyjnego, pojaśnienia brzegowego i albedo. Powstaje w ten sposób trójwymiarowy wirtualny układ, na podstawie którego można wygenerować tzw. syntetyczne krzywe LC i RV. Powierzchnia gwiazdy dzielona jest na fragmenty a dla każdego z nich wyznaczana jest jasność. Aby uzyskać strumień promieniowania od obiektu sumuje się strumień pochodzący od wszystkich fragmentów powierzchni obu składników, które nie są w tym momencie zaćmiewane. Powtarzając to dla różnych faz ruchu orbitalnego można otrzymać syntetyczną krzywą LC. Każdy z fragmentów powierzchni gwiazdy, który obserwujemy ma różną prędkość radialną i jasność. Aby uzyskać krzywą RV danego składnika uśredniamy prędkość po wszystkich widocznych elementach, uwzględniając jasność danego elementu.

Kod WD wykorzystywany jest w programie PHOEBE (PHysics Of Eclipsing BinariEs) (tab. 3). Służy on do dopasowania krzywych syntetycznych z obserwowanymi (Prsa, 2006). Proces modelowania, polega na kolejnych przybliżeniach parametrów opisujących układ, tak aby otrzymać jak najlepszą zgodność krzywych syntetycznych z obserwacjami. Część parametrów (jasności i rozmiary składników oraz nachylenie orbity) jest dobrze określona przez krzywą blasku. Natomiast stosunek mas oraz półoś wielką można precyzyjnie wyznaczyć na podstawie krzywych prędkości radialnych.

Parametry WD	Parametry	Nazwa polska	Nazwa angielska
	PHOEBE		
i	INCL [°]	nachylenie	Inclination
$\Omega_{12}$	PHSV, PCSV	potencjał	surface potential
		powierzchniowy	
$l_{12}$	HLA, CLA	jasność	Luminocity
$T_{12}$	TAVH, TAVC	temperatura	effective temperature
	[K]		
X <sub>12</sub>	$X_1, X_2$	wsp.pociemnienia	gravity darkening
		brzegowego	coefficent
A <sub>12</sub>	ALB1, ALB2	albedo	surface albedo
<b>g</b> <sub>12</sub>	GR1, GR2	wsp. pojaśnienia	gravity brightening
-		grawitacyjnego	
q	RM	stosunek mas	mass ratio
a	SMA [R <sub>o</sub> ]	półoś wielka	semi major axis
$V_{\gamma}$	VGA [km/̆s]	prędkość radialna	radial velocity center of
•		układu	mass
e	ECC	mimośród orbity	orbital eccentricity
ω	PERRO	Długość periastronu	argument of periastron
F <sub>12</sub>	F <sub>1</sub> , F <sub>2</sub>	współczynnik rotacji asynchronicznej	synchronicity parametr

Tabela 3. Oznaczenia stosowane w PHOEBE.

Parametry modelowane:

- okres orbitalny układu PERIOD [d],
- momentu minimum głównego(data juliańska)HJD<sub>0</sub> (należy je podać aby program prawidłowo sfazował dane),
- temperatury efektywne obu składników T<sub>1</sub>, T<sub>2</sub> [K],
- półoś wielka orbity SMA [R<sub>o</sub>],
- stosunek mas składników  $RM = M_2/M_1$ ,
- nachylenie orbity i w stopniach,
- bezwymiarowe potencjały na powierzchniach gwiazdy oraz planety (Ω<sub>12</sub>), które zależą głównie od stosunku mas i promienia składników,
- bezwymiarowe jasności składników układu L<sub>1</sub> i L<sub>2</sub> w danym paśmie fotometrycznym. Stosując unormowanie, że L<sub>1</sub> + L<sub>2</sub> = L = 1.

Wiele zjawisk zachodzących dla pary zaćmieniowej gwiazd zachodzi również dla układów gwiazda–planeta. Główną różnicą miedzy tymi obiektami z punktu widzenia metody WD, jest stosunek mas obu składników, który dla pary gwiazd jest rzędu 1, a dla planety krążącej wokół gwiazdy macierzystej zazwyczaj stosunek mas jest mniejszy od 0.01. Metoda WD może być bardzo przydatna w badaniu różnych efektów występujących w układach planetarnych.

## 3.2 Badane obiekty

#### 3.2.1 τ Bootis Ab

Układ  $\tau$  Bootis znajduje się 51 lat świetlnych od nas, w gwiazdozbiorze Wolarza. Podstawowym składnikiem układu jest biało-żółty karzeł, który jest 20% bardziej masywny niż nasze Słońce. Tworzy on układ binarny z nieco ciemniejszym czerwonym karłem. Odległość tych składników wynosi 240 AU Jasność absolutna składnika A wynosi 4.4 mag. a składnika B wynosi 11.1 mag. Wokół głównego składnika krąży planeta ( $\tau$  Bootis Ab), która jest przykładem Gorącego Jowisza. Odkrycia tego dokonali Geoff Marcy i Paul Butler w 1996 roku. Planeta jest około 4 razy masywniejsza od Jowisza i obiega gwiazdę macierzystą po ciasnej orbicie w nieco więcej niż 3 dni. Planeta zachowuje się podobnie do naszego Księżyca, ze względu na siły pływowe zwrócona jest cały czas jedną stroną do swojej gwiazdy. ( $\tau$  Bootis) Ab charakteryzuje się małą odległością od planety macierzystej. Planeta powoduje znaczne zmiany prędkości radialnych gwiazdy na poziomie 500 m/s.

Parametr	Wartość	Pierwsza adnotacja
Typ spektralny	F7V	Fuhrmann, Pffeifer i Bernkopf (1998), Ganzelez (1998)
Odległość [pc]	15.5	Perryman, Lingren i Kovalewsky (1998)
Teff [K]	6309	
$M (M_{\odot})$	1.42	Fuhrmann (1998), Ganzelez (1998)
$R(R_{o})$	1.331	Ellyn K. Baines et al (2009)
Wiek (Gyr)	2.52	Saffe et al.(2005)

Tabela 4. Parametry gwiazdy  $\tau$  Bootis A.

Parametr	Wartość	Pierwsza adnotacja
Okres orbitalny [d]	3.31245	Marcy
$HJD_0$	2451653.968	Marcy
K* [m/s]	469	Butler (1997)
a [AU]	0.0489	Butler (1997)
$M[M_J]$	4.38	Butler (1997)

Tabela 5. Parametry planety  $\tau$  Bootis Ab.

## 3.2.2 OGLE-TR-56 b

Gwiazda OGLE-TR-56 (jasność obserwowana wynosi 16.6 mag) przypomina Słońce, znajduje się w gwiazdozbiorze Strzelca. W 2003 roku została odkryta planeta obiegająca tą gwiazdę. Odkrycia dokonał Maciej Konacki przy udziale zespołu OGLE, na teleskopie Keck I na Hawajach. Planeta została odkryta metodą tranzytów, odkrycie zostało potwierdzone metodą prędkości radialnych.

Parametr	Wartość	Pierwsza adnotacja
Typ spektralny	G	Torres et al. (2004)
Odległość [pc]	1500	Torres et al. (2004)
Teff [K]	5900	Torres et al. (2004)
$M (M_{\odot})$	$1.17\pm0.04$	F. Pont et al. (2008)
$R(R_{o})$	$1.32\pm0.06$	F. Pont et al. (2008)
Wiek (Gyr)	>2	C. Melo et al. (2006)

Tabela 6. Parametry gwiazdy OGLE- TR- 56.

Parametr	Wartość	Pierwsza adnotacja
P [d]	1.21190	F. Pont et al. (2008)
K* [m/s]	230	obliczone na podstawie reszty parametrów z tabeli
a [au]	0.0225	Torres et al. (2004)
M [M <sub>J</sub> ]	1.29	F. Pont et al. (2008)
$R[R_J]$	1.3	F. Pont et al. (2008)
i [°]	78.8	F. Pont et al. (2008)

Tabela 7. Parametry planety OGLE-TR-56 b.

### 3.2.3 HAT-P-7 b

Gwiazda HAT-P-7 znajduje się 1044 lata świetlne od nas w konstelacji Łabędzia. Jej jasność widzialna wynosi 10.5 mag. Planetę (HAT-P-7 b) krążacą wokół tej gwiazdy odkryto metodą fotometrii tranzytów 6 marca 2008 roku. Dokonał tego zespół astronomów pracujących na teleskopie HATNet ( więcej informacji o teleskopie na stronie internetowej: https://www.cfa.harvard.edu/~gbakos/HAT/).

Parametr	Wartość
Typ spektralny	F8
Odległość [pc]	320
Teff [K]	6350
$M(M_{\odot})$	1.47
R (R_)	6350

Tabela 8 Parametry gwiazdy HAT-P-7 (źródło: http://exoplanet.eu).

Parametr	Wartość
P [d]	2.2
a [au]	0.0379
$M[M_J]$	1.8
$R[R_J]$	1.421
i [°]	84.1

Tabela 9. Parametry planety HAT-P-7 b (źródło: http://exoplanet.eu).

## 3.3 Wyniki z Borowca

Poznańskie Obserwatorium Astronomiczne posiada teleskop spektroskopowy (PST) znajdujący się w Borowcu koło Poznania. Teleskop wyposażony jest w dwa lustra (0.5 m) oraz spektrograf typu echelle (widmo składa się z 64 rzędów, pracuje na długościach fali 4280-7500 Å). Teleskop działa od 2007 roku i służy przede wszystkim do pomiarów prędkości radialnych gwiazd podwójnych, gwiazd pulsujących. Wyniki pomiarów prędkości radialnych gwiazd wykonane na PST, pokazują stabilność na poziomie 100 m/s.

Dane obserwacyjne wykonane na PST dla układu  $\tau$  Bootis zostały użyte do modelowania. Redukcje danych wykonała M. Fagas przy użyciu skryptów bazujących na programie IRAF (Image Reduction and Analysis Facility). Pomiar prędkości radialnych wykonany został przy użyciu programu FXCORE (IRAF), który korzysta z metody kroskorelacji.

Dopasowanie funkcji sinus do danych obserwacyjnych pozwoliło na wyznaczenie trzech parametrów: amplitudy zmian prędkości radialnych (K\*), momentu w którym gwiazda, planeta i obserwator znajdują się na jednej linii (HJD<sub>0</sub>) oraz prędkości środka masy układu ( $a_2$ ).

Otrzymane wartości umieszczone są w tabeli

Parametr	PST	Literatura
K <sub>*</sub> (km/s)	472	469
$HJD_0$	2454327.253	2450235.41
$V_{\gamma}$ (km/s)	403	0.409

Tabela 10. Wartości otrzymane z obserwacji wykonanych przez PST zestawione z wartościami z literatury.

Dopasowanie funkcji sinus można wykreślić posługując się wzorem:

$$y = -a_0 \cdot \sin(x \cdot 2 \cdot P + a_2) + a_1 \tag{18}$$

- $a_0 = 0.47194 (K_*)$
- $a_1 = 0.403459 (V_{\gamma})$
- $a_2 = 0.0976738 (HJD_0)$



Rysunek 41. Wynik dopasowania sinusoidy do obserwacji gwiazdy  $\tau$  Bootis.

Pomimo małej liczby punktów pochodzących z obserwacji otrzymano amplitudę zmian prędkości radialnych równą 472 m/s (rys. 41). Jest to wynik zbliżony do wyniku z literatury (469 m/s) (Butler et al., 1997).

Następnie takie samo dopasowanie wykonano w programie PHOEBE (rys. 41). Dopasowano tutaj cztery wartości (półoś wielką, okres, HJD<sub>0</sub>, prędkość środka mas). Otrzymane wyniki są zbliżone z tymi znajdującymi się w literaturze. Półoś wielka po dopasowaniu wyniosła 10.36 R<sub>o</sub>, natomiast w literaturze wynosi 10.51 R<sub>o</sub>. Otrzymano prędkość środka mas równą 410 m/s, która jest prawie identyczna z podaną w literaturze (409 m/s). Okres orbitalny wyszedł taki sam w obu przypadkach. Wykres po dopasowaniu przedstawia rysunek 42.

Parametr	Wartość	Błąd
Axis (R <sub>o</sub> )	10.36	0.49
$HJD_0$	2454327.25602	0.00803
$V_{\gamma}$ (km/s)	0.41	0.020
P (d)	3.31245	0.000001

Tabela 11. Wartości dopasowanych parametrów.

Parametr	Wartość
Р	3.31245d
q	0.005
Axis	10.51 R <sub>o</sub>
$V_{\gamma}$	0.409 km/s
$\Omega_*$	7.12
$\Omega_{ m p}$	1.93
$T_*$	6360 K
T <sub>p</sub>	1576 K
g <sub>*p</sub>	0.32
X*	0.54
X*	0.68
$A_{*n}$	0



Rysunek 42. Krzywa zmian prędkości radialnych gwiazdy  $\tau$  Bootis (PHOEBE).

## 3.4 Modelowanie krzywych RV i LC planet pozasłonecznych - test na danych syntetycznych

Do modelowania układów gwiazda-planeta zastosowano metodę Wilsona-Devinney. Metoda ta wykorzystywana jest przede wszystkim do modelowania układów podwójnych gwiazd. Główną różnicą jest stosunek mas, który dla układów gwiazdaplaneta wynosi q<<1. Dodatkową różnicą jest temperatura powierzchniowa planet, która jest znacznie niższa niż gwiazd, za wyjątkiem kilku Gorących Jowiszy, których temperatura wynosi ok. 2000 K - porównywalna do niektórych chłodnych gwiazd. Posługując się modelem Roche'a dla dwóch mas punktowych wyznacza się potencjały powierzchniowe, które określają rozmiary i kształt składników. Powierzchnie ekwipotencjalne ograniczają oba składniki. Znając rozkład jasności na powierzchni można otrzymać wirtualny obraz układu gwiazda-planeta (rys 43). Na podstawie tego modelu można wykreślać krzywe RV i LC i porównać je z obserwacjami. Wadą programu jest ograniczona ilość warstw siatki (n = 60), które pokazują nam rozkład jasności na powierzchni gwiazdy. Dla n = 60 rozmiar planety jest porównywalny z rozmiarem elementu siatki co powoduje "szum" w krzywej LC.



Rysunek 43. Wirtualny obraz układu OGLE-TR-56. (wykonany przy pomocy PHOEBE)

Do testów z modelowaniem krzywych LC i RV wybrano układ OGLE-TR-56. Celem tych testów jest nauka wykonania całego procesu modelowania układu gwiazdaplaneta. Na bazie modelu z literatury (tab. 11) wygenerowano krzywe syntetyczne. Do nich wprowadzono szum o odchyleniu standardowym  $\sigma_{LC} = 0.001$  mag. i  $\sigma_{RV} = 50$  m/s.

Parametry		
Р	1.211909 d	
q	0.00108	
$\mathbf{V}_{\boldsymbol{\gamma}}$	-48.3	
$\Omega_*$	4.40	
$\Omega_{ m p}$	1.54	
R <sub>*</sub>	1.10	
R <sub>p</sub>	0.13	
$T_*$	5900	
$T_{p}$	1900	
g*p	0.32	
X*	0.59	
$A_{*p}$	0	

Te symulowane dane pozwoliły na testy z dopasowaniem parametrów zależnych od krzywej LC i RV.

Tabela 13. Parametry WD układu OGLE-TR-56.

Typowe dane dla planet pozasłonecznych są bardzo zaszumiane, często amplituda zmian jest porównywalna z rozrzutem danych. W trakcie modelowania otrzymano najlepsze wyniki przy wyzwalaniu małej liczby parametrów. Przyczyna tego są silne korelacje pomiędzy parametrami oraz zaszumienie danych. W typowym układzie zaćmieniowym posiadamy zazwyczaj dwie krzywe prędkości radialnych (obu składników). Dla planet pozasłonecznych posiadamy tylko krzywą RV dla gwiazdy macierzystej ze względu na mały wkład planety (rzędu 10<sup>-5</sup> lub mniejszy) do całkowitego strumienia promieniowania pochodzącego od obiektu. Stosunek mas można wyznaczyć ze stosunku amplitud obu krzywych RV,  $q = K_1/K_2$ . Oznacza to, że dla planet pozasłonecznych wyznaczenie stosunku mas jest utrudnione. Stosunek mas i półoś wielka są mocno skorelowane. Jeżeli nie mamy RV planety otrzymujemy cała rodzinę rozwiązań, z której musimy wybrać to właściwe. Stosujemy dodatkowo informację o masie gwiazdy macierzystej, która znamy z osobnych badań np. wyznaczenie typu widmowego na podstawie badań spektroskopowych (tab. 12). Znamy więc parametry planety z taką dokładnością z jaką znamy parametry gwiazdy macierzystej. Metoda przyniosła rezultat i dla poprawnej pary q i Axis mieliśmy masę gwiazdy (którą wyznaczamy na podstawie q i Axis) zgodną z obserwacjami.

q	Axis	błąd	$M_*$	Błąd
0.00088	5.966	1.063	1.945	0.002
0.00098	5.363	0.972	1.413	0.001
0.00108	4.872	0.749	1.059	0.001
0.00118	4.464	0.735	0.814	0.001
0.00128	4.119	0.797	0.640	0.001

Tabela 14. Wartości otrzymane w trakcie wyznaczania q.

Dopasowano następujące parametry: nachylenie orbitalne, potencjały powierzchniowe, półoś wielką, stosunek mas oraz prędkość środka mas układu. Otrzymane wyniki zestawiono w tabeli 13.

Parametry	Wielkość	Błąd
i [°]	78.78	0.08
q	0.00108	fixed
$\Omega_1$	4.379	0.016
$\Omega_2$	1.542	0.002
Axis	4.872	0.749
$V_{\gamma}$ [m/s]	- 48.29	0.02

Tabela 15. Parametry dopasowane przy pomocy PHOEBE dla układu OGLE-TR-56.

Tabela 13 zawiera szacunki błędów jakich możemy się spodziewać dla danych obserwacyjnych, o takiej jakości jak użyte dane syntetyczne. Są one pożyteczne w planowaniu przyszłych obserwacji planet pozasłonecznych na teleskopie PST dla którego spodziewamy się rozrzutu danych ok 50 m/s.

Rysunki 44 i 45 przedstawiają dopasowany model do syntetycznych krzywych obserwacyjnych.



Rysunek 44. Tranzyt OGLE-TR-56. Dopasowanie krzywej syntetycznej do symulowanych (zaszumionych) danych (wykonany przy pomocy PHOEBE).



Rysunek 45. Krzywa zmian prędkości radialnych OGLE-TR-56. Dopasowanie krzywej syntetycznej do syntetycznie zaszumianych danych (wykonany przy pomocy PHOEBE).

## 3.5 Modelowanie subtelnych efektów w krzywych RV i LC

Dotychczas w literaturze metoda WD była stosowana głównie do modelowania krzywej prędkości radialnych i tranzytów. W tym podrozdziale zostały przedstawione testy zastosowania metody WD do subtelnych efektów w krzywych LC i RV. Tymi efektami są: plamy na gwieździe wywołane planetą, efekt Rossitera-McLaughlina, elipsoidalne zmiany blasku, efekt refleksu i tranzyt wtórny.

## 3.5.1 Plamy na gwieździe wywołane planetą

Plama na gwieździe, jest to miejsce w fotosferze o niższej bądź wyższej temperaturze niż otaczająca ją powierzchnia gwiazdy. Obecnie wiemy, że inne gwiazdy mają też plamy na powierzchni. Często są one znacznie większe niż te na Słońcu. Plamy są związane z aktywnością gwiazdy, ale również może je powodować planeta poprzez oddziaływania grawitacyjne i magnetyczne. Obserwując krzywą blasku gwiazdy można zaobserwować na przykład spadek jasności, związany z mniejszą ilością promieniowania, wysyłanego przez gwiazdę w miejscu gdzie znajduje się chłodniejsza plama. Obserwowane osłabienie blasku można otrzymać, zarówno od niewielkiej, ale dużo chłodniejszej niż gwiazda plamy, jak też od odpowiednio większej, ale niewiele chłodniejszej od otoczenia.



Rysunek 46. Trójwymiarowy obraz układu τ Bootis (wykonany przy pomocy PHOEBE).

W krzywej LC zawarta jest informacja o rozmiarze oraz jej temperaturze wiec możemy wyznaczyć parametry plamy. Informacje takie (z pomiarów zmian jasności w kilku długościach fali, albo z obserwacji spektroskopowych) uzyskano dla niewielu gwiazd i wynika z nich, że temperatury plam na różnych gwiazdach są zaskakująco podobne do siebie, pomimo że temperatury samych gwiazd różnią się między sobą wyraźnie. Dodatkowo dzięki tzw. efekt Zeemana, sprawdza się czy plamy posiadają pole magnetyczne. Efekt przejawia się jako poszerzenie linii widmowej. Wrażliwość różnych linii na pole magnetyczne jest różna. Wybiera się dwie linie jedną silnie reagującą i drugą, reagującą jak najsłabiej. Następnie mierzy się profile obydwu linii i się je porównuje. Jeżeli profile są jednakowe, to znaczy, że pola magnetycznego w atmosferze gwiazdy nie ma. W przypadku układu  $\tau$  Bootis plama jest dość duża od strony planety, wiemy o tym dzięki fotometrycznym obserwacjom z satelity MOST (G. Walker et al., 2008). Odkryto też, że gwiazda macierzysta posiada silne pole magnetyczne, czym przypomina nasze Słońce. Satelita MOST w latach 2004 - 2005 wykonał serie obserwacji układu  $\tau$  Bootis. W obserwacjach tych widoczny jest wpływ chłodniejszej plamy, która prawdopodobnie powstała na skutek interakcji magnetycznej gwiazdy i planety. Plama nie znajduje się w punkcie podplanetarnym, lecz jest przesunięta o 60° w długości (rys. 46) Amplituda zmian jasności jest rzędu 1.5×10<sup>-3</sup> mag. Do analizy wybrano obserwacje z roku 2004, w którym amplituda zmian blasku jest najwyższa. Aby odtworzyć ta krzywa zmian blasku dopasowane zostały cztery parametry: promień plamy, stosunek temperatury plamy do temperatury otoczenia oraz współrzędne na powierzchni gwiazdy (tab. 16). Udało się odtworzyć czas trwania obniżenia jasności, głębokość minimum oraz przesuniecie fazowe (rys. 47). Za czas trwania spadku jasności odpowiada rozmiar plamy, nachylenie orbitalne oraz współrzędne plamy na powierzchni. Za głębokość minimum odpowiada głównie promień oraz temperatura plamy. Przesunięcie fazowe jest spowodowane tym, ze plama nie znajduje się w punkcie podplanetarnym. W literaturze nie ma przykładów zastosowania metody WD do badań plam indukowanych planetą.

Parametr	Wartość
promień [rad]	0.8
temperatura [T <sub>pl</sub> /T <sub>Tot</sub> ]	0.999
długość [rad]	1.15
szerokość [rad]	1.56

Tabela 16. Dopasowane parametry plamy na gwieździe  $\tau$  Bootis.



Rysunek 47. Zmiany jasności rotującej gwiazdy τ Bootis – główny wkład od plamy. Górny panel pochodzi z literatury (G. Walker et al., 2008). Dolny panel to wynik autora (wykonany przy pomocy PHOEBE). Porównanie wyników.

### 3.5.2 Efekt Rossitera – McLaughlina (RM)

polega zmierzeniu Pomiar prędkości radialnych na przesunięcia dopplerowskiego w widmie gwiazdy. Światło docierające do obserwatora pochodzi z całej półkuli zwróconej do nas. Gwiazda rotuje, więc linie widmowe zostają poszerzone na skutek tego że cześć powierzchni zbliża się do nas a część oddala. W trakcie zaćmienia lub tranzytu fragment powierzchni gwiazdy zostaje zakryty wiec powstaje ubytek promieniowania przesuniętego dopplerowsko ku czerwieni bądź w stronę niebieskiej części widma (rys. 48). Na krzywej prędkości radialnych obserwujemy charakterystyczne zaburzenie w trakcie przejścia obiektu zakrywającego zjawisko nazywamy efektem Rossitera-McLauglina (RM). Zaburzenie jest dodatnie kiedy zakrywana jest część zbliżająca się tarczy i ujemne przy zakryciu oddalającej się części tarczy (prędkość dodatnią ma ciało oddalające się od obserwatora).



Rysunek 48. Efekt RM, w sytuacji gdy orbita planety jest prostopadła do osi rotacji gwiazdy macierzystej. (Gaudi i Winn 2007).

Dla gwiazd zaćmieniowych efekt ten może sięgać nawet rzędu 100 km/s. Jest on silny zwłaszcza dla gwiazd rotujących asynchronicznie (szybciej niż okres orbitalny). W przypadku tranzytów planet efekt maksymalnie osiąga wartości rzędu kilkudziesięciu metrów na sekundę. Kształt zaburzenia na krzywej RV niesie informacje o kącie pomiędzy osią rotacji gwiazdy płaszczyzną planety tranzytującej bądź gwiazdy zaćmiewającej (rys. 49)



Rysunek 49. Efekt RM. wygląd krzywej w zależności od nachylenia orbity względem osi rotacji gwiazdy (Gaudi i Winn 2007).

Do 2010 roku efekt zaobserwowano tylko dla 10 planet pozasłonecznych, 4 stycznia 2010 roku ogłoszono odkrycie planety pozasłonecznej przez sondę Kepler. Planeta krąży wokół gorącej gwiazdy typu F8IV z okresem 3.523 dni, w odległości ~ 0.0483 AU Planeta ma promień równy R = 1.419 R<sub>J</sub> oraz masę M = 0.60M<sub>J</sub>, nachylenie orbity gwiazdy wynosi - 27°.



Rysunek 50. Z lewej- Geometria tranzytu planety Kepler 8, zaobserwowany efekt RM dla tej planety (M. J. Jenkins, 2010).

Rysunek 50 przedstawia efekt RM o dużej amplitudzie zaobserwowany w obiekcie odkrytym przez sondę Kepler. Widać wyraźnie asymetrię efektu świadczącą o tym, że oś rotacji gwiazdy nie jest prostopadła do płaszczyzny orbity planety.

Wykonano symulacje efektu RM w PHOEBE dla układu OGLE-TR-56 (rys. 51). Założono rotacje synchroniczną, która jest typowa w układach z Gorącymi Jowiszami. Efekt jest rzędu 20 m/s (od minimum do maksimum). Parametry zastosowanego modelu znajdują się w tabeli 11. Tego rzędu efekt można zaobserwować na teleskopie/spektrografie wyposażonym np. w komórkę jodową. Metodę WD można stosować do planowania obserwacji tego efektu.



Rysunek 51. Efekt RM dla OGLE-TR-56. Syntetyczna krzywa wykonana przy pomocy programu PHOEBE.

## 3.5.3 Elipsoidalne zmiany blasku

Elipsoidalne zmiany blasku są efektem fotometrycznym, dobrze znanym w układach gwiazd zaćmieniowych. Dla składników o małej separacji następuje ich odkształcenie poprzez pływy. Niesferyczny kształt oraz efekt pojaśnienia grawitacyjnego powodują, że gwiazda widziana z różnych aspektów ma różny przekrój i różna jasność. Efekt ten dla odkształconych pływami gwiazd podwójnych zaćmieniowych, może być rzędu 0.1 mag. W przypadku planet pozasłonecznych efekt jest o kilka rzędów słabszy. Stopień wypełnienia krytycznej powierzchni Roche'a decyduje o odkształceniu gwiazdy macierzystej (rys. 52). W niektórych skrajnych przypadkach (mała separacja składników oraz duża masa planety) można by ten efekt zaobserwować. Efekt jest zazwyczaj słabszy niż 10<sup>-4</sup> mag (rys. 53).



Rysunek 52. Przedstawia kształt układu podwójnego oraz stref Roche'a które je otaczają (Dimitrow, 2008).



Rysunek 53. Krzywa zmian blasku w zależności od nachylenia (Dimitrow, 2008).

Przy pomocy programu PHOEBE wygenerowana została krzywa zmian blasku dla OGLE-TR-56. Korzystano z parametrów z tabeli 11. Na skutek nie wystarczającej gęstości warstw siatki na powierzchni gwiazdy otrzymana krzywa jest zaszumiona. Program PHOEBE pozwala na maksymalną (n= 60) liczbę warstw siatki, krzywa została wygładzona metodą średniej biegnącej.



Rysunek 54. Elipsoidalne zmiany blasku dla OGLE-TR-56 (wykonany przy pomocy PHOEBE).



Rysunek 55. Pierwsza obserwacja elipsoidalnych zmian blasku wywołanych planetą (Welsh et al. 2010). Linią punktowaną oznaczono zmiany elipsoidalne, linią przerywaną efekt światła rozproszonego, linia ciągła suma obu efektów. Tranzyt zachodzi w okolicy fazy 0 zaś tranzyt wtórny w okolicy 0.5. Rozrzut obserwacji jest na poziomie 10<sup>-5</sup> (oś pionowa jest w jednostkach strumienia).

# 3.5.4 Efekt refleksu a światło rozproszone (scattered light)

W metodzie Wilsona-Devinney modeluje się efekt refleksu (odbicia). W rzeczywistości fizyczne zjawisko odpowiadające za to dodatkowe promieniowanie do krzywej blasku to wzajemne podgrzanie gwiazd i późniejsza reemisja promieniowania. Tylko dla gwiazd gorętszych zachodzi rozproszenie na elektronach w atmosferze (Prsa 2006, Scientific rationale). Dla układów z Gorącym Jowiszem również zachodzi wzajemne podgrzewanie się obu składników.

Oba zjawiska dla gwiazd zaćmieniowych i planet mają identyczną geometrie. Jednak różne zjawiska fizyczne są za nie odpowiedzialne. Powstaje pytanie czy możemy używać zaimplemetowany już w metodzie WD efekt refleksu do modelowania zjawiska rozproszenia światła w atmosferze planety pozasłonecznej.





W ramach testów wykonano próbę powtórzenia wyniku dla HAT-P-7 (Welsh et al. 2010). Zbliżone krzywe otrzymano dla Albedo równego 1 (A=0.6 w powyższej pracy). Różnice te mogą być spowodowane zastosowaniem różnych modeli. Są to bardzo wstępne wyniki, jednak są one obiecujące co do możliwości użycia metody WD do symulacji światła rozproszonego oraz tranzytu wtórnego. Rysunek 57 przedstawia efekt refleksu i tranzyt wtórny – ubytek światła na krzywej jest spowodowany głównie tym, iż gwiazda przesłania planetę która rozprasza jej światło. Reszta spadku jasności jest spowodowana przesłonięciem przez gwiazdę promieniowania termicznego planety.

Krzywą dla efektu refleksu otrzymano jako różnicę krzywych dla Albedo równe zero i jeden.



Rysunek 57. Wykres elipsoidalnych zmian blasku (niebieski) oraz efektu refleksu (czerwony) wygenerowany przy pomocy PHOEBE. Oznaczenia identyczne jak w rys. 55. W okolicy fazy 0/1 występuje tranzyt planety przed tarczą gwiazdy a w okolicy fazy 0.5 mamy tranzyt wtórny. Krzywe są "zaszumione" ze względu na niewystarczającą liczbę warstw siatki dla gwiazdy.

Parametr	Wartość
Р	2.204733 d
q	0.00116
Axis	8.22 R <sub>o</sub>
$\Omega_1$	4.2
$\Omega_2$	1.56
$\overline{T_1}$	6350 K
$T_2$	2885 K
$g_{12}$	0.32
x <sub>1</sub>	0.54
X2	0.9
$A_1$	0
$A_2$	0/1

Tabela 17. Parametry układu HAT-P-7 (Welsh et al. 2010).
## Podsumowanie

Niniejsza praca zawiera obszerny opis dotychczasowych osiągnięć w dziedzinie detekcji oraz badań planet pozasłonecznych. Zawiera ona także wyniki testów zastosowania metody Wilsona-Devinney do modelowania krzywych blasku i prędkości radialnych dla układów gwiazda-planeta. Próby te pokazały, iż metoda dobrze sprawdza się przy modelowaniu dużych efektów, takich jak tranzyt czy ruch wokół wspólnego środka mas (krzywa RV). Można również stosować metodę do modelowania subtelnych efektów, takich jak: plamy na gwieździe macierzystej indukowanych planetą, efekt Rossitera-McLauglina, elipsoidalne zmiany blasku, światło rozproszone oraz tranzyt wtórny.

## Spis rysunków

Rysunek 1.	Liczba odkrytych planet pozasłonecznych w poszczególnych latach z	
	zastosowaniem poszczególnych metod detekcji egzoplanet	
	(http://pl.wikipedia.org/wiki/Planety_pozasłoneczne)	6
Rysunek 2.	Ewolucja dysku w obecności planety M <sub>J</sub> (Nelson R. et al, 2000)	8
Rysunek 3.	Przewidywane rozmiary planet o odmiennym składzie (NASA)	11
Rysunek 4.	Wnętrza dwóch rodzajów Super Ziem (D. D. Sasselov, 2008)	11
Rysunek 5.	Zasięg metod detekcji planet pozasłonecznych (NASA).	13
Rysunek 6.	Krzywa prędkości radialnych gwiazdy 51 Peg. Amplituda	
	(źródło: http://obswww.unige.ch/~udry).	15
Rysunek 7.	Krzywa zmian prędkości radialnych gwiazdy 70 Vir.	
	(źródło: http://obswww.unige.ch/~udry)	16
Rysunek 8.	Krzywa zmian prędkości radialnych gwiazdy 16 Cyg	
•	(źródło: http://obswww.unige.ch/~udry)	16
Rysunek 9.	Tranzyt planety przed tarczą gwiazdy macierzystej	17
Rysunek 10.	Na górze zależność masa - promień, poniżej masa - okres dla planet	
	tranzytujących (źródło: wykład M. Konacki)	20
Rysunek 11.	Zmiana położenia pulsara.	22
Rysunek 12.	Liczba planet pozasłonecznych odkrytych metodą detekcji egzoplanet	-
•	(źródło: wykład M. Konacki).	23
Rysunek 13.	Linie geodezyjne.	24
Rysunek 14.	Krzywa zmian blasku gwiazdy oraz pik związany z obecnością planet	y
-	(OGLE).	24
Rysunek 15.	Sytuacja w której planeta znajduje się w pierścieniu Einsteina	25
Rysunek 16.	Krzywa zmian blasku gwiazdy OGLE235-MOA53 b (OGLE)	26
Rysunek 17.	Planety odkryte przez OGLE metodą tranzytów oraz	
-	mikrosoczewkowania grawitacyjnego (OGLE).	27
Rysunek 18.	Zmiana położenia Słońca w czasie na sferze niebieskiej	28
Rysunek 19.	Oddziaływanie planety na gwiazdę – ruch wokół wspólnego środka	
-	masy	29
Rysunek 20.	Obserwacje dysku protoplanetarnego Fomalhaut z planetą, wykonane	
	przy użyciu teleskopu Hubble'a (NASA)	30
Rysunek 21.	Obraz układu planetarnego HR 8799, obraz wykonany przy użyciu	
	teleskopu Hale (NASA)	32
Rysunek 22.	System GJ 758, zaobserwowany w listopadzie 2009 roku przy pomoc	у
	teleskopu Subaru (MPIA)	33
Rysunek 23.	Fazy planety krążącej po orbicie wokół gwiazdy macierzystej	34

Rysunek 24.	Przedstawiona jest tutaj ilość światła odbitego, zależna od promienia i
	nachylenia planety (D. Greek et al., 2003)
Rysunek 25.	Ilustracja przedstawia promienie pochodzące od gwiazdy, które
	napotykając na atmosferę planety są przez nią absorbowane selektywnie
	w niektórych długościach fali
Rysunek 26.	Rysunek przedstawia widmo gwiazdy w momencie tranzytu (NASA)36
Rysunek 27.	Symulacja cyrkulacji atmosferycznej na HD 209458b
D 1.00	(Cho et al., 2003)
Rysunek 28.	Wykres O- C dla pulsacji V 391 Pegasi (R. Silvotti et al., 2007)
Rysunek 29.	Korelacja amplitudy (Wiedemann et al., 2001)
Rysunek 30.	Rozkład temperatury na egzoplanecie HD 189/33b (NASA)
Rysunek 31.	Ilustracja przedstawia tranzyt dla układu pary zacmieniowej z planetą42
Rysunek 32.	Krzywa syntetyczna LC i obserwacyjna układu AV Cmi
Decourse als 22	(Liakos, Niarchos, 2009)
Rysunek 55.	Weikres O. C. dla viktadu NN Ser (Qian et al. 2009).
Rysunek 34.	wykres O-C dia układu NN Ser (Qian et al., 2009)45
Rysunek 35.	Ewolucja dysku protoplanetarnego w układach podwojnych gwiazd
Duqual 26	(NASA)
Rysuller 50.	myiozd (H. Pinst, 2002)
Dysupol 27	gwiazu (II. Diusi, 2003)
Rysuller 37.	wewnetrznymi
Rysunek 38	Składniki otoczone powierzchniami Roche'a
Rysunek 39	Prawoskretny układ współrzednych sferycznych (Prsa 2006) 5(
Rysunek 40	Strefy Roche'a dla dwóch składników o różnych masach (kolor
Rybunek 10.	odpowiada strefie o określonym potenciale) (Bruton 2004) 51
Rysunek 41	Wynik donasowania sinusoidy do obserwacij gwiazdy $\tau$ Bootis
Rysunek 42	Krzywa zmian predkości radialnych gwiazdy $\tau$ Bootis (PHOFBE) 58
Rysunek 43	Wirtualny obraz układu OGLE-TR-56 (wykonany przy pomocy
Rysuner 15.	PHOEBE) 50
Rysunek 44	Tranzvt OGLE-TR-56 Dopasowanie krzywei syntetycznei do
	symulowanych (zaszumionych) danych (wykonany przy pomocy
	PHOEBE)
Rysunek 45.	Krzywa zmian prędkości radialnych OGLE-TR-56. Dopasowanie
5	krzywej syntetycznej do syntetycznie zaszumianych danych (wykonany
	przy pomocy PHOEBE)
Rysunek 46.	Trójwymiarowy obraz układu $\tau$ Bootis (wykonany przy pomocy
<b>J</b>	PHOEBE)
Rysunek 47.	Zmiany jasności rotującej gwiązdy $\tau$ Bootis – główny wkład od plamy.
	Porównanie wyników (wykonany przy pomocy PHOEBE)
Rysunek 48.	Efekt RM, w sytuacji gdv orbita planety jest prostopadła do osi rotacji
11,500,000,000	gwiazdy macierzystej. (Gaudi i Winn 2007)
Rysunek 49.	Efekt RM. wygląd krzywej w zależności od nachvlenia orbity wzgledem
J	osi rotacji gwiazdy (Gaudi i Winn 2007).
Rysunek 50.	Geometria tranzytu planety Kepler 8, zaobserwowany efekt RM dla tei
	planety (M. J. Jenkins, 2010)

Rysunek 51.	Efekt RM dla OGLE-TR-56. Syntetyczna krzywa wykonana przy
	pomocy programu PHOEBE68
Rysunek 52.	Przedstawia kształt układu podwójnego oraz stref Roche'a które je
-	otaczają (Dimitrow, 2008)
Rysunek 53.	Krzywa zmian blasku w zależności od nachylenia (Dimitrow, 2008)69
Rysunek 54.	Elipsoidalne zmiany blasku dla OGLE-TR-56 (wykonany przy pomocy
	PHOEBE)
Rysunek 55.	Pierwsza obserwacja elipsoidalnych zmian blasku wywołanych planetą70
Rysunek 56.	Efekt refleksu w metodzie WD (Prsa, 2006)71
Rysunek 57.	Wykres elipsoidalnych zmian blasku oraz efektu refleksu wygenerowany
	przy pomocy PHOEBE72

## Spis tabel

Tabela 1.	Parametry planet z układu HR 8799	
Tabela 2.	Odpowiednie wartości katów $\phi$ oraz $\theta$ dla promieni sfery	
Tabela 3.	Oznaczenia stosowane w PHOEBE.	52
Tabela 4.	Parametry gwiazdy $\tau$ Bootis A	54
Tabela 5.	Parametry planety $\tau$ Bootis Ab	54
Tabela 6.	Parametry gwiazdy OGLE-TR-56	54
Tabela 7.	Parametry planety OGLE-TR-56 b.	55
Tabela 8.	Wartości otrzymane z obserwacji wykonanych przez PST zestawione z	
	wartościami z literatury	56
Tabela 9.	Wartości dopasowanych parametrów	57
Tabela 10.	Parametry WD układu t Bootis	58
Tabela 11.	Parametry WD układu OGLE-TR-56	60
Tabela 12.	Wartości otrzymane w trakcie wyznaczania q	61
Tabela 13.	Parametry dopasowane przy pomocy PHOEBE dla układu	
	OGLE-TR-56	61
Tabela 14.	Dopasowane parametry plamy na gwieździe $\tau$ Bootis	64
Tabela 15.	Parametry układu HAT-P-7 (Welsh et al. 2010).	72

## Bibliografia

- [1] Beust, H., 2003, A&A 400, 1129–1144
- [2] Beust, H., Corporon, P., Siess, L., Forestini, M., & Lagrange, A.-M. 1997, A&A, 320, 478
- [3] Charbonneau, D., Brown, T. M., Latham, D. W., & Mayor, M. 2000, ApJ, 529, L45
- [4] Charbonneau, D., Brown, T. M., Noyes, R. W., & Gilliland, R. L. 2002, ApJ, 568, 377
- [5] Cho, J., Menou, K., Hansen, B., &Seager, S., 2003, ApJ, 87:L117–L120
- [6] Deeg, J., Ocana, B., Kozhevnikov, V., Charbonneau, D., O'Donovan, F., & Doyle, L., 2008, A&A
- [7] Dimitrow, W. Obserwacje i modelowanie rozdzielonych układów podwójnych - weryfikacja ich odległosci i statusu ewolucyjnego. UAM, Poznan, 2007
- [8] Fortney, J. J., Lodders, K., Marley, M., & Freedman, R. 2008, ApJ, 678, 1419
- [9] Greek, D., & Matthews, J., 2003, ApJ, 597:590–601
- [10] Grillmair, C., Charbonneau, D., Burrows, A., Armus, L., Stauffer, J., Meadows, V., Van Cleve, J., & Levine, D., 2007, ApJ, 658: L115–L118,
- [11] Henry, G., Marcy, G. W., Butler, R. P., & Vogt, S. S. 2000, ApJ, 529, L41
- [12] Konacki, M., Torres, G., Sasselov, D. D., et al. 2004, ApJ, 609, L37
- [13] Konacki, M., Torres, G., Sasselov, D. D., & Jha, S. 2005, ApJ, 624,372
- [14] Konacki, M., Torres, G., Jha, S., & Sasselov, D. 2003, Nature, 421,507

- [15] Leigh, Ch., Cameron, A., Horne K., Penny A., & James, D., 2003, Mon. Not. R. Astron. Soc. 344, 1271–1282
- [16] Liakos, A. and Niarchos, P., Preliminary results for the triple system AV CMi, Ateny, 2009
- [17] Pont, F., Zucker, S., & Queloz, D. 2006, MNRAS, 373, 231
- [18] Prsa, A., & Zwitter, T. 2005, ApJ, 628, 426
- [19] Prsa, A., PHOEBE Scientific Reference. University of Ljubljana, Ljubljana, 2006.
- [20] Redfield, S., End, M., Cochran, W., & Koesterke L., 2008, ApJ, 673:L87– L90
- [21] Qian, S., Dai, Z., Liao, W., Zhu, L., Liu, L., & Zhao, E., 2009, ApJ, 706:L96–L99
- [22] Santos, N., Pont, F., Melo, C., Israelian, G., Bouchy, F., Mayor, M., Moutou, C., Queloz, D., Udry, S., & Guillot, T. 2006, A&A 450, 825–831
- [23] Sasselov, D. 2008, Nature, 451
- [24] Silvotti, R., Schuh, S., Janulis R., 2007, Nature, 449
- [25] Sing, D., & López-Morales, M.2009, A&A 493, L31–L34
- [26] Seager, S., & Sasselov, D. D. 1998, ApJ, 502, L157
- [27] .Walker, G., Croll, B., Matthews, J., Kuschnig, R., Huber, D., Weiss, W., Shkolnik, Rucinski, S., Guenther, D., Moffat, A., Sasselov, D., 2008, A&A
- [28] Welsh, F., Orosz, J., Seger, S, Fortney, J., Jenkins, J, Rowe, J., Koch, D.,& Borucki, W., 2009, ApJ
- [29] Wiedmann, G., Deming, D., & Bjoraker, D., 2001, ApJ
- [30] Wilson, R., Devinney, E. (1971). Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni. ApJ, 166, 605.