

Uniwersytet im. Adama Mickiewicza w Poznaniu  
Wydział Fizyki  
Instytut Obserwatorium Astronomiczne

Praca magisterska

**Obserwacje spektroskopowe oraz  
modelowanie układu zaćmieniowego  
HD 65498**

Justyna Sękalska

Promotor  
dr hab. Piotr A. Dybczyński

Opiekun  
dr Wojciech Dimitrow



Poznań 2010



Dziękuję  
zespołowi PST za wykonanie obserwacji układu HD 65498,  
dr Wojciechowi Dimitrow za niekończącą się cierpliwość, motywację i wsparcie.



## Streszczenie

Niniejsza praca zawiera opis układów wielokrotnych ze składnikiem zaćmieniowym. Do badań wybrano układ zaćmieniowy HD 65498, dla którego nie ma dotąd w literaturze danych spektroskopowych oraz wyznaczonej orbity. Obiekt ma jasność 9.67 magnitudo, a jego okres orbitalny wynosi 1.3 doby. Zaćmienia w obiekcie zostały odkryte w ramach projektu Semi Automatic Variable Star (SAVS).

Obserwacje spektroskopowe wykonano na Poznańskim Teleskopie Spektroskopowym w Borowcu (PST). Teleskop ma średnicę 0.5 m. Wyposażony jest w spektrograf echelle, który jest połączony z teleskopem za pomocą światłowodu. Obserwacje zostały wykonane przez zespół obserwatorów PST. Redukcja została przeprowadzona za pomocą skryptów do redukcji widm echelle bazujących na pakiecie IRAF. W widmie obiektu zaobserwowano trzeci składnik.

Prędkości radialne zmierzono za pomocą programu FXCOR posługującego się metodą kroskorelacji. Otrzymane funkcje kroskorelacji wskazują na obecność trzeciego składnika w układzie. Do modelowania wykorzystano program PHOEBE bazujący na metodzie Wilsona - Devinney. Dane spektroskopowe pozwoliły na wyznaczenie pełnego modelu pary zaćmieniowej. Są to pierwsze wyniki tego typu dla obiektu HD 65498.



## Abstract

This work contains a description of multiple stars with eclipsing pairs. The eclipsing system HD 65498 was selected for detailed study. Spectroscopic measurements and orbit parameters for this system are not available in literature. The brightness of the star is 9.67 magnitude and its orbital period is 1.3 days. The object's eclipsing nature was discovered as part of Semi Automatic Variable Star (SAVS) project.

Spectroscopic observations for the present work were acquired by the Poznań Spectroscopic Telescope (PST). The telescope aperture diameter is 0.5 m. The fibre-fed echelle spectrograph was used.

Data reduction was scripted in IRAF data reduction software. Radial velocities were measured using cross-correlation-based IRAF task FXCOR. The shape of the cross correlation function indicates the presence of the third component in the system. The system was modelled with the PHOEBE package using the Wilson-Devinney method. Thanks to the spectroscopic observations it was possible to create a model of the eclipsing model of the object, and to constrain the orbital parameters of the object for the first time.





# Spis treści

<b>Streszczenie</b>	<b>5</b>
<b>Wstęp</b>	<b>10</b>
<b>1 Układy podwójne zaćmieniowe</b>	<b>11</b>
1.1 Klasyfikacja . . . . .	11
1.1.1 Klasyfikacja fenomenologiczna . . . . .	11
1.1.2 Klasyfikacja morfologiczna . . . . .	16
1.2 Układy wielokrotne . . . . .	18
1.2.1 Obserwacje spektroskopowe na teleskopie PST potwierdzeniem po- czwórności układu zaćmieniowego . . . . .	20
1.2.2 V 994 Herculis . . . . .	21
1.2.3 VW Leo Minor . . . . .	24
1.3 Metoda Wilsona-Devinney . . . . .	27
1.3.1 Powierzchnie ekwipotencjalne - model Roche'a . . . . .	27
1.3.2 Rozkład jasności na powierzchni składników . . . . .	31
<b>2 Obserwacje spektroskopowe</b>	<b>33</b>
2.1 Charakterystyka instrumentu . . . . .	33
2.2 Procedura obserwacyjna na teleskopie . . . . .	33
2.3 Redukcja danych . . . . .	34
2.3.1 Przygotowanie ramek do redukcji . . . . .	34
2.3.2 Etapy redukcji widma echelle . . . . .	35
2.4 Pomiary prędkości radialnych . . . . .	36
<b>3 Modelowanie układu HD 65498</b>	<b>37</b>
3.1 Obserwacje . . . . .	37
3.2 Modelowanie metodą Wilsona - Devinney . . . . .	38
<b>Podsumowanie</b>	<b>43</b>
<b>Spis rysunków</b>	<b>46</b>

# Wstęp

Ponad połowa gwiazd to układy podwójne. Część z nich ma tak ułożoną orbitę, że z punktu widzenia obserwatora na Ziemi występują okresowe zaćmienia. Układy podwójne zaćmieniowe pozwalają na bardzo dokładne wyznaczenie parametrów absolutnych obu składników. Do tego celu wymagane są obserwacje fotometryczne oraz spektroskopowe średniej rozdzielczości. Na podstawie tych danych przy użyciu metody Wilsona-Devinney wyznacza się pełny model układu. Najlepsze dotychczasowe wyniki to wyznaczenia mas i promieni z dokładnością znacznie poniżej 1%. Oznacza to, że układy zaćmieniowe są najlepszym źródłem informacji o parametrach absolutnych gwiazd. Znajomość tych wielkości pozwala nam testować istniejące teorie ewolucji. Fundamentalnym problemem w astronomii jest wyznaczenie odległości. Jedną z metod to paralaksa fotometryczna. Na podstawie znajomości absolutnych parametrów składników układu zaćmieniowego i przy zastosowaniu powyższej metody jesteśmy w stanie wyznaczyć odległość do obiektu. Tylko w przypadku najbliższych układów możemy skonfrontować te wyniki z metodą paralaksy trygonometrycznej, która daje zadowalające wyniki dla odległości mniejszych od 100 pc.

Do badań wybrano układ HD 64598, dla którego dotychczas nie ma w literaturze danych spektroskopowych i wyznaczonej orbity. Zaćmienia w układzie zostały odkryte przez SAVS (Semi-Automatic Variability Search). Krzywa blasku świadczy o tym, że jest to układ rozdzielony. Aby uzyskać pełny model pary, wymagane są też dane spektroskopowe. Zastosowano do tego celu teleskop Poznański Teleskop Spektroskopowy w Borowcu (PST). Obserwacje były wykonane przez zespół obserwatorów. Teleskop jest wyposażony w 0.5 metrowe zwierciadło i połączony jest ze spektrografem echelle światłowodem. System umożliwia pomiary prędkości radialnych gwiazd do 11.5 magnitudo. Wielkość gwiazdowa obiektu wynosi 9.8 magnitudo. Redukcja uzyskanych danych była przeprowadzona za pomocą pakietu IRAF. Pomiary prędkości radialnych zostały wykonane programem FXCOR bazującym na metodzie kroskorelacji. Uzyskane funkcje korelacji wskazują na obecność trzeciego składnika w układzie. W dotychczasowej literaturze nie ma informacji o wielokrotności tego układu.

# Rozdział 1

## Układy podwójne zaćmieniowe

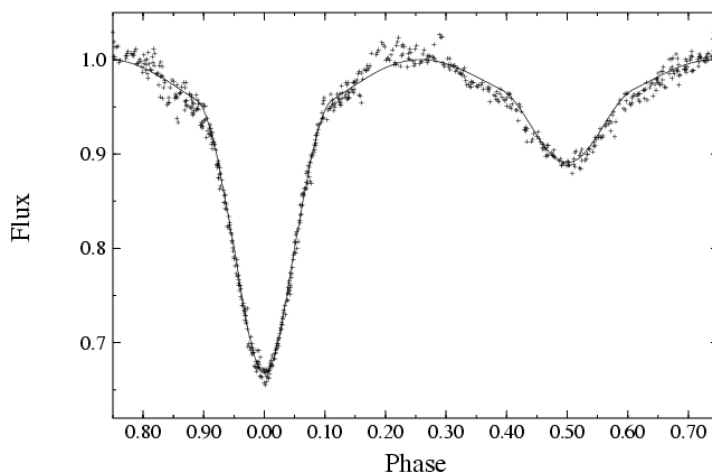
### 1.1 Klasyfikacja

Pierwszym odkrytym układem zaćmieniowym był Algol ( $\beta$  Persei). Jego zmienność odkrył Geminiano Montanari w 1667 roku. W 1783 John Godricke zaproponował mechanizm wyjaśniający tę zmienność. Przedstawił dwie możliwe przyczyny tego zjawiska. Jedną z nich to przejście przed gwiazdą ciemnego ciała, a druga mówiła o ciemniejszym obszarze na gwiazdzie, który okresowo obraca się przodem do Ziemi. Określenia gwiazda podwójna pierwszy użył William Herschel w 1802 roku. W 1948 Russell-Merrill wprowadził metodę rektyfikacji krzywych zmian blasku. Polega ona na usuwaniu wpływu elipsoidalności z krzywych blasku, sprowadzeniu problemu do dwóch sferycznych składników. Kopal (1959) prowadził badania nad spłaszczeniem składników, rotacją i pływami oraz nad zmianami jasności układu nimi spowodowanymi. Uwzględniał pociemnienie brzegowe, wyjaśnienie grawitacyjne oraz efekt odbicia. Jednak metoda rektyfikacji daje dobre wyniki tylko dla gwiazd słabo zniekształconych.

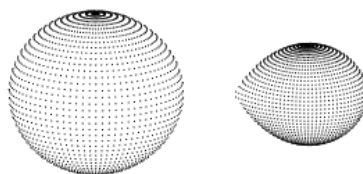
Układy zaćmieniowe można sklasyfikować według kształtu krzywej zmian blasku - klasyfikacja fenomenologiczna oraz - według kształtu i rozmiarów składników układu wykorzystując model Roche'a - klasyfikacja morfologiczna.

#### 1.1.1 Klasyfikacja fenomenologiczna

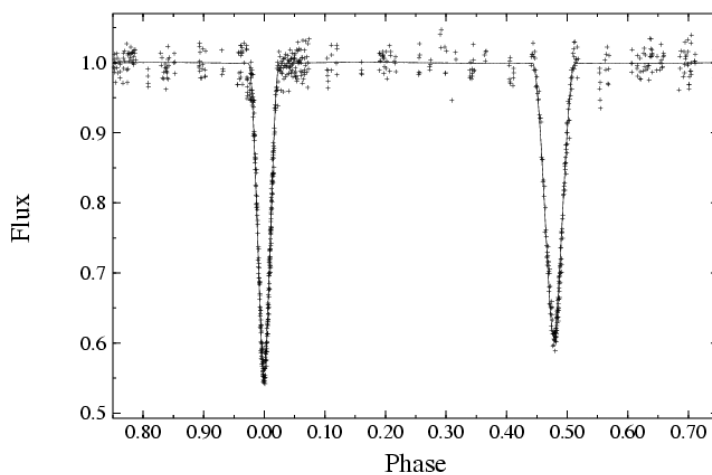
Klasyfikacja fenomenologiczna opiera się na kształtach krzywych zmian blasku. Według niej dzielimy układy na trzy grupy. Na rysunkach 1.1-1.12 przedstawione są przykładowe układy należące do każdej grupy. Pochodzą one z katalogu gwiazd podwójnych CALEB (<http://caleb.eastern.edu>).



Rysunek 1.1: Krzywa zmian blasku gwiazdy AW Cam. Jest to układ typu Algola. Początki i końce zaćmień są wyraźnie zarysowane. Kształt krzywej jest zbliżony do typu  $\beta$  Lyrae.



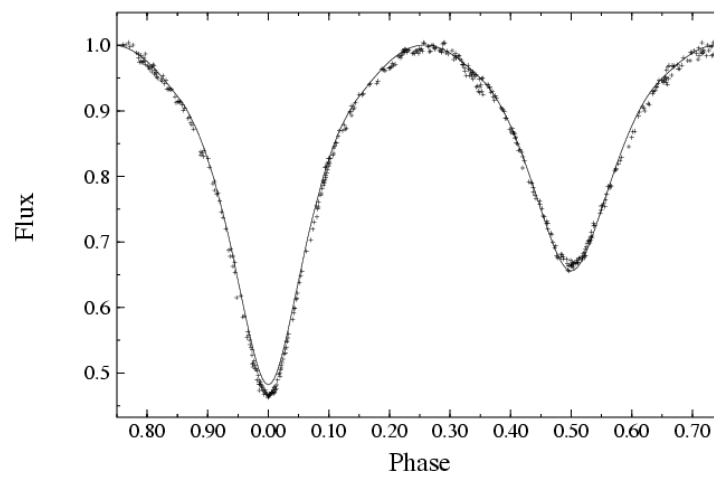
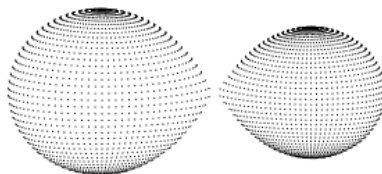
Rysunek 1.2: Trójwymiarowy model układu AW Cam należącego do typu Algola.



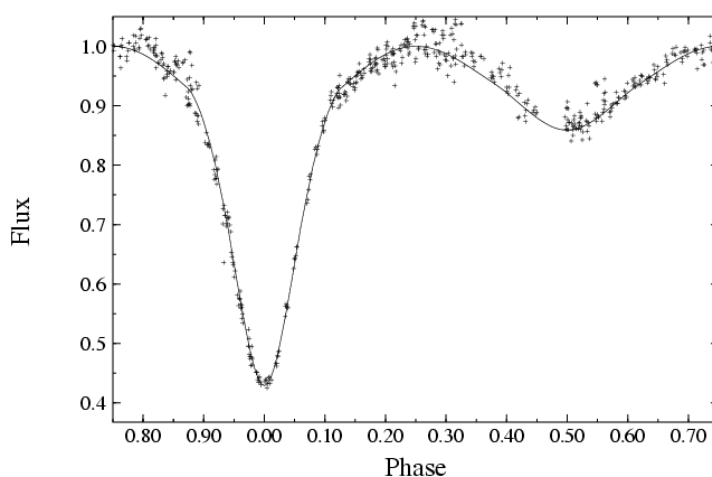
Rysunek 1.3: Krzywa zmian blasku gwiazdy BW Aqr, będącej układem typu Algola. Widoczne są płaskie maksima oraz wyraźnie zaznaczone krótkie zaćmienia.



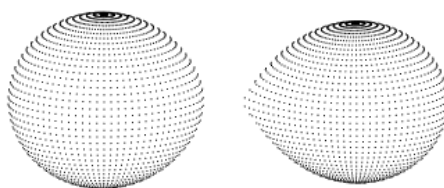
Rysunek 1.4: Trójwymiarowy model gwiazdy BW Aqr.

Rysunek 1.5: Krzywa zmian blasku SX Aur - układu typu  $\beta$  Lyrae . Widać ciągłe zmiany i słabo zaznaczone zaćmienia.

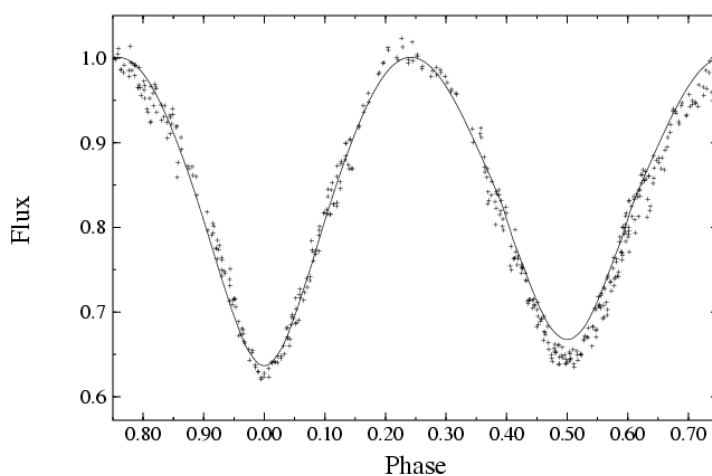
Rysunek 1.6: Trójwymiarowy model SX Aur. Składniki są mocno zniekształcone pływami.



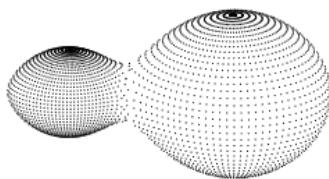
Rysunek 1.7: Krzywa zmian blasku AK CMi. Jest to układ sklasyfikowany jako typ  $\beta$  Lyrae. Maksima są silnie zniekształcone. Zaćmienia są długie, słabo zaznaczone i mają różną głębokość. Kształt krzywej jest zbliżony do typu Algola.



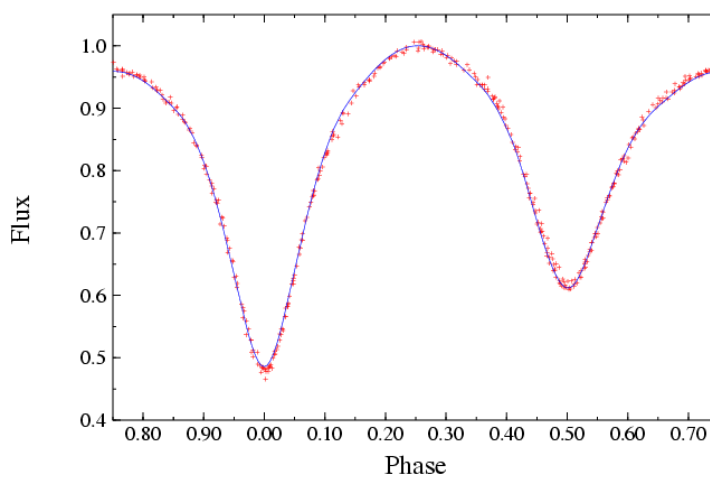
Rysunek 1.8: Trójwymiarowy model układu AK CMi. Jeden składnik wypełnia swoją powierzchnię Roche'a.



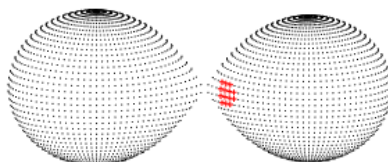
Rysunek 1.9: Krzywa zmian blasku gwiazdy FN Cam, układu typu W UMa. Widoczne są ciągłe zmiay, a zaćmienia mają różną głębokość.



Rysunek 1.10: Trójwymiarowy model gwiazdy FN Cam. Składniki silnie zniekształcone. Wypełniają wspólną powierzchnię ekwipotencjalną.



Rysunek 1.11: Krzywa zmian blasku gwiazdy YY CMi, na której widać ciągłe zmiany. Jest to układ typu W UMa.



Rysunek 1.12: Trójwymiarowy model gwiazdy YY CMi - układ typu W UMa. Oba składniki wypełniają swoją krytyczną powierzchnię Roche'a.

Pierwsza grupa nosi nazwę od gwiazdy Algol ( $\beta$  Persei). Przykłady Algoli ukazują rysunki 1.1, 1.2, 1.3, 1.4. Grupa ta charakteryzuje się krótkimi zaćmieniami (zazwyczaj mniej niż 0.1 okresu orbitalnego) o wyraźnie zaznaczonym początku i końcu. Maksima są płaskie lub minimalnie zakrzywione, co świadczy o tym, że składniki są zazwyczaj słabo zniekształcone przez pływy. Gwiazdy tej grupy czasem mają ekscentryczne orbity ze względu na dużą separację składników. Zazwyczaj występują okresy powyżej 1-2 doby. Spotykane typy widmowe są z zakresu O6-M1. Wśród nich najwięcej jest gwiazd typu A1-A5 (Kubiak 1994).

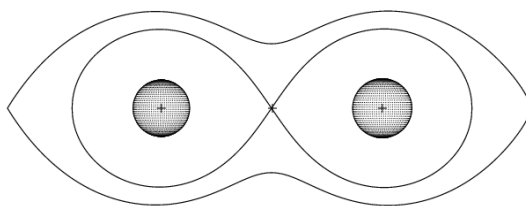
Druga grupa nosi nazwę od gwiazdy  $\beta$  Lyrae (rysunki 1.5, 1.6, 1.7, 1.8). Grupa ta

charakteryzuje się ciągłymi zmianami. Zaćmienia trwają dłużej i są słabiej zaznaczone. Maksima są mocno zakrzywione. Przyczyną tego jest silne zniekształcenie składników pływami. Najczęściej spotykanymi typami widmowymi są B i A, a ich okresy są krótsze niż gwiazd typu Algola. Związane jest to z mniejszą separacją składników.

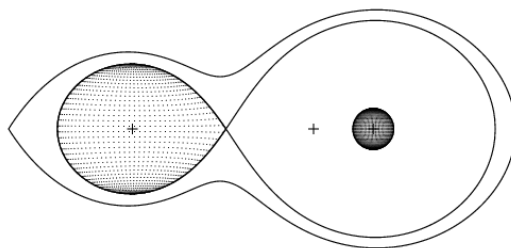
Gwiazdy typu W UMa (rysunki 1.9, 1.10, 1.11, 1.12) cechują się również ciągłymi zmianami blasku, ale posiadają znacznie krótsze okresy rzędu 0.25-1 doby i zazwyczaj zbliżoną głębokość zaćmień. Najczęściej spotykane typy widmowe to F i G. Orbity  $\beta$  Lyrae i W UMa są kołowe ze względu na silne pływy występujące w układach (mała separacja składników).

### 1.1.2 Klasyfikacja morfologiczna

Klasyfikacja morfologiczna bazuje na właściwościach fizycznych gwiazd korzystając z modelu Roche'a. Kształt składników układu podwójnego określają powierzchnie ekwipotencjalne. Gwiazda nie może przekroczyć powierzchni krytycznej. Jeśli ją wypełni, może zacząć tracić materię. Klasyfikacja morfologiczna dzieli układy w zależności od stopnia wypełnienia przez gwiazdę krytycznej powierzchni Roche'a. Na rysunkach 1.13-1.17 przedstawione są przykładowe układy należące do każdej grupy. Pochodzą one z katalogu gwiazd podwójnych CALEB (<http://caleb.eastern.edu>).



Rysunek 1.13: Układ rozdzielony. Oba składniki są prawie sferyczne i nie wypełniają powierzchni Roche'a.



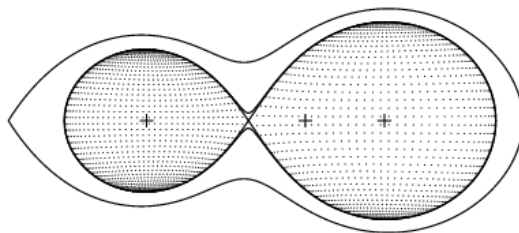
Rysunek 1.14: Układ półrozdzielony. Składnik lżejszy wypełnia swoją powierzchnię ekwipotencjalną, a składnik cięższy jest mały i prawie sferyczny.

Dla układu rozdzielonego (detached) żaden składnik nie wypełnia krytycznej powierzchni Roche'a, a składniki są słabo zniekształcone pływami (rysunek 1.13).

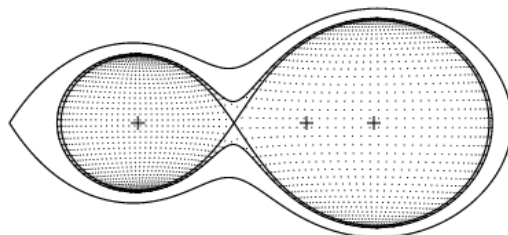
W układach półrozdzielonych (semi-detached) jeden składnik wypełnia krytyczną powierzchnię Roche'a. Jego kształt jest podobny do kropli i jego powierzchnia styka się z punktem Lagrange'a  $L_1$  (rysunek 1.14).

Układy kontaktowe (contact) charakteryzują się tym, że oba składniki wypełniają krytyczną powierzchnię Roche'a i stykają się w punktach  $L_1$  i  $L_2$  (rysunek 1.15). Dla układów ponadkontaktowych (over-contact) składniki przepelniają krytyczną powierzchnię Roche'a





Rysunek 1.15: Układ kontaktowy. Oba składniki wypełniają krytyczną powierzchnię Roche'a.



Rysunek 1.16: Układ ponadkontaktowy. Gwiazdy wypełniają pewną wspólną powierzchnię ekwipotencjalną o potencjale mniejszym niż  $\Omega_{L_1}$  i większym od  $\Omega_{L_2}$  (patrz rozdział 1.3).



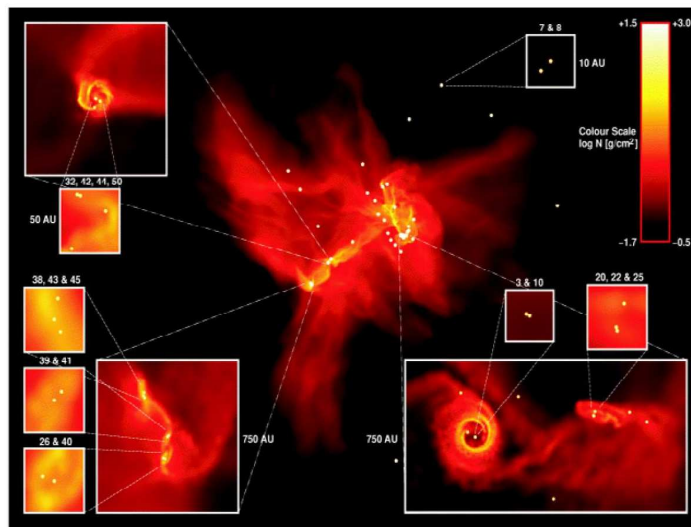
Rysunek 1.17: Układ w podwójnym kontakcie. Oba składniki wypełniają swoje krytyczne powierzchnie ekwipotencjalne, ale nie stykają się.

i są połączone. Powierzchnia ekwipotencjalna, którą wypełniają ma potencjał pośredni w granicach potencjałów punktów Lagrange'a  $L_1$  i  $L_2$  (rysunek 1.16).

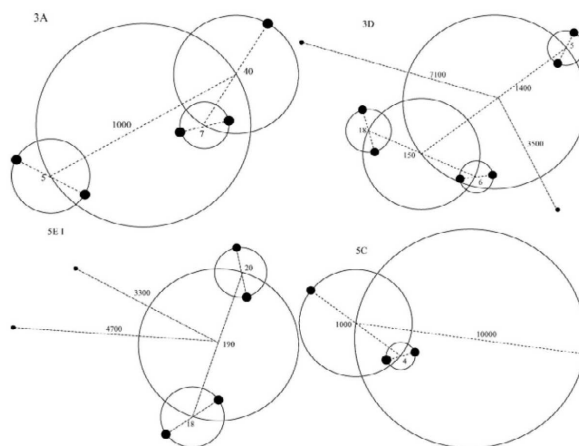
Układy w podwójnym kontakcie (double contact) wypełniają swoje krytyczne powierzchnie, ale nie stykają się. Jest to możliwe dzięki dużej sile odśrodkowej dla szybko rotującego składnika, która zwięża krytyczną powierzchnię wokół gwiazdy (rysunek 1.17). Używamy określenia podwójny kontakt, ponieważ oba składniki są w kontakcie ze swoją krytyczną powierzchnią.

## 1.2 Układy wielokrotne

Gwiazdy powstają w wielkich obłokach molekularnych. Ponad połowa z nich to gwiazdy podwójne lub wielokrotne.



Rysunek 1.18: Symulacje numeryczne obłoku molekularnego, w którym tworzą się gwiazdy. Widoczne są powstające układy podwójne i wielokrotne. Podane są odległości pomiędzy obiektami w jednostkach astronomicznych (Clarke, 2007).



Rysunek 1.19: Złożone układy wielokrotne o strukturze hierarchicznej. Liczby oznaczają rozmiary pól wielkich (Clarke, 2007).

Katalog MSC (Multiple Stars Catalogue, A.A. Tokovinin 1997) zawiera 612 gwiazd o wielokrotnościach od trzech do siedmiu. Połowa z nich znajduje się w odległości do 100 pc od Słońca. Przeważająca część (82%) gwiazd potrójnych składa się ze stosunkowo masywnej ciasnej pary i lżejszego trzeciego składnika na szerokiej orbicie. Orbity szerokie oraz orbity ciasnych podukładów nie zawsze są współpłaszczyznowe jednak wektory momentów pędów mają zbliżone kierunki. Istnieje kilka katalogów układów wielokrotnych, np. katalog 700 wizualnie potrójnych gwiazd w promieniu 200 pc od Słońca zestawiony przez Popovica (1991).

Chambliss (1992) utworzył katalog układów wielokrotnych zawierających gwiazdy podwójne zaćmieniowe. Katalog obejmuje 80 układów. Stanowią one mniej niż 2% wszystkich znanych gwiazd podwójnych zaćmieniowych. Większość z nich to układy portójne. Jeden na pięć układów jest poczwórny lub wyższej wielokrotności. Najczęściej spotykanymi gwiazdami tworzącymi parę zaćmieniową są gwiazdy wczesnych typów widmowych - do B5. Najwięcej jest układów potrójnych, w których podukład zaćmieniowy i trzeci składnik mogą być zaobserwowane osobno. Większość orbit par zaćmieniowych posiada małe mimośrod. Orbity trzeciego składnika są często szerokie. Układ V772 Herculis ma największy odkryty mimośród, który wynosi on 0.96 dla okresu orbitalnego wynoszącego 20 lat (Chambliss, 1992).

Znanych jest ponad 200 podwójnych układów wizualnych z wyznaczonymi orbitami (USNO Sixth Catalog of Orbits of Visual Binary Stars)<sup>1</sup>. Co najmniej 34 z nich zawierają gwiazdy podwójne zaćmieniowe. Około 100 innych wchodzi w skład układów wizualnie podwójnych lub wielokrotnych, które nie mają wyznaczonej orbity. Katalog gwiazd wizualnie podwójnych i wielokrotnych zawierających składniki zaćmieniowe (Zasche, 2009) obejmuje gwiazdy, w których jeden ze składników układu wielokrotnego jest gwiazdą podwójną zaćmieniową. Wśród nich znajdują się 44 układy spełniające następujące kryteria: mamy więcej niż 10 pomiarów astrometrycznych tych układów oraz różnica pomiędzy kątami pozycyjnymi poszczególnych obserwacji astrometrycznych każdego układu wynosi więcej niż 10 stopni.

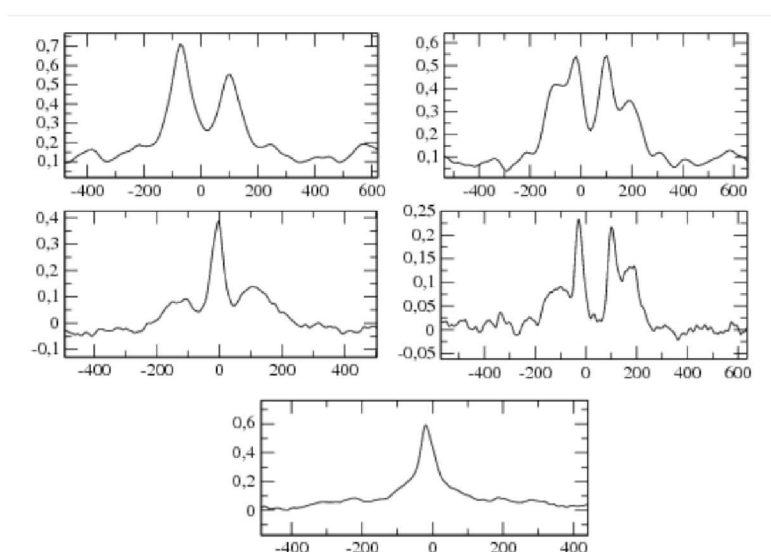
W układach wielokrotnych możemy obserwować ruch składników wizualnie bądź spektroskopowo, co pozwala na dokładne wyznaczenie mas. Czasem zdarza się, że w wąskich krótkookresowych podukładach zachodzą zaćmienia. Niosą one informacje o rozmiarach składników zaćmiewających się. Mamy też dwa przypadki układów poczwórnych, w których są dwie pary zaćmieniowe. Jeden z nich to V994 Herculis (Lee et al., 2008) oraz układ ADS 9537 AB odkryty przez Batten & Hardie 1965.

---

<sup>1</sup><http://www.usno.navy.mil/USNO>

### 1.2.1 Obserwacje spektroskopowe na teleskopie PST potwierdzeniem poczwórności układu zaćmieniowego

Na teleskopie o średnicy dwa metry, który znajduje się w Bułgarii na wysokości 1750 m n.p.m., zaobserwowano układ zaćmieniowy. W widmie obiektu znaleziono więcej niż dwie składniki. W niektórych fazach badania przebiegu funkcji kroskorelacji (rozdział 2.2) widoczne są cztery maksima. Aby wyjaśnić naturę obiektu i potwierdzić istnienie czterech składników, wykonano serię widm na 0.5 m Poznańskim Teleskopie Spektroskopowym w Borowcu (PST). Widma te, pomimo gorszego stosunku sygnału do szumu, czyli S/N, również wykazały obecność czterech składników. Dodatkowo udało się określić, które z pików funkcji kroskorelacji (CCF) odpowiadają parze zaćmieniowej (Rys. 1.20). Okazało się, że mamy dwie ciasne pary. Jedna jest zaćmieniowa, a druga spektroskopowa. Krążą one wokół siebie po dużej długoookresowej orbicie.

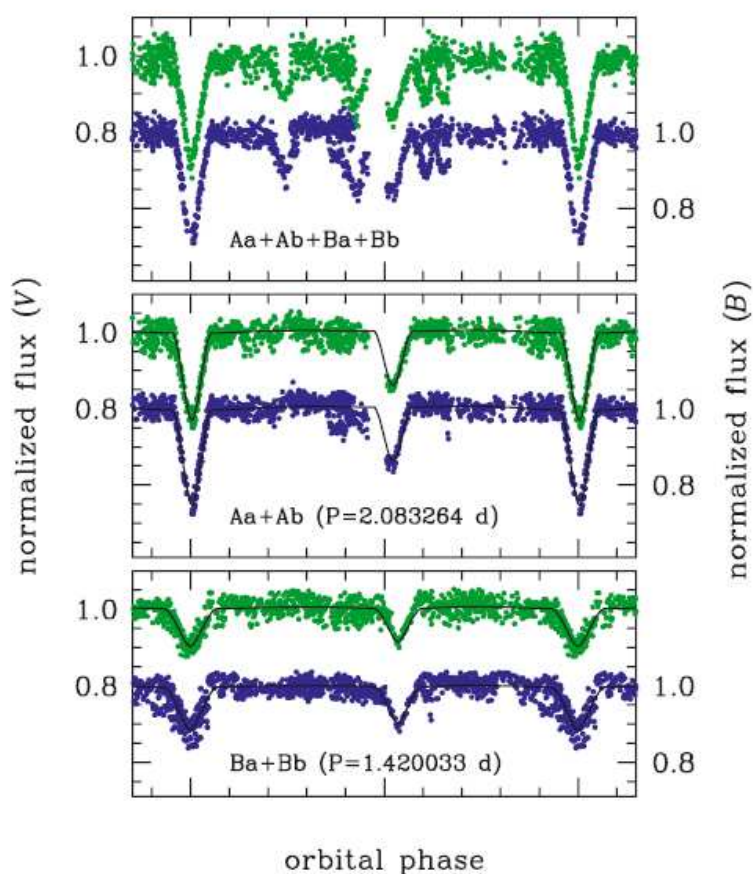


Rysunek 1.20: Pierwsze dwa widma u góry pochodzą z dumetrowego teleskopu NAO Rozhen. Pozostałe trzy funkcje kroskorelacji pochodzą z 0.5 m teleskopu PST znajdującego się w Borowcu. Zewnętrzne niższe piki odpowiadają parze zaćmieniowej, a centralne wyższe należą do pary spektroskopowej.

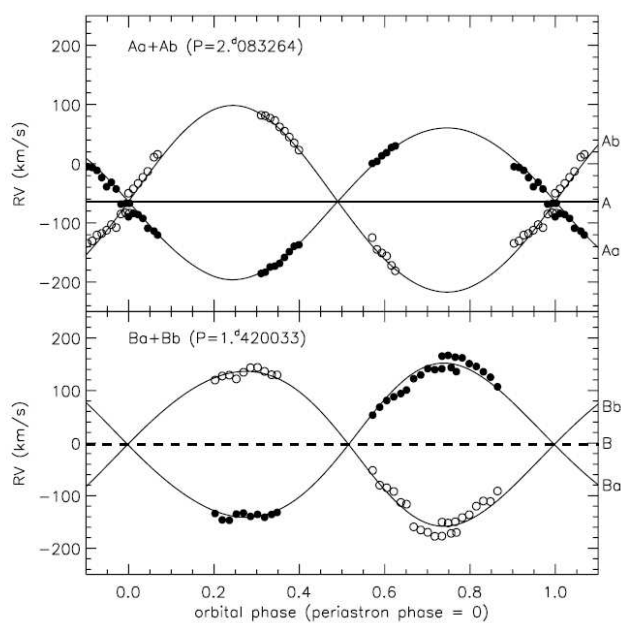
### 1.2.2 V 994 Herculis

V 994 Herculis jest układem poczwórnym (Lee, 2008). Składa się z dwóch ciasnych par zaćmieniowych oddalonych od siebie 1.2 sekundy łuku ( $\sim 300$  AU). Jedna para zaćmieniowa (A) to gwiazdy typu B8V oraz A0V. Okres orbitalny wynosi 2.083264 dnia. Składniki drugiej pary (B) są gwiazdami typu A2V i A4V, a ich okres orbitalny jest krótszy i wynosi 1.420033 doby. Światło docierające od obiektu jest złożeniem światła od dwóch układów zaćmieniowych. Obserwowana krzywa zmian blasku (Rys. 1.21) ukazuje podwójne zaćmienia. Wyodrębniono z niej krzywe zmian blasku obu par zaćmieniowych. Głębokość zaćmień w układzie A jest różna, a w układzie B taka sama. Prędkości radialne zostały zmierzone za pomocą metody spectral disentangling. Polega ona w tym przypadku na dopasowaniu czterech widm syntetycznych z różnymi przesunięciami dopplerowskimi do obserwowanego widma, które jest splotem czterech widm pochodzących od czterech składników. Rysunek 1.22 przedstawia krzywe prędkości radialnych. Na górnym wykre-

się znajdują się krzywe należące do pary zaćmieniowej A (składników Aa oraz Ab), a na dolnym wykresie należące do B (Ba oraz Bb). Więcej informacji znajduje się w artykule: V994 Hreculis: the multiple system with a quadruple-lined spectrum and a double eclipsing feature, C.-U. Lee, 2008.



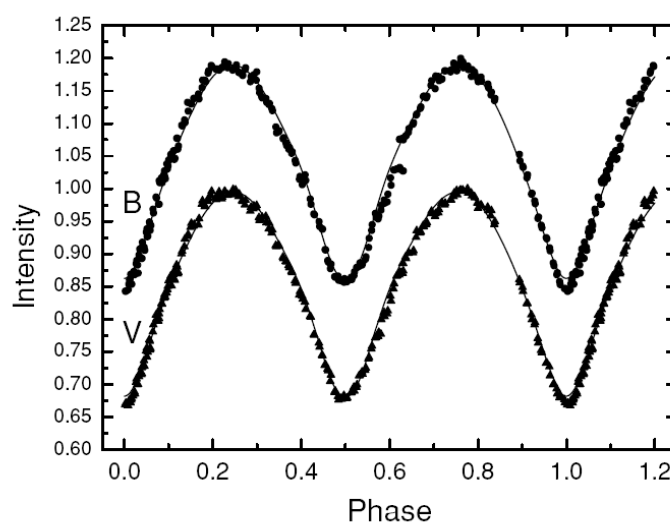
Rysunek 1.21: Krzywe zmian blasku V994 Her. Panel górny przedstawia wspólne krzywe blasku obu par zaćmieniowych, a panele poniżej rozdzielone krzywe dla obu par (Lee, 2008).



Rysunek 1.22: Krzywe prędkości radialnych V994 Her. Górny wykres przedstawia prędkości radialne składników podukładu A, a dolny wykres prędkości podukładu B. Czarne i białe kółka oznaczają poszczególne składniki obu układów (Lee, 2008).

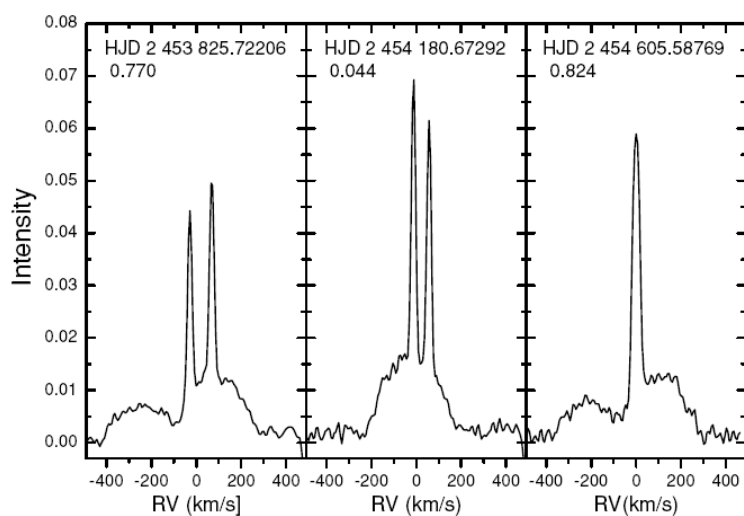
### 1.2.3 VW Leo Minor

Podrozdział zawiera informacje pochodzące z artykułu: VW LMi: tightest quadruple system known. Light time effect and possible secular changes of orbits, T. Pribulla, 2008. VW Leo Minor jest najciaśniejszym znanym układem poczwórnym. Składa się on z dwóch par zaćmieniowych obiegających się w czasie 355 dni. Jedna z nich jest kontaktowa i jej okres orbitalny wynosi 0.5 dnia, a druga spektroskopowa o okresie równym 7.9 dnia. Patrz także rys. 1.25.



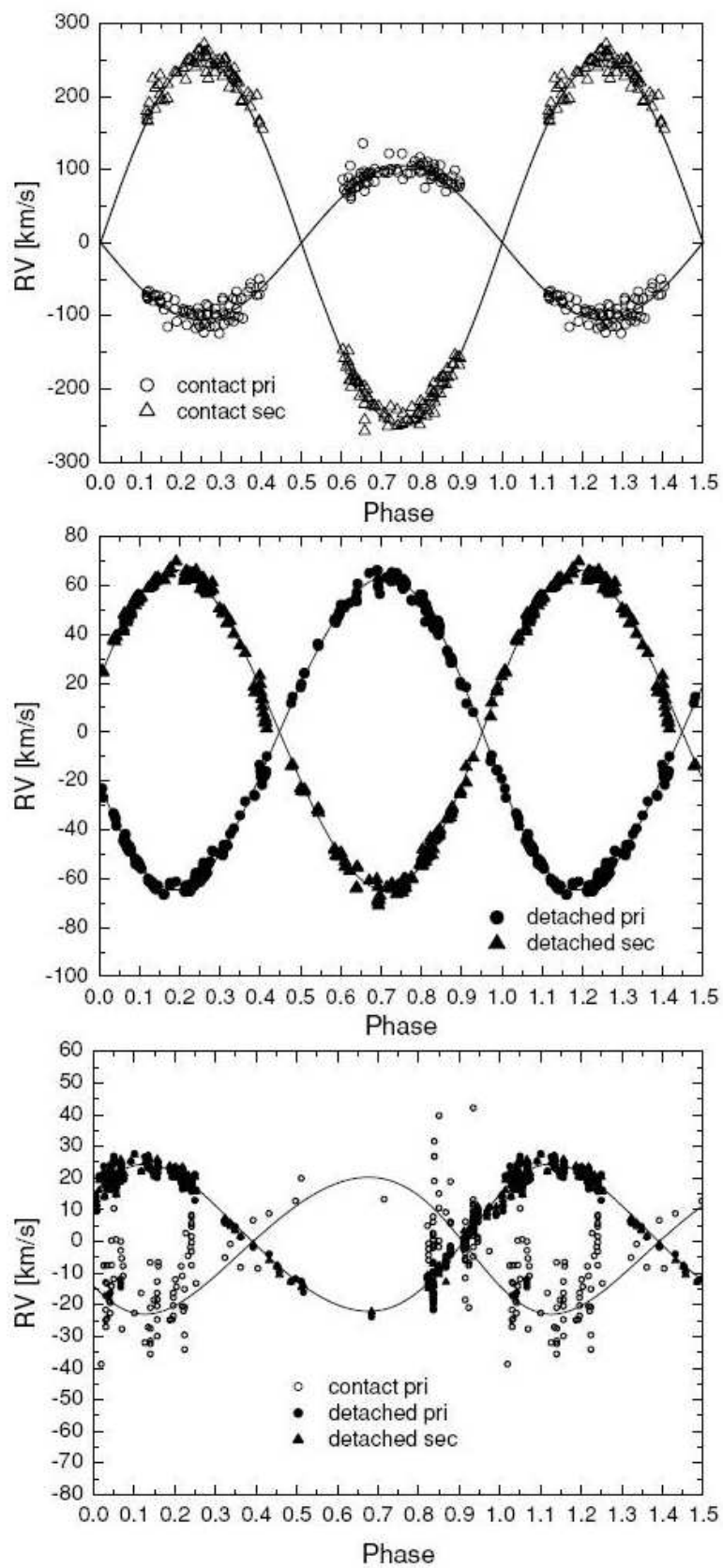
Rysunek 1.23: Krzywa zmian blasku VW LMi w dwóch filtrach: B i V. Widać charakterystyczne zmiany blasku dla układu kontaktowego (Pribulla, 2008).

Pomiar prędkości radialnych wykonano za pomocą metody broadening function. Broadening function jest funkcją, która przekształca widmo standardowej gwiazdy w poszerzone widmo gwiazdy podwójnej lub innej gwiazdy wykazującej poszerzenie linii wynikające z efektu Dopplera. Metoda ta umożliwia lepsze rozseparowanie składników niż metoda kroskorelacji CCF (Ruciński, 2002,2004).



Rysunek 1.24: Prędkości radialne układu VW LMi w trzech fazach. Na pierwszym rysunku widoczne są 4 składniki - dwa wysokie piki pochodzą od podukładu spektroskopowego, a szerokie od pary zaćmieniowej. Na środkowym wyraźnie widać parę spektroskopową, a na ostatnim zaćmieniową (Pribulla, 2008).





Rysunek 1.25: Krzywe prędkości radialnych VW LMi. Górny wykres przedstawia prędkości obu składników pary zaćmieniowej, a środkowy spektroskopowej (Pribulla, 2008).

### 1.3 Metoda Wilsona-Devinney

Aby wyznaczyć parametry układu podwójnego zaćmieniowego z obserwacji potrzebny jest jego model, który określa wpływ tych parametrów na kształt krzywych zmian blasku i prędkości radialnych. W takim modelu możemy przez dopasowanie wartości parametrów układu wirtualnego otrzymać krzywe syntetyczne zgodne z obserwowanymi. Metoda Wilsona-Devinney (WD) powstała w 1971 roku (Wilson & Devinney, 1971) pozwala stworzyć fizyczny model układu podwójnego zaćmieniowego na podstawie krzywych zmian blasku i prędkości radialnych. Do uzyskania takiego modelu należy określić kształt i rozmiar składników układu zaćmieniowego oraz rozkład jasności na powierzchni gwiazdy.

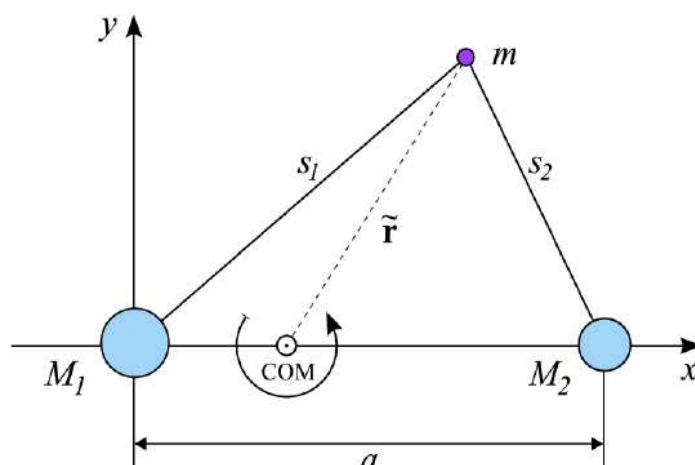
#### 1.3.1 Powierzchnie ekwipotencjalne - model Roche'a

W tym rozdziale szeroko korzystano z prac *Eclipsing Binary Stars*, Kallrath & Milone, 1999 oraz *PHOEBE - Scientific Reference*, Prsa, 2006. W celu określenia kształtu i rozmiarów składników układu zaćmieniowego metoda Wilsona-Devinney korzysta z rozbudowanego modelu Roche'a. Model Roche'a przyjmuje następujące założenia (Kallrath & Milone, 1999):

- Pole grawitacyjne jest wytwarzane przez składniki, które są traktowane jako masy punktowe.
- Nieradialne oscylacje są zanedbywalne - kształt składników jest określony przez wpływ chwilowego pola sił.
- Gwiazdy rotują wokół swojej osi jak bryła sztywna (bez rotacji różnicowej).

Model Roche'a posługuje się rotującym układem odniesienia, którego początek znajduje się w środku składnika o większej masie. Oś  $x$  jest skierowana do drugiego składnika. Układ jest nieinercjalny, więc występują w nim siły bezwładności. Prędkość kątowna układu, wynikająca z trzeciego prawa Keplera wynosi:

$$\omega = \frac{2\pi}{P} = \sqrt{\frac{G(M_1 + M_2)}{a^3}}. \quad (1.1)$$

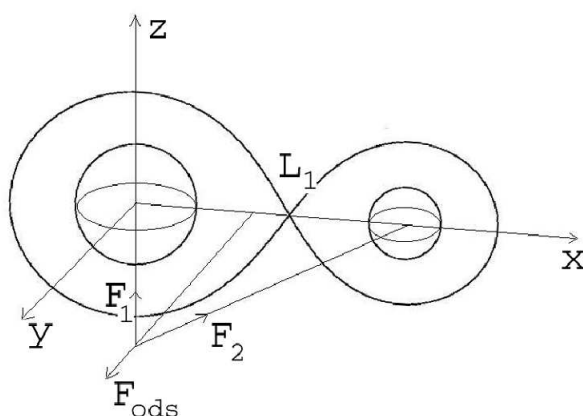


Rysunek 1.26: Geometria układu podwójnego. Początek układu współrzędnych znajduje się w środku gwiazdy o większej masie. Cząstka próbna znajduje się w odległości  $\tilde{r}$  od środka masy  $COM$  oraz  $s_1$  i  $s_2$  od środków gwiazd o masach  $M_1$  i  $M_2$ .  $a$  oznacza odległość między składnikami (Prsa, 2006).

Kształt składników zależy od siły grawitacyjnej pochodzącej od obu składników oraz od siły odśrodkowej związanej ze środkiem masy układu rotującego z prędkością kątową  $\omega$  (1.1). Potencjał pola opisuje wzór (Kopal, 1959):

$$-\psi = \frac{GM_1}{s_1} + \frac{GM_2}{s_2} + \frac{1}{2}\omega^2\tilde{r}^2, \quad (1.2)$$

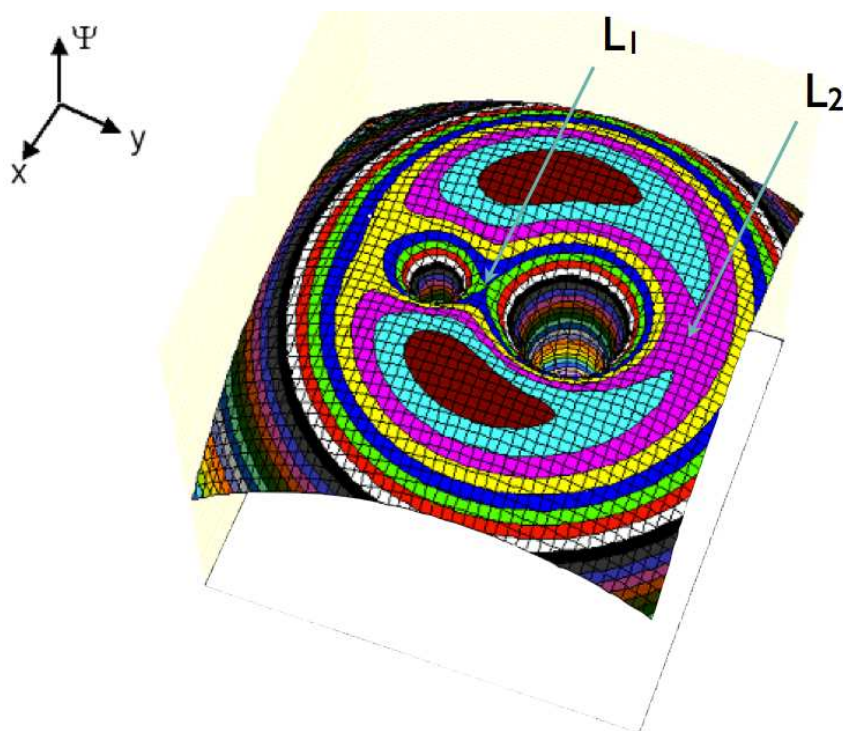
gdzie  $G$  to stała grawitacji,  $\tilde{r}$  jest wartością wektora łączącego środek masy  $COM$  i cząstkę próbną,  $M_1$  i  $M_2$  masami składników układu,  $s_1$  i  $s_2$  odległościami cząstki próbnej od pierwszego i drugiego składnika. Na cząstkę próbną znajdującą się w pobliżu układu działają trzy siły (rysunek 1.27).



Rysunek 1.27: Układ odniesienia z oznaczonymi siłami działającymi na cząstkę próbną.  $F_1$  i  $F_2$  to siły grawitacyjne pochodzące od obu gwiazd, a  $F_{ods}$  to siła odśrodkowa związana ze środkiem masy rotującego układu (Dimitrow, 2008).

Gwiazdy ograniczone są powierzchniami ekwipotencjalnymi (rysunek 1.28). Blisko gwiazdy potencjał jest wysoki. Wpływa na niego przede wszystkim pole grawitacyjne

gwiazdy. Powierzchnie o dużym potencjale mają kształt zbliżony do sferycznego i niewielkie promienie. Im dalej od gwiazdy, tym potencjał jest coraz niższy, a powierzchnie ekwipotencjalne są coraz bardziej zdeformowane. Ważniejszy wtedy staje się wpływ siły odśrodkowej. Dla pewnej wartości potencjału powierzchnie te łączą się w punkcie Lagrange'a  $L_1$  i tworzą krytyczną powierzchnię Roche'a. Strefy, które są ograniczone przez krytyczne powierzchnie Roche'a, określają maksymalny rozmiar obu gwiazd układu. Powierzchnia przechodząca przez punkt Lagrange'a  $L_2$  opisuje maksymalny rozmiar układu ponadkontaktowego. Pozostała przestrzeń tworzy strefę, w której główną rolę odgrywają siły odśrodkowe przewyższające grawitację. Materia gwiazdy, która mogłaby się tam dostać przez punkt Lagrange'a  $L_2$ , stopniowo by się od niej oddalała.



Rysunek 1.28: Strefy Roche'a układu zawierającego dwie gwiazdy o różnych masach poruszające się wokół środka masy (kolory odpowiadają strefom Roche'a o określonym zakresie potencjału) (Bruton, 2004).

Do opisu potencjałów powierzchniowych jest wygodnie użyć współrzędnych sferycznych (rysunek 1.29).

$$x = r \sin \theta \cos \phi = \lambda r, \quad (1.3)$$

$$y = r \sin \theta \sin \phi = \mu r, \quad (1.4)$$

$$z = r \cos \theta = \nu r. \quad (1.5)$$

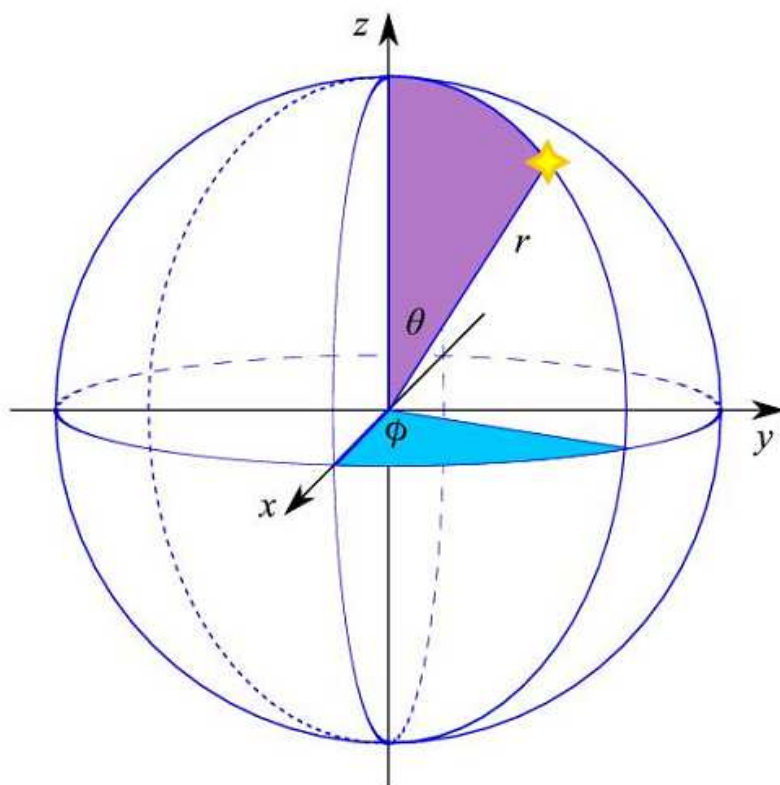
Położenie środka masy układu (COM, centre of mass) zależy od stosunku mas  $q = M_2/M_1$  i jest określony jako

$$x_{COM} = \frac{\sum_i M_i x_i}{\sum_i M_i} = \frac{qa}{1+q}, \quad (1.6)$$

gdzie  $a$  jest odległością między składnikami.

Stosując:

$$s_1 = r, \quad (1.7)$$



Rysunek 1.29: Prawoskrętny układ współrzędnych sferycznych (Prsa, 2006).

$$s_2 = \sqrt{r^2 - 2xa + a^2}, \quad (1.8)$$

$$\tilde{r} = \sqrt{(x - x_{COM})^2 + y^2}, \quad (1.9)$$

wyrażenie na potencjał pola wynosi:

$$\psi(r, \lambda, \nu) = -\frac{GM_1}{r} - \frac{GM_2}{\sqrt{r^2 - 2ar + a^2}} - \frac{1}{2}\omega^2 (r^2(1 - \nu^2) - 2r\lambda x_{COM} + x_{COM}^2). \quad (1.10)$$

Używając równań na położenie środka masy (1.6) oraz na prędkość kątową układu (1.1) otrzymujemy,

$$\psi(r, \lambda, \nu) = -\frac{GM_1}{a} - \left[ \frac{a}{r} + q \left( \frac{a}{\sqrt{r^2 - 2ar + a^2}} - \frac{r\lambda}{a} \right) + \frac{1}{2} \frac{r^2}{a^2} (1 + q)(1 - \nu^2) + \frac{1}{2} \frac{q^2}{1 + q} \right]. \quad (1.11)$$

W metodzie Wilsona-Devinney stosuje się znormalizowany potencjał Roche'a  $\Omega$ . Przyjmuje się, że odległość między środkami składników  $a$  jest równa 1.

$$\Omega = -\frac{a\psi}{GM_1} - \frac{1}{2} \frac{q^2}{1 + q}. \quad (1.12)$$

Po podstawieniu równania na potencjał pola (1.11) wyrażenie przyjmuje postać

$$\Omega(r, q) = \frac{1}{r} + q \left[ \frac{1}{1 - 2\lambda r - r^2} - \lambda r \right] + \frac{1}{2} (q + 1) r^2 (1 - \nu^2). \quad (1.13)$$

Równanie używane jest do określenia kształtu obu gwiazd układu o rotacji synchronicznej i orbitach kołowych. Każdy składnik określają cztery promienie:  $R_{point}$ ,  $R_{side}$ ,

$R_{back}$ ,  $R_{pole}$ , które są skierowane odpowiednio do punktu Lagrange'a  $L_1$ , boku, tyłu i bieżąca gwiazdy. Tabela 1.1 przedstawia kąty definiujące położenie promieni w sferycznym układzie współrzędnych.

	$\phi$	$\theta$
$R_{point}$	0	90
$R_{side}$	90	90
$R_{back}$	90	180
$R_{pole}$	0	0

Tablica 1.1: Kąty określające cztery promienie opisujące kształt gwiazdy (Kallrath, Milone, 1996).

Aby wyznaczyć kształt drugiego składnika układu, należy przekształcić równanie na potencjał Roche'a (1.13) do postaci, w której drugi składnik byłby początkiem układu odniesienia. Polega to na wyznaczeniu wartości  $\Omega'_2$  i  $q'$ , wynoszących

$$\Omega'_2 = \Omega_2 q' + \frac{1}{2}(1 - q'), \quad (1.14)$$

$$q' = \frac{1}{q} \quad (1.15)$$

i wstawieniu ich do równania 1.13.

### 1.3.2 Rozkład jasności na powierzchni składników

Aby opisać rozkład jasności na powierzchni gwiazdy, należy uwzględnić:

- model rozkładu widmowego promieniowania

Aby opisać promieniowanie gwiazdy w różnych częstotliwościach, trzeba przyjąć pewien model. Pierwszym przybliżeniem może być ciało doskonale czarne, które promieniuje jak ciało w równowadze termodynamicznej. Jednak dla gwiazd dokładniejszy jest model uwzględniający fizykę ich atmosfer.

- wyjaśnienie grawitacyjne

Temperatura sferycznej gwiazdy jest taka sama na całej powierzchni. W przypadku, gdy na gwiazdę działają pływy pochodzące od drugiej gwiazdy albo siły odśrodkowe, temperatura jest wyższa w miejscach o wyższym lokalnym przyspieszeniu grawitacyjnym  $T \sim g$ .

- pociemnienie brzegowe

Temperatura w atmosferze gwiazdy zmniejsza się wraz z wysokością. W wyniku tego obserwator, patrząc na środek tarczy gwiazdy widzi jej głębsze warstwy, mające wyższą temperaturę, a bliżej brzegów chłodniejsze warstwy gwiazdy, które są ciemniejsze niż środek.

- efekt odbicia (refleksu)

W układzie zaćmieniowym gwiazdy oświetlają się nawzajem, co powoduje ich wzajemne podgrzewanie. Podgrzewana jest półsfera zwrócona do drugiego składnika i przez niego oświetlana. Nadmiar ciepła zostaje wypromieniowany. Obserwuje się jako dodatkowe światło w krzywej zmian blasku.

- plamy na powierzchni składników

Plamy na gwiazdach powodują zniekształcenia krzywej zmian blasku w postaci różnicy w poziomie maksimum. Zniekształcenie może pojawiać się w tym samym miejscu, jeśli ruch składnika z plamą jest synchroniczny. Jeśli nie jest, zniekształcenie pojawia się w różnych fazach ruchu orbitalnego.

## Rozdział 2

# Obserwacje spektroskopowe

Obserwacje zostały przeprowadzone przez zespół obserwacyjny w Stacji Obserwacyjnej OA UAM w Borowcu za pomocą Poznańskiego Teleskopu Spektroskopowego o średnicy 0.5 m oraz połączonego światłowodem spektrografu echelle obejmującego zakres od  $\lambda = 4500\text{\AA}$  do  $\lambda = 8250\text{\AA}$  i zawierającego 64 rzędy.

### 2.1 Charakterystyka instrumentu

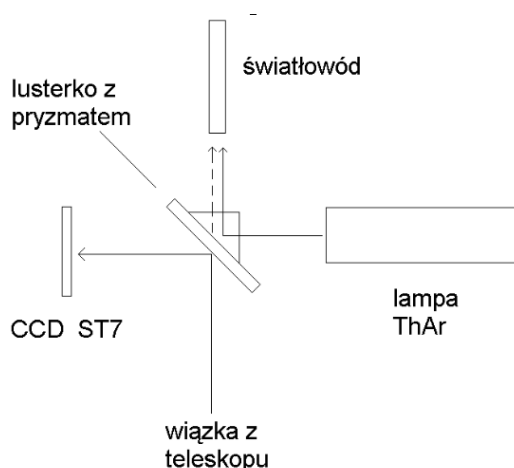
Poznański Teleskop Spektroskopowy (PST) znajdujący się w Borowcu posiada 2 zwierciadła o średnicy 0.5 m. Aktualnie regularne obserwacje prowadzone są na jednym zwierciadle. W ognisku Newtona znajduje się urządzenie, które zapewnia, że światło od obiektu trafia do światłowodu zasilającego spektrograf (acquisition box).

Do prowadzenia teleskopu za obiektem używana jest kamera ST7. Przy pomocy płaskiego lusterka przekierowana zostaje mała część wiązki światła do kamery, reszta trafia do światłowodu. Teleskop PST jest wyposażony w spektrograf echelle, który jest w stanie rejestrować widma o zakresie od  $\lambda = 4500\text{\AA}$  do  $\lambda = 8250\text{\AA}$ . Stabilność spektrografu w klasycznym trybie kalibracji jest na poziomie 100 m/s.

### 2.2 Procedura obserwacyjna na teleskopie

Ruchem teleskopu spektroskopowego zarządzają dwa programy: program rozruchowy systemu oraz program obserwacyjny. Pierwszy program jest odpowiedzialny za przygotowanie teleskopu do pracy, czyli za otwarcie pawilonu i ustawienie teleskopu w pozycji wyjściowej do obserwacji. Drugi program pozwala na wprowadzenie współrzędnych obiektu obserwowanego, skierowanie teleskopu na obiekt oraz włącza ruch dobowy w celu przekazania do silników korekcji pochodzących z prowadzenia teleskopu. Po nastawieniu teleskopu na obiekt, który jest widoczny na kamerze podglądu, musimy naprowadzić obiekt na współrzędne matrycy CCD. Działania te sprawiają, że wiązka trafia w światłowód. Następnie uruchamiamy prowadzenie teleskopu, które utrzymuje obiekt na tych współrzędnych. Najpierw wykonujemy widmo kalibracyjne (lampy torowo-argonowej). Aby światło od lampy kalibracyjnej trafiło do światłowodu, musimy otworzyć migawkę oraz ustawić lusterko z pryzmatem w odpowiedniej pozycji. Ekspozycja wynosi 60s. Po wykonaniu widma kalibracyjnego większa część wiązki z teleskopu jest kierowana do światłowodu za pomocą odpowiedniego ustawienia lusterka. Typowe czasy naświetlania obiektów należą do przedziału 150-1800s dla gwiazd od 1 do 11 magnitudo. Po zakończeniu ekspozycji wykonuje się kolejne widmo kalibracyjne. Jeżeli wykonujemy dłuższy ciąg obserwacji, naświetlane są





Rysunek 2.1: Budowa acquisition box

na przemian widma kalibracyjne i widma obiektu. Dzięki stabilizacji temperaturowej spektrografu, brakowi elementów ruchomych w jego wnętrzu oraz masywnej płycie granitowej pełniącej funkcję ławy optycznej, zapewniającej stabilność mechaniczną spektrografu, wyżej opisana klasyczna metoda kalibracji widm gwarantuje stabilność pomiarów na poziomie 100 m/s.

## 2.3 Redukcja danych

Celem redukcji widma jest otrzymanie zależności natężenia światła od konkretnych długości fali. Została wykonana redukcja widm echelle, które obejmują zakres od  $\lambda = 4500\text{\AA}$  do  $\lambda = 8250\text{\AA}$  i zawierają 64 rzędy. Każdy rząd jest wygięty w łuk, a długość fali maleje od lewego górnego rogu ramki do prawego dolnego rogu ramki. Typowym efektem dla widma echelle jest nierównomierne oświetlenie charakteryzujące się tym, że jego środkowa część jest najjaśniejsza.

### 2.3.1 Przygotowanie ramek do redukcji

Z powodu niedoskonałości kamery CCD, ramki widm obiektu pochodzące z obserwacji wymagają korekty. W celu jej poprawienia wykonuje się offset (bias), ramki ciemne (dark frame) oraz pole wyrównujące (flat field). Z obserwacji otrzymuje się także ramki zawierające widma torowo-argonowej lampy kalibracyjnej.

Ramki typu offset (bias) zawierają informacje o szumie powstającym w czasie sczytywania sygnału z kamery CCD. Aby przekazać sygnał komputerowi, do kamery CCD zostaje przyłożony dodatni ładunek. Gromadzi go każdy piksel. Powstaje wtedy fałszywy sygnał pochodzący od tego ładunku. Bias wykonuje się przez ekspozycję z zerowym czasem naświetlania.

Ramki ciemne (dark frame) otrzymuje się przez ekspozycję z czasem naświetlania równym czasowi ekspozycji ramek obiektu oraz bez dopływu światła do kamery. W wyniku tego ramki zawierają prąd ciemny kamery, czyli jej szum termiczny. Związany on jest z tym, że matryca kamery CCD posiada niezerową temperaturę. Powoduje to, że nawet przy

braku światła dochodzącego z zewnątrz rejestrowany jest sygnał, który zależy od czasu ekspozycji. Jeśli kamera CCD jest schłodzona do tak niskich temperatur, że prąd ciemny jest zanedbywalnie mały, poprawki na prąd ciemny nie są potrzebne.

Pole wyrównujące (flat field) tworzy mapę czułości detektora, pozwala na usunięcie wpływu pikseli o niewłaściwej czułości ("bad pixels") oraz interferencji wewnątrz chipu (efekt fringe). Do wykonania ramek z polem wyrównującym (flat field) zarówno obiektu jak i lampy kalibracyjnej wykorzystano światło lampy tungstenowej. Można też ustawić teleskop na niebo zaraz po zachodzie Słońca, czyli kiedy jest równomiernie oświetlone.

### 2.3.2 Etapy redukcji widma echelle

Redukcja została wykonana za pomocą pakietu IRAF. Wykorzystano skrypt redukcyjny Moniki Fagas i Krzysztofa Kamińskiego. Zawiera on komendy IRAFa oraz parametry wejściowe niezbędne do redukcji.

#### 1. Przygotowanie ramek typu bias i flat field

Pierwszym etapem redukcji jest utworzenie uśrednionego biasu, czyli masterbiasu, a następnie odjęciem go od każdej ramki z widmem obiektu oraz z widmem lampy kalibracyjnej. Należy również uśrednić ramki flat field. Powstaje średni obraz masterflat, przez który dzieli się każde widmo.

#### 2. Tracing

Tracing polega na opisaniu przebiegu kolejnych rzędów widma na chipie CCD. Przebieg ten (ang. trace) określane jest na podstawie analizy natężenia sygnału mierzonego w kolejnych przekrojach przez ramkę. Dla każdego rzędu wyznacza się maksima profili Gaussa dla punktów wzdłuż kierunku dyspersji. Maksima tych funkcji pozwalają wyznaczyć przebieg konkretnego rzędu widma. Ślad (ang. trace) powstaje z połączenia maksimów profili Gaussa przez dopasowanie wielomianu.

#### 3. Ekstrakcja

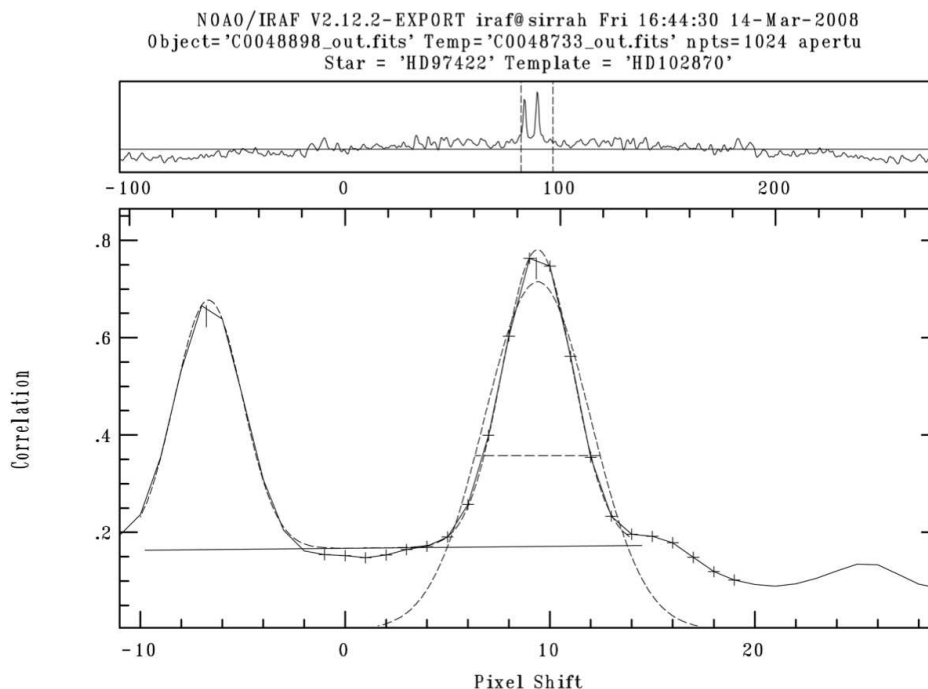
Przejdzie od widma 2D do 1D odbywa się poprzez sumowanie sygnału w kolumnach prostopadle do kierunku dyspersji. W wyniku ekstrakcji widma otrzymuje się zależność natężenia względnie od numeru piksela.

#### 4. Identyfikacja linii lampy kalibracyjnej

Kolejnym etapem jest identyfikacja linii emisyjnych w widmie torowo-argonowej lampy kalibracyjnej. Celem jest dopasowanie krzywej dyspersji. Lampa torowo-argonowa emituje linie o znanej długości fali. W każdym rzędzie oznacza się długości fali kilku linii emisyjnych. Pozwala to wyznaczyć krzywą dyspersji widma. Proces ten jest czasochłonny, więc stosuje się automatyczne procedury reidentyfikacji. Widma porównania są wykonywane na przemian z widmami obiektu.

#### 5. Przeniesienie wielomianu na ramkę typu obiekt

Po dopasowaniu krzywej dyspersji w widmie porównania przeniesiono ją na widmo obiektu. W wyniku reidentyfikacji ramek z widmami lampy kalibracyjnej otrzymano wykres zależności natężenia od długości fali.



Rysunek 2.2: Okno programu FXCOR. Wykres dla układu podwójnego FM Leo (Ratajczak, 2008)

## 2.4 Pomiary prędkości radialnych

Prędkość radialna to składowa prędkości mierzona wzdłuż kierunku obserwacji. Prędkości radialne gwiazdy można otrzymać z pomiarów zmian położenia jej linii widmowych. W układach podwójnych gwiazdy poruszają się wokół wspólnego środka masy. Jeśli gwiazda się przybliży lub oddala, to na skutek efektu Dopplera linie widmowe się przesuwają. Przesunięcie linii widmowych ku czerwieni (w stronę większych długości fali) następuje, gdy obiekt się oddala od obserwatora. Gdy gwiazda się przybliży, występuje przesunięcie ku błękitowi (w stronę krótszych długości fali). Przesunięcie w długości fali  $\Delta\lambda$ , czyli przesunięcie dopplerowskie, związane jest z prędkością radialną zależnością:

$$v = \frac{\Delta\lambda}{\lambda}c, \quad (2.1)$$

gdzie  $\Delta\lambda = |\lambda - \lambda_0|$ ,  $\lambda$  oznacza obserwowaną długość fali,  $\lambda_0$  laboratoryjną długość fali, a  $c$  prędkość światła. Prędkości radiale zostały zmierzone programem FXCOR, który korzysta z metody kroskorelacji. Metoda kroskorelacji krzyżowej (Cross Correlation Function, CCF) polega na porównaniu widma obserwowanego obiektu z widmem odniesienia i wyznaczeniu funkcji kroskorelacji.

Rysunek 2.2 przedstawia przykładowy wykres dla układu podwójnego. Widać przebieg funkcji korelacji. Odzwierciedla on średni profil linii w widmie obiektu. Na osi pionowej jest współczynnik korelacji, a na osi poziomej prędkość obserwowana. Do przebiegu kroskorelacji dopasowana jest suma profili Gaussa, co pozwala określić prędkości składników.

## Rozdział 3

# Modelowanie układu HD 65498

### 3.1 Obserwacje

Baza danych Simbad<sup>1</sup> podaje, że jest to układ podwójny zaćmieniowy typu Algola. Jasność obiektu w filtrze V wynosi 9.67 magnitudo, a wskaźnik barwy  $(B - V) = 0.56$  mag.

Zaćmieniowa natura HD 65498 została odkryta przez projekt SAVS (Semi - Automatic Variability Search; Maciejewski et al. 2003). Krzywa zmian blasku jest charakterystyczna dla układu podwójnego rozdzielonego. Sugeruje ona, że składniki są podobne oraz że występują częściowe zaćmienia z amplitudą równą 0.4 mag. Okres orbitalny układu zaćmieniowego wynosi 31.5 godzin. Efemeryda określona jest przez heliocentryczną datę juliańską momentu minimum:

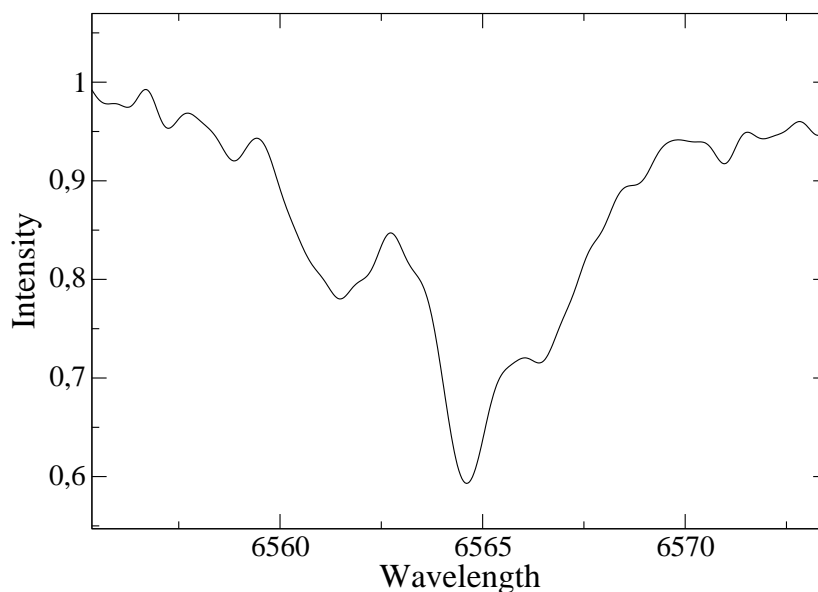
$$\text{Min. I} = \text{HJD } 2452704.48836 \pm 0.00054 + 1.31324 \pm 0.00006 \times E. \quad (3.1)$$

gdzie  $HJD$  oznacza juliańską datę heliocentryczną, a  $E$  liczbę cykli, która upłynęła od momentu zaćmienia głównego  $HJD_0$ . Aby wyznaczyć typ widmowy obserwowano obiekt spektroskopowo. Otrzymane widmo odpowiada gwiazdzie typu F5V. W literaturze jest także siedem pomiarów momentów zaćmień. (Gurol B. et al., 2007, Brat L. et al., 2008, Brat L. et al., 2009).

Obserwacje spektroskopowe zostały wykonane na Poznańskim Teleskopie Spektroskopowym PST (Baranowski et al., 2009), przez zespół obserwatorów w którego skład wchodzi: Adrian Kruszewski, Anna Przybyszewska, Wojciech Dimitrow, Krystian Kurzawa, Natalia Żywucka, Wojciech Borczyk, Przemysław Bartczak, Roman Hirsch, Monika Fagas, Krzysztof Kamiński, Tomasz Kwiatkowski, Aleksander Schwarzenberg-Czerny, Agata Rożek. Teleskop spektroskopowy wyposażony jest w zwierciadło o średnicy 0.5 metra oraz spektrograf echelle o zakresie widmowym 4500 - 8250 Å połączony światłowodem z teleskopem. Czasy naświetlania widm wynosiły 1800 s. Teleskop posiada lampę torowo-argonową, która zapewnia kalibrację widma z  $\sigma_{RV} \sim 100 \text{ m/s}$ . Stabilizacja termiczna spektrografu jest na poziomie 0.1 stopnia. Redukcja danych została wykonana za pomocą standardowego skryptu bazującego na pakiecie IRAF. Do pomiaru prędkości radialnych wykorzystano program FXCOR pakietu IRAF. Funkcja korelacji krzyżowej ukazuje trzy piki. Dwa szerokie i niskie pochodzą od pary zaćmieniowej. Centralny wysoki i wąski pik pochodzi od trzeciego składnika. Profile linii  $H_\alpha$  (Rys.3.1) i  $H_\beta$  również są potrójne.

---

<sup>1</sup><http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>



Rysunek 3.1: Profil linii  $H_{\alpha}$ . Widoczne są dwie płytkie linie należące do pary zaćmieniowej oraz środkowa głęboka linia pochodząca od trzeciego składnika.

### 3.2 Modelowanie metodą Wilsona - Devinney

Krzywe zmian blasku oraz prędkości radialnych pozwalają uzyskać model układu metodą Wilsona-Devinney (Wilson & Devinney 1971). Światło trzeciego składnika traktuje się jako stały dodatek do krzywej zmian blasku całego układu, czyli trzecie światło. Widma obiektu były wykonane w przeciągu dwóch miesięcy, zatem może na nie wpływać efekt light time, czyli zmiany czasu nadejścia światła do obserwatora spowodowane ruchem pary zaćmieniowej i trzeciego składnika wokół wspólnego środka masy. Trzeci składnik może być związany z parą zaćmieniową lub znajdować się na tej samej linii widzenia. Wartości prędkości radialnych trzeciego składnika zmniejszają się w czasie. Przyczyną tych zmian może być wspólny ruch orbitalny. Dane spektroskopowe są przesunięte względem efemerydy. Obliczono nową efemerydę bazującą na fotometrycznych i spektroskopowych obserwacjach:

$$\text{Min. I} = \text{HJD } 2452704.489 \pm 0.001 + 1.313187 \pm 0.000003 \times E. \quad (3.2)$$

Pomiędzy fotometrycznymi a spektroskopowymi obserwacjami minęło około sześć lat, więc prawdopodobnie wpływa na nie efekt light time. Para zaćmieniowa składa się z dwóch podobnych składników o masach:  $1.02M_{\odot}$ ,  $1.05M_{\odot}$  i promieniach:  $1.28R_{\odot}$  i  $1.26R_{\odot}$ .

Składniki są w późniejszym stadium ewolucji. Nie ma bezpośrednich informacji o wskaźniku barwy pary zaćmieniowej (obserwujemy wymieszane światło trzech składników). Temperaturę pierwszego składnika otrzymano ze ścieżek ewolucyjnych dla uzyskanych wartości mas i promieni. Temperatura drugiego składnika została dopasowana podczas modelowania. Wyznaczono wartość trzeciego światła, która wynosi  $0.364 \pm 0.016$  (normalizacja  $l_1 + l_2 + l_3 = 1$ ). Wskaźnik barwy układu ( $B - V = 0.47 \pm 0.05$ , Tycho) sugeruje, że trzeci składnik jest gorętszy niż para zaćmieniowa. Temperatura powinna być wyższa

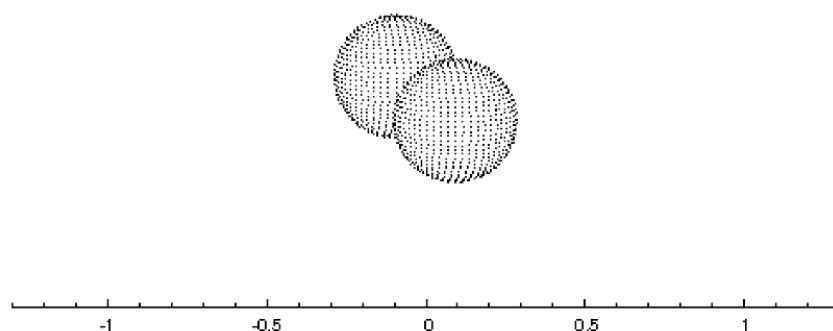
HJD (+2454900)	RV1 (km/s)	RV2 (km/s)	RV3 (km/s)
12.319274	-103.9	145.7	58.0
12.474967	-54.6	91.6	58.3
12.504987	-37.2	95.7	59.3
16.330385	-81.7	121.4	56.6
16.356517	-70.6	111.0	57.2
16.383448	-61.0	120	58.4
24.527291	91.8	-14.4	55.4
24.569706	93.1	-45.8	55.6
25.413819	-110.1	155.3	55.6
25.440946	-114.6	157.3	55.5
35.327167	133.0	-100.7	52.3
35.353276	128.1	-93.4	51.9
35.379281	117.5	-79.4	52.5

Tablica 3.1: Wartości prędkości radialnych trzech składników układu.

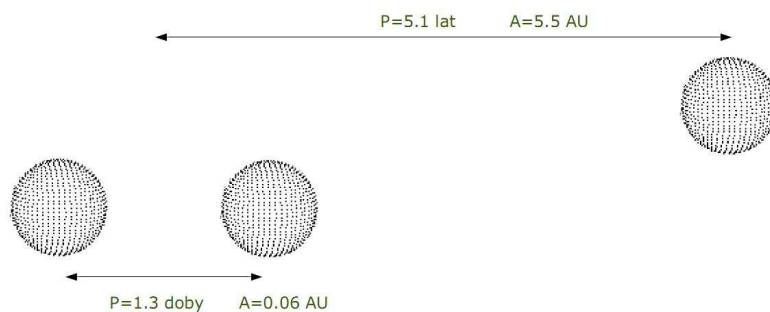
parametr	1. składnik	2. składnik
$i$	$89^{\circ}.2 \pm 1^{\circ}.5$	
$q$	$1.03 \pm 0.13$	
$a(R_{\odot})$	$6.42 \pm 0.09$	
$V_{\gamma}$ (km/s)	$23.2 \pm 1.4$	
$\Omega$	$6.07 \pm 0.22$	$6.27 \pm 0.62$
$l_V$	$0.330 \pm 0.016$	$0.306 \pm 0.016$
$T(K)$	5400(fixed)	$5340 \pm 10$
$M(M_{\odot})$	$1.017 \pm 0.050$	$1.048 \pm 0.050$
$R(R_{\odot})$	$1.280 \pm 0.054$	$1.260 \pm 0.123$

Tablica 3.2: Parametry pary zaćmieniowej.

niż  $6500K$ , ponieważ dociera do nas wymieszane światło od wszystkich trzech składników (para zaćmieniowa jest chłodniejsza). Przyszłe dane spektroskopowe pozwolą na zmierzenie wspólnej orbity. Masa trzeciego składnika jest większa niż masa Słońca ( $l_3 > 33\%$ ). Nowe dane fotometryczne mogą być użyte do zmierzenia efektu light time poprzez pomiar momentów zaćmień pary zaćmieniowej.



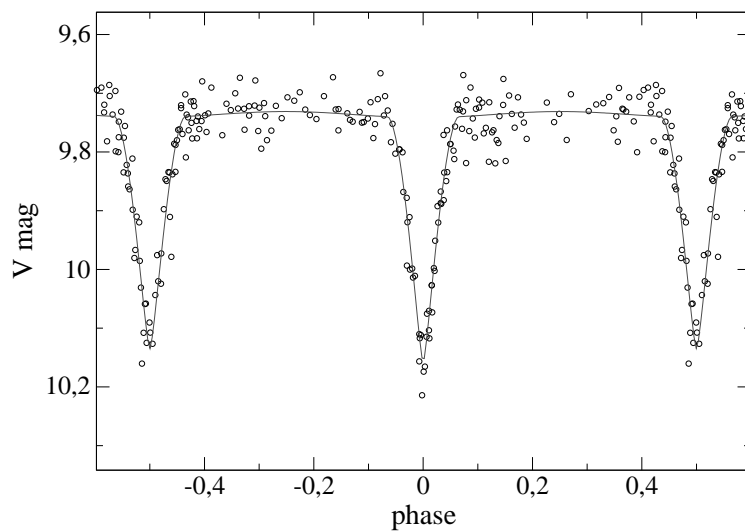
Rysunek 3.2: Trójwymiarowy model układu HD 65498 w fazie 0.1. Pozioma skala jest w jednostkach separacji składników



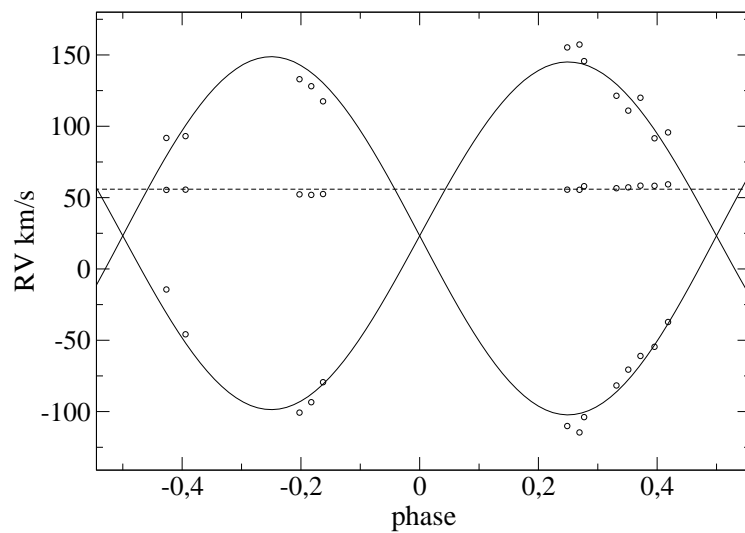
Rysunek 3.3: Szacunkowa odległość i okres dla orbity wielkiej pary zaćmieniowej i trzeciego składnika. Parametry szerokiej orbity oraz trzeciego składnika są przybliżonym szacunkiem (rzęd wielkości).

parametr	1. składnik	2. składnik
$R_{pole}(R_{\odot})$	$1.270 \pm 0.053$	$1.247 \pm 0.119$
$R_{point}(R_{\odot})$	$1.299 \pm 0.074$	$1.272 \pm 0.162$
$R_{side}(R_{\odot})$	$1.281 \pm 0.054$	$1.256 \pm 0.123$
$R_{back}(R_{\odot})$	$1.295 \pm 0.054$	$1.268 \pm 0.111$

Tablica 3.3: Wartości promieni pary zaćmieniowej.

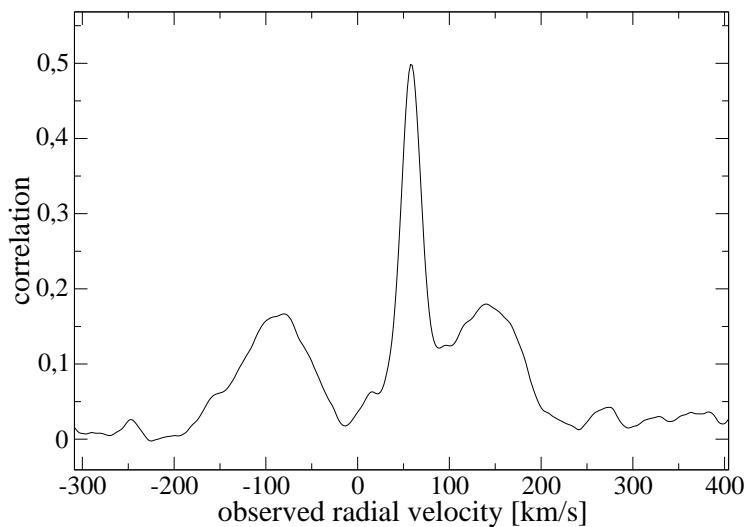


Rysunek 3.4: Krzywa zmian blasku układu HD 65498 w porównaniu z krzywą syntetyczną (fotometria - SAVS).

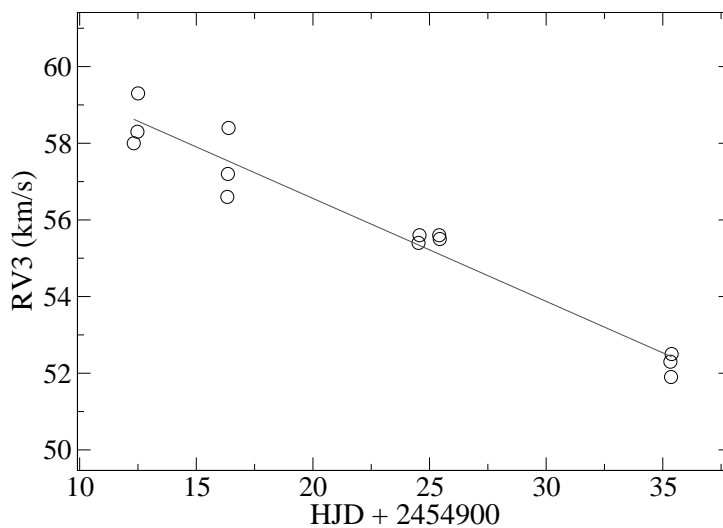


Rysunek 3.5: Krzywa prędkości radialnych trzech składników układu HD65498. Linia ciągła przedstawia pomiary prędkości radialnych dla pary zaćmieniowej, a linia przerywana dla trzeciego składnika.





Rysunek 3.6: Funkcja kroskorelacji. Niskie i szerokie piki pochodzą od pary zaćmieniowej, a wysoki i wąski od trzeciego składnika.



Rysunek 3.7: Prędkości radialne trzeciego składnika. Prędkość radialna trzeciego składnika zmniejszyła się z czasem. Może być to spowodowane ruchem pary zaćmieniowej i trzeciego składnika wokół wspólnego środka masy.

# Podsumowanie

Niniejsza praca zawiera wyniki badań spektroskopowych układu HD 65498. Badania te wykryły obecność w układzie trzeciego składnika. W literaturze nie ma informacji o tym obiekcie. Na bazie fotometrii z literatury i spektroskopii z Poznańskiego Teleskopu Spektroskopowego (PST) wyznaczono również parametry absolutne układu z dokładnością rzędu 5%. Modelowanie wykonano za pomocą programu PHOEBE bazującym na metodzie Wilsona - Devinney. Praca zawiera również opis układów wielokrotnych zawierających składnik zaćmieniowy. Autorka niniejszej pracy wykonała redukcję danych spektroskopowych, pomiary prędkości radialnych oraz modelowanie układu. Obserwacje spektroskopowe obiektu zostały wykonane przez zespół obserwatorów PST. W pracy skorzystano z fotometrii polskiego projektu SAVS, który wykrył zaćmieniową naturę układu.

# Spis rysunków

1.1	Krzywa zmian blasku gwiazdy AW Cam. Jest to układ typu Algola. Początki i końce zaćmień są wyraźnie zarysowane. Kształt krzywej jest zbliżony do typu $\beta$ Lyrae. . . . .	12
1.2	Trójwymiarowy model układu AW Cam należącego do typu Algola. . . . .	12
1.3	Krzywa zmian blasku gwiazdy BW Aqr, będącej układem typu Algola. Widoczne są płaskie maksima oraz wyraźnie zaznaczone krótkie zaćmienia. . . . .	12
1.4	Trójwymiarowy model gwiazdy BW Aqr. . . . .	13
1.5	Krzywa zmian blasku SX Aur - układu typu $\beta$ Lyrae . Widać ciągłe zmiany i słabo zaznaczone zaćmienia. . . . .	13
1.6	Trójwymiarowy model SX Aur. Składniki są mocno zniekształcone pływami. . . . .	13
1.7	Krzywa zmian blasku AK CMi. Jest to układ sklasyfikowany jako typ $\beta$ Lyrae. Maksima są silnie zniekształcone. Zaćmienia są długie, słabo zaznaczone i mają różną głębokość. Kształt krzywej jest zbliżony do typu Algola. . . . .	14
1.8	Trójwymiarowy model układu AK CMi. Jeden składnik wypełnia swoją powierzchnię Roche'a. . . . .	14
1.9	Krzywa zmian blasku gwiazdy FN Cam, układu typu W UMa. Widoczne są ciągłe zmiany, a zaćmienia mają różną głębokość. . . . .	14
1.10	Trójwymiarowy model gwiazdy FN Cam. Składniki silnie zniekształcone. Wypełniają wspólną powierzchnię ekwipotencjalną. . . . .	15
1.11	Krzywa zmian blasku gwiazdy YY CMi, na której widać ciągłe zmiany. Jest to układ typu W UMa. . . . .	15
1.12	Trójwymiarowy model gwiazdy YY CMi - układ typu W UMa. Oba składniki wypełniają swoją krytyczną powierzchnię Roche'a. . . . .	15
1.13	Układ rozdzielony. Oba składniki są prawie sferyczne i nie wypełniają powierzchni Roche'a. . . . .	16
1.14	Układ półrozdzielony. Składnik lżejszy wypełnia swoją powierzchnię ekwipotencjalną, a składnik cięższy jest mały i prawie sferyczny. . . . .	16
1.15	Układ kontaktowy. Oba składniki wypełniają krytyczną powierzchnię Roche'a. . . . .	17
1.16	Układ ponadkontaktowy. Gwiazdy wypełniają pewną wspólną powierzchnię ekwipotencjalną o potencjale mniejszym niż $\Omega_{L1}$ i większym od $\Omega_{L2}$ (patrz rozdział 1.3). . . . .	17
1.17	Układ w podwójnym kontakcie. Oba składniki wypełniają swoje krytyczne powierzchnie ekwipotencjalne, ale nie stykają się. . . . .	17
1.18	Symulacje numeryczne obłoku molekularnego, w którym tworzą się gwiazdy. Widoczne są powstające układy podwójne i wielokrotne. Podane są odległości pomiędzy obiektami w jednostkach astronomicznych (Clarke, 2007). . . . .	18
1.19	Złożone układy wielokrotne o strukturze hierarchicznej. Liczby oznaczają rozmiary pól wielkich (Clarke, 2007). . . . .	18

1.20	Pierwsze dwa widma u góry pochodzą z dumetrowego teleskopu NAO Rozhen. Pozostałe trzy funkcje kroskorelacji pochodzą z 0.5 m teleskopu PST znajdującego się w Borowcu. Zewnętrzne niższe piki odpowiadają parze zaćmieniowej, a centralne wyższe należą do pary spektroskopowej. . . . .	20
1.21	Krzywe zmian blasku V994 Her. Panel górny przedstawia wspólne krzywe blasku obu par zaćmieniowych, a panele poniżej rozdzielone krzywe dla obu par (Lee, 2008). . . . .	22
1.22	Krzywe prędkości radialnych V994 Her. Górny wykres przedstawia prędkości radialne składników podukładu A, a dolny wykres prędkości podukładu B. Czarne i białe kółka oznaczają poszczególne składniki obu układów (Lee, 2008). . . . .	23
1.23	Krzywa zmian blasku VW LMi w dwóch filtrach: B i V. Widać charakterystyczne zmiany blasku dla układu kontaktowego (Pribulla, 2008). . . . .	24
1.24	Prędkości radialne układu VW LMi w trzech fazach. Na pierwszym rysunku widoczne są 4 składniki - dwa wysokie piki pochodzą od podukładu spektroskopowego, a szerokie od pary zaćmieniowej. Na środkowym wyraźnie widać parę spektroskopową, a na ostatnim zaćmieniową (Pribulla, 2008). . . . .	25
1.25	Krzywe prędkości radialnych VW LMi. Górny wykres przedstawia prędkości obu składników pary zaćmieniowej, a środkowy spektroskopowej (Pribulla, 2008). . . . .	26
1.26	Geometria układu podwójnego. Początek układu współrzędnych znajduje się w środku gwiazdy o większej masie. Częstka próbna znajduje się w odległości $\tilde{r}$ od środka masy $COM$ oraz $s_1$ i $s_2$ od środków gwiazd o masach $M_1$ i $M_2$ . $a$ oznacza odległość między składnikami (Prsa, 2006). . . . .	28
1.27	Układ odniesienia z oznaczonymi siłami działającymi na cząstkę próbną. $F_1$ i $F_2$ to siły grawitacyjne pochodzące od obu gwiazd, a $F_{ods}$ to siła odśrodkowa związana ze środkiem masy rotującego układu (Dimitrow, 2008). . . . .	28
1.28	Strefy Roche'a układu zawierającego dwie gwiazdy o różnych masach poruszające się wokół środka masy (kolory odpowiadają strefom Roche'a o określonym zakresie potencjału) (Bruton, 2004). . . . .	29
1.29	Prawoskrętny układ współrzędnych sferycznych (Prsa, 2006). . . . .	30
2.1	Budowa acquisition box . . . . .	34
2.2	Okno programu FXCOR. Wykres dla układu podwójnego FM Leo (Ratajczak, 2008) . . . . .	36
3.1	Profil linii $H_\alpha$ . Widoczne są dwie płytkie linie należące do pary zaćmieniowej oraz środkowa głęboka linia pochodząca od trzeciego składnika. . . . .	38
3.2	Trójwymiarowy model układu HD 65498 w fazie 0.1. Pozioma skala jest w jednostkach separacji składników . . . . .	40
3.3	Szacunkowa odległość i okres dla orbity wielkiej pary zaćmieniowej i trzeciego składnika. Parametry szerokiej orbity oraz trzeciego składnika są przybliżonym szacunkiem (rzęd wielkości). . . . .	40
3.4	Krzywa zmian blasku układu HD 65498 w porównaniu z krzywą syntetyczną (fotometria - SAVS). . . . .	41
3.5	Krzywa prędkości radialnych trzech składników układu HD65498. Linia ciągła przedstawia pomiary prędkości radialnych dla pary zaćmieniowej, a linia przerywana dla trzeciego składnika. . . . .	41

- 3.6 Funkcja kroskorelacji. Niskie i szerokie piki pochodzą od pary zaćmieniowej, a wysoki i wąski od trzeciego składnika. . . . . 42
- 3.7 Prędkości radialne trzeciego składnika. Prędkość radialna trzeciego składnika zmniejszyła się z czasem. Może być to spowodowane ruchem pary zaćmieniowej i trzeciego składnika wokół wspólnego środka masy. . . . . 42

# Bibliografia

- [1] Baranowski R. et al., 2009, V440 Per: the longest-period overtone Cepheid. *MNRAS*, 396, 2194
- [2] Bruton D, 2004, Modeling Close Binary Stars - presentation. Department of Physics and Astronomy, Stephen F. Austin State University, Nacogdoches, TX
- [3] Chambliss C.R., 1992, Eclipsing binaries in multiple-star systems. *PASP*, 104, 663-677
- [4] Dimitrow W., Obserwacje i modelowanie rozdzielonych układów podwójnych - weryfikacja ich odległości i statusu ewolucyjnego. UAM, Poznań, 2006
- [5] Kallrath J., Milone E.F., *Eclipsing Binary Stars: Modeling and Analysis*, Springer, 1996
- [6] Kubiak M., *Gwiazdy i materia międzygwiazdowa*, PWN, Warszawa, 1994
- [7] Lee et al., 2008, V994 Herculis: the multiple system with a quadruple-lined spectrum and a double eclipsing feature. *MNRAS*, 389, 1630-1636
- [8] Maciejewski G., Czart K., Niedzielski A., Karska A., 2003, Four New Short-Period Eclipsing Binary Stars. *IBVS*, 5431  
(<http://www.astr.uni.torun.pl/gm/SAVS>)
- [9] Pribulla et al., 2008, VW LMi: tightest quadruple system known. Light-time effect and possible secular changes of orbits. *MNRAS*, 390, 798-806
- [10] Prsa A., 2006, *PHOEBE - Scientific Reference*. University of Ljubljana, Ljubljana
- [11] Prsa A., Zwitter T., 2005, A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives. *ApJ*, 628, 426
- [12] Ratajczak M., Wyznaczenie parametrów układów podwójnych zaćmieniowych FM Leo i FK Leo. UAM, Poznań, 2008
- [14] Ruciński S.M., 2002, Radial Velocity Studies of Close Binary Stars. VII. Methods and Uncertainties. *AJ*, 124, 1746
- [14] Ruciński S.M., 2004, Advantages of the Broadening Function (BF) over the Cross-Correlation Function (CCF). *IAUS*, 215
- [15] Tokovinin A.A., 1997, MSC - a catalogue of physical multiple stars *A&A*, 124, 75-84
- [16] Wilson S.E., Devinney E.J., 1971, Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni. *ApJ*, 166, 605

- [17] Zasche P. et al., 2009, A Catalog of Visual Double and Multiple Stars With Eclipsing Components. *AJ*, 138, 664-679