Uniwersytet Mikołaja Kopernika w Toruniu

Wydział Fizyki, Astronomii i Informatyki Stosowanej

PRACA MAGISTERSKA

Tomasz Brożek

Wyznaczanie parametrów fizycznych układów zaćmieniowych *DV Boo*, *V454 Aur* i *GT UMa*

OPIEKUN PRACY: prof. dr hab. Toma Tomov

Toruń, lipiec 2005

Spis treści

1 Wstęp

1.1 Gwiazdy podwójne w astronomii

Gwiazdy podwójne są jednymi z najważniejszych obiektów w astronomii, a szczególnie w astrofizyce. Obiekty te jako jedyne umożliwiają bardzo dokładne określenie najbardziej fundamentalnych parametrów fizycznych gwiazd, jakimi są przede wszystkim masy gwiazd, a także ich promienie, elementy orbitalne układu, czy jasności. Wyznaczanie parametrów fizycznych układów podwójnych, razem z pomiarami astrometrycznymi, czy pomiarami odległości, stanowią podstawę wszelkich rozważań w astrofizyce. Przy czym, o ile astrometria, wyznaczanie odległości gwiazd, czy spektroskopia i fotometria pozwalają okreslić parametry fizyczne gwiazd, to znajomość mas gwiazd dostarcza informacji, która tłumaczy dlaczego parametry te są właśnie takie i pozwala dowiedzieć się więcej o budowie wewnętrznej tych obiektów. Dlatego masa gwiazdy jest podstawowym parametrem, od którego zależy ewolucja gwiazd, gdyż to od niej zależy przebieg i rodzaj reakcji zachodzących w jej wnętrzu. Znajomość masy pozwala przewidzieć i wytłumaczyć obserwowane różnice fizyczne wielu spektakularnych obiektów pochodzenia gwiazdowego, jak np. supernowe, pulsary czy czarne dziury. Widać stąd, że wszelkie dziedziny astronomii, od budowy i ewolucji gwiazd, poprzez budowę galaktyk, a kończąc na kosmologii, w mniejszym lub większym stopniu wykorzystują znajomość masy gwiazd. I choć często nie jest to podkreślane, to właśnie od znajomości masy gwiazd masa gwiazdy jest zasadniczym parametrem w astrofizyce, który potrafi całkowicie zdeterminować otrzymane na ich podstawie wyniki.

Układy podwójne gwiazd dzieli się na cztery zasadnicze typy, które zależą od sposobu ich detekcji (wg *Słownik Szkolny. Astronomia* 1994): gwiazdy astrometrycznie podwójne, wizualnie podwójne, spektroskopowo podwójne i zaćmieniowe. W układach astrometrycznych podwójność stwierdza się na podstawie okresowych zmian położenia gwiazdy na sferze niebieskiej. Dla układów wizualnie podwójnych oba składniki i ich wzajemny ruch może zostać zaobserwowany. Z kolei układy spektroskopowe rozpoznaje się po okresowych przesunięciach linii w ich widmach na skutek efektu Dopplera. Układy podwójne zaćmieniowe są układami, w których oba składniki się okresowo nawzajem zasłaniają. W wyniku tego jasność układu ulega periodycznym zmianom, wykazując charakterystyczne minima w krzywych blasku.

1.2 Układy zaćmieniowe

Gwiazdy zaćmieniowe dzieli sie zwyczajowo w oparciu o typ obserwowanej krzywej blasku (Kubiak 1994) na układy typu β *Persei*, β *Lyrae* oraz *W UMa*.

Układy β *Persei* (*Algole*) charakteryzują się krzywą blasku typu *EA*, która odznacza się prawie stałą jasnością w fazie poza zaćmieniami oraz dwoma wyraźnymi minimami różniącymi się głębokością. Okresowości tych układów są rzędu od kilku dziesiątych dnia (rzadko) do kilkudziesięciu lub kilkuset dni. Układy te są układami rozdzielonymi lub półrozdzielonymi. Świadczą o tym ostre momenty początków i końców zaćmień, które dowodzą bardzo słabego lub całkowitego braku lub odkształcenia pływowego składników. Typ widmowy tych układów zawiera się w dość szerokim zakresie typów od O do M, z maksimum dla typów A.

Układy *β Lyrae* charakteryzują się krzywymi blasku typu *EB*, które wyglądają podobnie do poprzedniego typu, z tym że przejścia pomiędzy początkami, końcami i minimami zaćmień przebiegają w sposób płynny, przez co momenty początków i końców zaćmień są mało wyraźne i trudne do wykrycia. Ponadto jasność układu w fazach poza zaćmieniem ulega także ciągłym zmianom. Okresy tych układów są dłuższe od jednego dnia. Wygląd krzywych blasku jest spowodowany głównie silnymi odkształceniami powierzchni obu składników przez siły pływowe, ale także nierównomiernym rozkładem jasności na ich powierzchniach. Mogą to być układy zarówno rozdzielone jak i półrozdzielone. Najczęstsze typy widmowe tych układów to B lub A.

Z kolei układy *W UMa* charakteryzuje krzywa blasku typu *EW*, która wykazuje ciągłe zmiany blasku podobnie jak krzywa *EB*, ale głębokości minimów są w tym wypadku zbliżone, przez co trudno rozróżnić minimum pierwotne od wtórnego. W skrajnych przypadkach oba minima są sobie równe. Okresy tych układów mieszczą się w zakresie od ok. 0.25 do 1 dnia. Może świadczyć o tym, że są to układy kontaktowe. Typy widmowe takich układów zawierają sie w zakresie F–G. Wyznaczone orbity tych gwiazd okazują się często orbitami kołowymi. Spowodowane jest to niewielką odległością obu składników, dzięki której siły przypływowe mogą efektywnie dążyć do wyrównania okresów obrotu z okresem orbitalnym (tzw. *synchronizacji*) oraz do zmniejszenia ekscentryczności orbit obu składników. W widmach tych układów daje się zauważyć poszerzenia linii widmowych na skutek rotacji gwiazdy, co świadczy o dość krótkich okresach obrotu.

1.3 Cel pracy

Niniejsza praca magisterska jest próbą zmierzenia się z trudnościami towarzyszącymi astronomom w określaniu podstawowych parametrów fizycznych gwiazd tworzących zaćmieniowe układy podwójne. Głównym zadaniem w pracy było wyznaczenie parametrów fizycznych opisujących każdą z gwiazd w układzie jak i opisujących układ podwójny jako całość. Te ostatnie nazywano dalej w pracy *parametrami orbitalnymi*. Parametry fizyczne każdej z gwiazd to przede wszystkim ich masy M_1, M_2, promienie R_1, R_2 i temperatury T_1, T_2. Za parametry orbitalne uważano w pracy przede wszystkim stosunek mas q, półoś wielką orbity a, nachylenie płaszczyzny orbity do płaszczyzny sfery niebieskiej oraz prędkość systemową środka masy układu względem obserwatora γ. Wyznaczanie parametrów fizycznych układu przeprowadzono w oparciu o kod Wilsona–Devinneya (WD) za pomocą programu *PHOEBE*, służącego do modelowania układów zaćmieniowych w oparciu o obserwowane zmiany jasności i prędkości radialne układu.

2 Obróbka materiału obserwacyjnego

Dla potrzeb pracy wybrane zostały trzy gwiazdy będące zaćmieniowymi układami podwójnymi: *DV Boo*, *V454 Aur* oraz *GT UMa* (która może być w rzeczywistości układem potrójnym, por. rozdział 4.3).

Przy modelowaniu spektroskopowych układów podwójnych podstawowymi i niezbędnymi danymi obserwacyjnymi są prędkości radialne każdego składnika układu oraz jasności układu. Wielkości te mierzone są w różnych momentach czasu, co pozwala sporządzić na ich podstawie krzywe prędkości radialnych i krzywe blasku.

W pracy niniejszej krzywe prędkości radialnych dla każdej z gwiazd sporządzono na podstawie widm CCD uzyskanych z 2-metrowego teleskopu w systemie Ritchey–Chretien–Coudé, mieszczącego się w obserwatorium National Astronomical Observatory–Rozhen w Bułgarii. Używana matryca CCD miała rozmiary 1024×1024 pikseli. Szerokość szczeliny spektrografu wynosiła 0.3 mm. Widma wybranych obiektów charakteryzowały się dość dobrą jakością (stosunek S/N w przedziale 50 – 90), choć niektóre widma były dość zaszumione (S/N rzędu 40). Czasy ekspozycji zawierały się w przedziałach 20 – 40, czasem około 60 minut. Zakres długości fali w widmach obejmował przedział 8500 – 8700 Å. Wszystkie widma charakteryzowały się rozdzielczością $\cong$ 0.2 Å/piksel, co odpowiadało różnicy wartości $R \cong 42000 - 44000$. Można na tej podstawie wyznaczyć najmniejszą rozróżnialną różnicę w prędkościach radialnych, który wynosi $\cong$ 7 km/s. Warto zapamiętać tę wartość jako błąd maksymalny w wyznaczanych prędkościach radialnych gwiazd.

We wspomnianym zakresie długości fali znajdują się trzy linie wapnia CaII (8498.018, 8542.089 i 8662.140 Å). Pomiary prędkości radialnych gwiazd opierały się na tych liniach. Zakres długości fali odpowiada tym, w których będzie prowadził obserwacje satelita GAIA (*Global Astrometric Interferometer for Astrophysics*). Jest on następcą satelity *Hipparcos* i będzie prowadził przede wszystkim pomiary astrometryczne, ale także fotometryczne i spektralne. Urządzenie ma zostać wystrzelone przez organizację ESA w 2009 roku i będą je stanowić dwa lub trzy oddzielne zwierciadła, które umożliwią pomiary położenia, paralaks i ruchów własnych gwiazd z dokładnością 10 mikrosekund łuku do jasności 15^m i poniżej 1 milisekundy łuku dla gwiazd słabszych niż 20^m. Wspomniany zakres widm satelity GAIA ma umożliwić precyzyjne pomiary prędkości radialnych gwiazd podwójnych, co pozwoli wyznaczyć ich parametry fizyczne z dokładnością nawet do 1%.

Krzywe blasku wybranych gwiazd pobrano z katalogu *Hipparcos and Tycho Catalogue* (ESA 1997) satelity *Hipparcos*, który mieści się w internetowej bazie danych *VizieR*. W modelowaniu używane były jasności gwiazd w paśmie H_P odznaczającym się największą precyzją pomiarów. Z kolei krzywe blasku w pozostałych pasmach *Hipparcosa*, tj. B_T i V_T, z racji dość dużych błędów, zostały wykorzystane jedynie do obliczenia wskaźników barwy.

Podstawowe dane o badanych gwiazdach (m.in. numery katalogowe, klasyfikacje widmowe, jasności i wskaźniki barwy fotometrii UBV, okresy i epoki minimum z katalogu *Hipparcos/Tycho*) uzyskano z internetowych baz danych *Simbad* i *VizieR*, i zamieszczono je w Tabeli 1. Zawarto w niej ponadto typ krzywej blasku każdego układu.

Tabela 1: Podstawowe parametry obserwacyjne gwiazd *DV Boo*, *V454 Aur* i *GT UMa*: numery katalogowe, typy widmowe, jasności i wskaźniki barwy fotometrii *UBV* w magnitudach, okresy układów P i momenty minimów głównych Min I wyznaczone w oparciu o dane *Hipparcosa* oraz typy krzywych blasku *LC*. Dane (oprócz wskaźnika $(B-V)$ wyznaczonego z wartości B i V) pochodzą z bazy danych *Simbad* i *VizieR*.

	DV Boo	*V454 Aur*	*GT UMa*
HD	126031	44192	91543
HIP	70287	30270	51876
SpT	A2	F8	F2
B	7.86	8.17	8.51
V	7.54	7.65	8.12
$(B-V)$	0.32	0.573	0.39
P [d]	1.2608600	3.2057000	1.1647200
Min I [HJD]	2448500.4400	2448502.2000	2448500.0000
LC	*EA*	*EA*	*EB*

2.1 Wstępna obróbka widm

Widma posłużyły do wyznaczenia prędkości radialnych każdego ze składników badanych układów. Do ich obróbki użyto pakietu *IRAF*, służącego do redukcji danych CCD. Poszczególne kroki redukcji przeprowadzane są w pakiecie za pomocą tzw. *zadań* (specjalistycznych komend), które w oryginalnej nomenklaturze *IRAFa* nazywane są *taskami*. W niniejszej pracy obie nazwy używane były zamiennie.

Na początku każde surowe dwuwymiarowe widmo z obserwatorium w Rozhen, po uprzednim odjęciu poziomów zerowych (*bias*, *overscan*) i korekcji na *flat–field*, zostało sprowadzone do postaci jednowymiarowej i wyskalowane w długościach fali. Przeprowadzono to stosując tzw. *optymalną redukcję*, wykorzystując takie taski *IRAFa* jak: `apall`, służacy do ekstrakcji apertury wzdłuż znalezionego śladu widma, `identify` do identyfikacji linii w lampie porównania i `dispcor`, który przeprowadza korekcję widma uwzględniając krzywą dyspersji.

Z reguły w każdej nocy obserwacji wykonywano, jedną po drugiej, dwie lub więcej ekspozycji danego obiektu. Dzięki temu widma mogły zostać uśrednione (task `scombine` w *IRAFie*), co zwiększało stosunek sygnału do szumu.

2.2 Wyznaczanie prędkości radialnych

Tak wstępnie przygotowane widma gwiazd były już gotowe do pomiarów prędkości radialnych na podstawie linii widmowych. Przeprowadzono je w oparciu o task `rvidlines`, znajdujący się w podpakiecie *IRAFa* `noao.rv`. Task ten umożliwia pomiar długości fali λ wybranych linii widmowych. Na podstawie zmierzonej wartości λ, w oparciu o znaną rzeczywistą długość fali mierzonej linii λ_0, obliczana jest prędkość radialna v_r gwiazdy względem obserwatora. Wykorzystuje się tu znany wzór na efekt Dopplera (przybliżenie prawdziwe dla prędkości znacznie mniejszych od prędkości światła c):

$$\frac{v_r}{c} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda} \ ,$$

Ziemski obserwator nie jest nieruchomy, lecz wraz z Ziemią kręcącą się wokół własnej osi okrąża środek masy Układu Słonecznego. Dlatego jego prędkość chwilowa ciągle się zmienia. Aby wyznaczona prędkość radialna gwiazdy była jej rzeczywistą prędkością względem centrum naszego układu, pomiary prędkości radialnych gwiazd wymagają precyzyjnej korekcji o prędkość obserwatora względem układu barycentrycznego. Ponieważ kierunek i wartość prędkości chwilowej obserwatora na Ziemi zależy od dnia i pory roku, w której dokonuje się obserwacji, dlatego bardzo ważnymi parametrami są tutaj dokładny czas i data obserwacji.

Wykorzystywany task `rvidlines` przeprowadza korektę zmierzonych prędkości radialnych automatycznie w oparciu o dane początkowe znajdujące w plikach zawierających widma. Wykorzystywane w pracy widma zapisywane były w formacie FITS, który oprócz danych zawiera także specjalne nagłówki, gdzie zawarte są wyczerpujące informacje dotyczące ekspozycji i wszelkich danych związanych z obserwacją. Informacje te zamieszczone są w formie określonych słów kluczowych i przyporządkowanym im odpowiednich wartości. W wypadku korekcji zmierzonych prędkości radialnych obiektu najważniejszymi są m.in. data `DATE-OBS`, czas uniwersalny `UT` i miejsce obserwacji `OBSERVAT`, jego dokładna lokalizacja (`LONGITUDE`, `LATITUDE`), elewacja `ALTITUDE`, współrzędne obserwowanego obiektu `RA`, `DEC` i epoka wyznaczenia współrzędnych `EPOCH`. Poza tym nagłówek w formacie FITS zawiera także informacje dotyczące długości czasu ekspozycji, rodzaju i rozdzielczości użytego detektora CCD, wszelkie techniczne informacje o stanie przetwornika, jak i całą historię obróbki danych od momentu obserwacji.

Czas obserwacji UT odpowiada początkowi ekspozycji. Ekspozycja ze swej natury nigdy nie trwa nieskończenie krótko, a wyliczona prędkość radialna obiektu oraz korekcja tej prędkości na ruch Ziemi odpowiada dokładnie momentowi początku ekspozycji. Przy stosunkowo krótkich ekspozycjach nie wprowadza to zbyt dużego błędu, gdyż ziemski obserwator, a także obserwowany obiekt nie zdążą zmienić na tyle swojej prędkości, aby miało to znaczący wkład do obliczonej prędkości obiektu. Niektóre obiekty wymagają jednak dłuższych czasów naświetlań (np. kilkudziesięciu minut), które efektywnie powodują skumulowanie przesunięć linii widmowych w widmie, co skutkuje ich nieznacznym poszerzeniem. Najlepszym i jednocześnie najrozsądniejszym wyjściem wydaje się wtedy obliczenie czasu uniwersalnego w środku ekspozycji, który najwierniej będzie odpowiadać środkowi badanej linii widmowej.

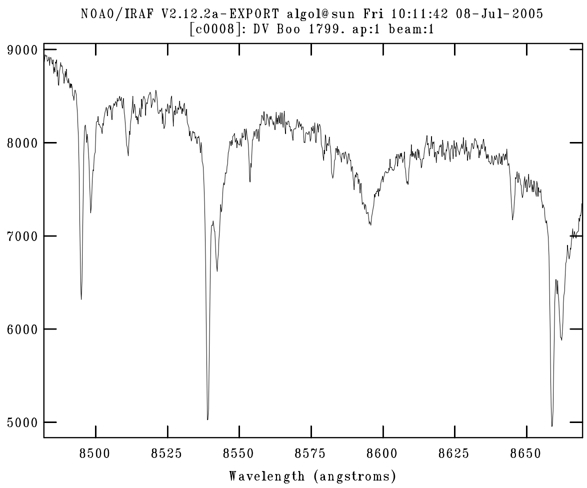
Z reguły programy rejestrujące i zapisujące obserwacje wstawiają do nagłówków widm także i wspomniany czas środka ekspozycji, który oznaczany jest w nich jako `UTMIDDLE`. Tak też było w przypadku rozpatrywanych widm. Ponieważ jednak task `rvidlines` przeprowadza korekcję prędkości używając standardowo czasów UT zamiast `UTMIDDLE`, dlatego przed jego uruchomieniem należało skorzystać z pomocy zadania `keywpars` określającego którym słowom kluczowym w nagłówkach widm mają odpowiadać wykorzystywane przez program parametry. W ten sposób `rvidlines` przeprowadza działania na wartościach odpowiadającym `UTMIDDLE`, a nie `UT`.

Jak wspomniano wcześniej, większość widm gwiazd z kolejnych nastepujących po sobie obserwacji w danej nocy poddawana została uśrednieniom za pomocą tasku `scombine`. Logicznym jest, że odpowiednie wartości słów kluczowych (daty, czasu i epoki wyznaczenia współrzędnych) powinny zostać także uśrednione. Niestety zastosowany task nie modyfikuje nagłówków widm, które są jedynie zwykłą kopią pierwszego z uśrednianych widm. Należało więc wypełnić "ręcznie" wartości niektórych słów kluczowych (`DATE-OBS`, `UTMIDDLE` i `EPOCH`) wartościami średnimi. Przeprowadzono to pod *IRAFem* za pomocą zadania `hedit` edytującego nagłówki plików FITS.

Przed uruchomieniem tasku `rvidlines` należało dodatkowo przygotować odpowiedni plik tekstowy zawierający dokładne wartości długości fali mierzonych linii widmowych, które wykorzystywane były przez task do obliczenia prędkości radialnych.

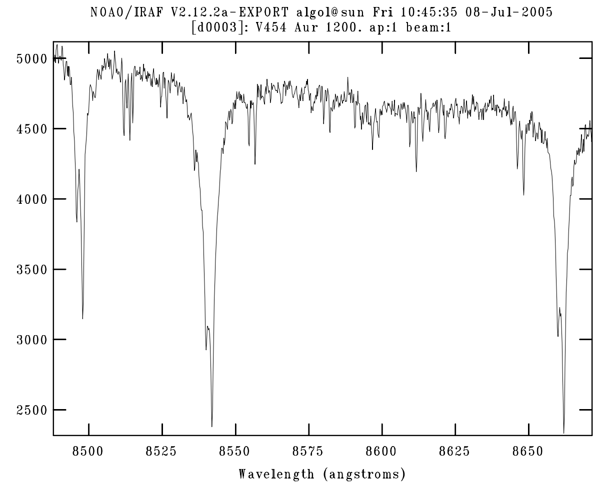
2.2.1 Pomiar prędkości radialnych gwiazd za pomocą `rvidlines`

Uruchomienie `rvidlines` powoduje wczytanie widma obiektu. Teraz należy zidentyfikować w widmie wszystkie trzy linie wapnia CaII odpowiadające każdemu ze składników układu, które posłużyły do wyznaczenia prędkości. Linie widmowe wapnia są dość silne w badanych obiektach, więc identyfikacja ich nie sprawiła żadnego problemu. Na Rysunkach 1, 2, 3 przedstawiono wygląd trzech przykładowych widm badanych układów po wczytaniu ich przez task `rvidlines`. W widmie *GT UMa* zwraca uwagę obecność trzech składników, przejawiająca się potrojeniem każdej linii wapnia.

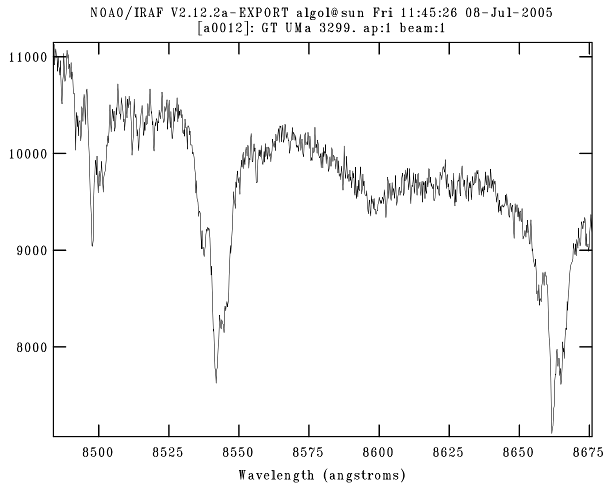


Rysunek 1: Jedno z widm układu *DV Boo*. Oprócz rozdwojonych linii wapnia CaII 8498.018, 8542.089 i 8662.140 Å, widoczna jest także poszerzona ciśnieniowo linia wodoru serii Paschena w okolicach 8600 Å.

Identyfikacja linii widmowej za pomocą `rvidlines` polega na zaznaczeniu w widmie środka jej profilu. Następnie linii tej przypisuje się odpowiadającą jej laboratoryjną długość fali. Centrum linii widmowej jest określane automatycznie przez



Rysunek 2: Widmo gwiazdy *V454 Aur* z trzema rozdwojonymi liniami wapnia CaII (por. Rysunek 1). Linia serii Paschena jest tutaj bardzo słaba (późny typ widmowy gwiazdy).



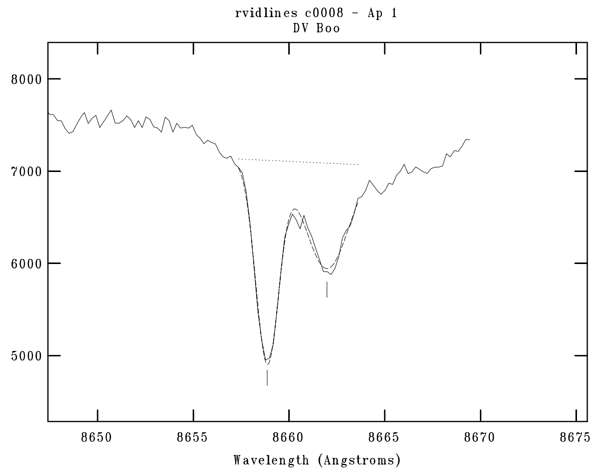
Rysunek 3: Widmo gwiazdy *GT UMa*. Widoczne potrojone linie wapnia CaII (por. Rysunek 1 i 2) oraz linia serii Paschena w okolicach 8600 Å.

task za pomocą dwóch algorytmów, które można przełączać w trakcie działania `rvidlines`. Pierwszy z nich `center1d` dokonuje *bisekcji* strumienia w określonym obszarze, znajdując w ten sposób maksimum (lub minimum), a nastepnie środek linii. Drugi algorytm znajduje centrum linii w oparciu o dopasowanie do badanej linii profilu gaussowskiego. Przebiega to w taki sposób, że zostaje oszacowany liniowy przebieg kontinuum na podstawie poszukiwania maksimum (lub minimum) w pewnym zadanym obszarze. Gdy przebieg jego jest już ustalony, nieliniowy algorytm *Levenberg–Marquardta* określa środek, wysokość oraz parametr σ profilu Gaussa. Po dopasowaniu odpowiedniego profilu, w oknie programu wyświetlany jest jego przebieg na tle danych.

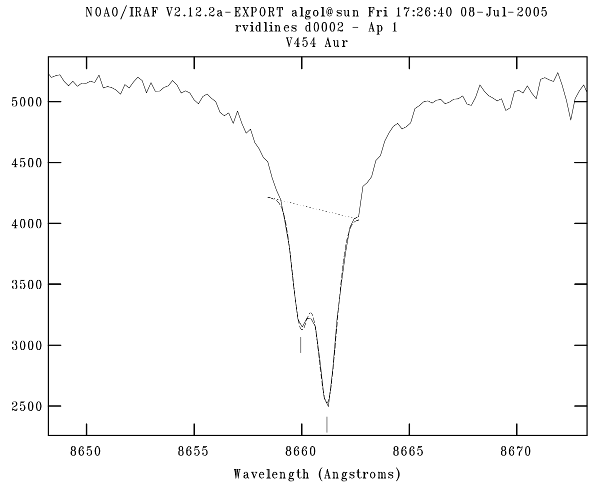
Każdy z tych algorytmów określa centrum linii w oparciu o poszukiwanie maksimum lub minimum, w zależności od tego czy badane linie są w emisji czy w absorpcji. Dlatego przed identyfikacją linii należy określić w opcjach tasku typ struktur `ftype`. Dla algorytmu `center1d` są to `absorption` lub `emission`, dla profilu Gaussa odpowiednio `gabsorption` lub `gemission`.

W wypadku poszukiwania centrum kilku zblendowanych linii stosuje się także tzw. *deblending*. Opiera sie on także na algorytmie dopasowującym profile gaussowskie, przy czym badana struktura może być tutaj zarówno pojedynczą linią jak i złożeniem linii emisyjnych i/lub absorpcyjnych. Nie jest więc wymagane podanie typu mierzonych linii `ftype`. Użytkownik ma ponadto kontrolę nad wyborem zakresu dopasowywanego poziomu kontinuum czy lokalizacji centrum profilu.

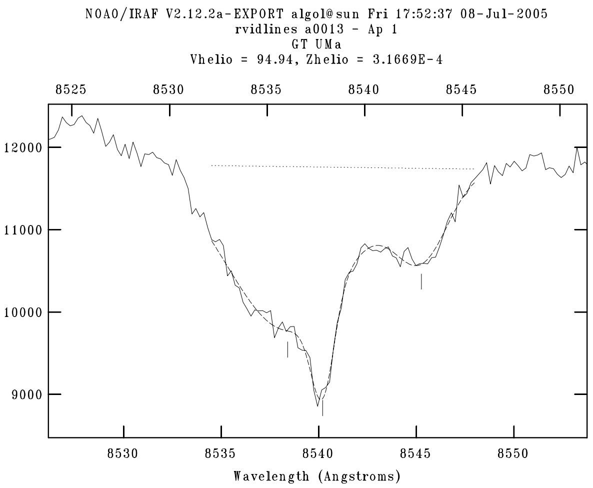
W pracy określano centrum linii każdego ze składników w zasadzie tylko w oparciu o dopasowywanie kilku profili przez opcję deblendingu, gdyż badane linie w mniejszym lub większym stopniu tworzyły blendy. Poza tym możliwość "ręcznego" ustawienia zakresu poziomu kontinuum i lokalizacji profilu umożliwiały lepsze dopasowanie także dość dobrze rozdzielonych pojedynczych linii. Rysunki 4, 5 i 6 pokazują przykładowe dopasowania kilku profili do obserwowanych linii wapnia w widmie badanych gwiazd za pomocą złożenia profili gaussowskich. Dopasowane profile zaznaczono na rysunkach liniami przerywanymi, a poziomy kontinuum — liniami kropkowanymi. Widać na nich, że zblendowane profile dopasowywane były najczęściej w samych centrach linii, gdzie odchyłki od profilu gaussowskiego były najmniejsze (chodziło tylko o lokalizację centrum linii, a nie dokładne dopasowanie jej profilu). Stąd też biorą się nieodpowiadające rzeczywistości poziomy dopasowywanego poziomu kontinuum, które task wykorzystuje w dopasowaniu.



Rysunek 4: Dopasowanie dwóch profili Gaussa do linii wapnia CaII 8662.140 Å w widmie gwiazdy *DV Boo* (linie przerywane), poziom dopasowanego kontinuum zaznaczono linią kropkowaną. Centrum każdego składowego profilu zaznaczone jest pionowa kreską.



Rysunek 5: Dopasowanie dwóch profili gaussowskich do linii wapnia 8662.140 Å w widmie *V454 Aur* (por. Rysunek 4).



Rysunek 6: Dopasowanie trzech profili Gaussa do potrojonej linii wapnia CaII 8542.089 Å w widmie układu *GT UMa* (por. Rysunek 4).

Ponieważ dopasowania zblendowanych linii było czasem niejednoznaczne, dlatego często przeprowadzano je kilkakrotnie, dopóki nie okazały się zadowalające. Pomimo tego niektóre blendy (zwłaszcza w *GT UMa*, ale także w *V454 Aur*) sprawiały dość dużo trudności w określaniu pozycji poszczególnych komponentów i co za tym idzie dokładność wyznaczenia pozostaje dyskusyjna. Dotyczyło to szczególnie widm zarejestrowanych w fazach, w których prędkości radialne obu składników w ruchu orbitalnym są równe bądź bliskie zeru (dla układów z kołowymi orbitami odpowiada to fazom $\phi = 0.0$ i 0.5), zaniedbując oczywiście prędkość systemową γ. Wtedy linie obu gwiazd z definicji znajdują się praktycznie w jednym miejscu w widmie i niezwykle trudno je od siebie oddzielić (tworzą blendę). W takich przypadkach wszelkie dopasowywanie centrów dwóch linii może powodować błędy w ich lokalizacji, a tym samym błędy w wyznaczonych na ich podstawie prędkościach radialnych. Dlatego niekiedy wyznaczone przez task prędkości v_r były odrzucane z serii danych.

Do wyznaczonych wartości prędkości niepewność wnosił także szum występujący w widmie. Pomimo, że dostępne widma są dość dobrej jakości, jednak w wypadku dopasowywania zblendowanych linii, nawet najdrobniejszy szum ma dość duży wpływ na uzyskiwane wyniki. To powodowało, że czasami prędkość radialna wyznaczona na podstawie jednej z trzech linii wapnia w tym samym widmie znacząco się różniła od prędkości na podstawie dwóch pozostałych. Czasami w wypadku silnie zaszumionych widm zdarzało się, że wszystkie trzy prędkości odznaczały się bardzo dużym rozrzutem wartości. Jeśli było to możliwe, odrzucano jedną z najbardziej odstających wartości w dany widmie. Gdy trzy prędkości wykazywały zbyt silną rozbieżność względem siebie, wtedy odrzucane były wszystkie wartości.

Rozdzielczość widma miała także niebagatelny wkład w niepewności prędkości radialnych. Jak wspomniano w paragrafie 2., rozdzielczość widm determinuje najmniejszą różnicę w prędkości, jaką można zmierzyć w widmie.

Każdej ustalanej linii widmowej można w programie dodatkowo przypisać odpowiednią wagę, która zostanie uwzględniona podczas obliczania prędkości radialnej obiektu. Dogodne jest to wtedy, gdy występują różnice w natężeniu i jakości poszczególnych linii widmowych. Standardowo jednak wagi są ustalane przez `rvidlines` na 1.0. Ponieważ wszystkie trzy rozpatrywane linie wapnia w badanych widmach były dość silne i miały podobne natężenia, dlatego podczas wyznaczania prędkości radialnych pozostawiono domyślne wartości tych wag.

Na podstawie znalezionych pozycji centrów profili badanych linii task `rvidlines` wyznacza prędkość radialną obiektu. Oblicza on w tym celu średnią ważoną z prędkości wyznaczonych na podstawie pomiaru centrum każdego dopasowywanego profilu (w wypadku wag równych 1.0, obliczana jest zwykła średnia). Następnie, w oparciu o wartości daty, czasu UT obserwacji i epoki współrzędnych zamieszczonych w nagłówkach widm, task wyznacza pozycję obserwatora na powierzchni Ziemi oraz jej pozycję na orbicie. Na tej podstawie `rvidlines` oblicza prędkość chwilową obserwatora względem środka Ziemi, a następnie jego prędkość względem układu barycentrum. W kolejnym etapie obliczany jest rzut tej prędkości na kierunek Ziemia–obserwowana gwiazda. Po odjęciu rzutu prędkości Ziemi od zmierzonej prędkości radialnej gwiazdy otrzymuje się rzeczywistą prędkość radialną gwiazdy. Błędy wyznaczonych w ten sposób prędkości radialnych σ_{v_r} wynikają z błędów wyznaczonych pozycji centrów profilów, które są dopasowywane przez task.

Obliczone średnie wartości prędkości radialnych, wraz z ich błędami oraz heliocentrycznymi datami juliańskimi, są następnie zapisywane przez `rvidlines` w specjalnej bazie danych, skąd można je wygodnie pobrać do dalszych rozważań. Oprócz średnich prędkości radialnych, zapisywane są w niej także prędkości i ich błędy wyznaczone na podstawie każdej pojedynczej linii wapnia. Pozwala to ocenić dokładność i sensowność przeprowadzonego uśredniania. W niniejszej pracy wyznaczone przez `rvidline` wartości prędkości radialnych i ich błędów zostały umieszczone w tabelach. Wartości błędów w nich zamieszczone należy jednakże traktować z należytym dystansem. Niepewności te wynikają raczej z błędów wyznaczenia centrum danego profilu linii widmowej przez algorytmy dopasowujące pakietu *IRAF*. Prawdziwa dokładność prędkości radialnych jest w rzeczywistości silnie ograniczona przez rozdzielczość samego widma. Jak zostało to napisane w paragrafie 2., rozdzielczości dostepnych widm umożliwiały pomiar prędkości z dokładnością do $\cong 7$ km/s. Dlatego tę wartość należy traktować jako błąd maksymalny każdej z wyznaczonych wartości prędkości radialnych danego układu. Natomiast wartości niepewności zestawione w tabelach uważać można jedynie za mierniki dokładności dopasowania centrów profili linii widmowych.

2.3 Krzywe blasku

W dopasowywaniu modelu rozpatrywanych układów zaćmieniowych wykorzystywano pomiary fotometryczne w paśmie H_P satelity *Hipparcos*, które następnie posłużyły do sporządzenia krzywych blasku. Pasmo H_P jest najszerszym z pasm dostępnej fotometrii *Hipparcosa* i odpowiada pomiarom w świetle białym. Centrum pasma przypada na długość fali $\lambda_0 = 5050$ Å. Jasności H_P charakteryzują się jednocześnie największą dokładnością pomiarów spośród wszystkich pasm fotometrycznych wykorzystywanych przez wspomnianego satelitę. Pozwala to uzyskać odpowiednio precyzyjne dopasowanie parametrów badanych układów w oparciu o sporządzone na ich podstawie krzywe blasku.

2.4 Wstępne szacowanie temperatury gwiazd układu, wskaźniki barwy

Przy modelowaniu parametrów gwiazd w układzie ważne jest wstępne oszacowanie temperatury obu składników, a zwłaszcza głównego składnika. Dzięki temu podczas dopasowywania modelu zachowany zostaje zakres temperatur, który musi odpowiadać mniej–więcej obserwowanemu typowi widmowemu układu. Ponieważ stosunek głębokości minimum wtórnego do głównego odpowiada stosunkowi temperatur efektywnych T_2/T_1, dlatego do dopasowywania wystarcza znajomość temperatury efektywnej jednego ze składników. Z dostosowywania głębokości obu minimów można następnie wnioskować o temperaturze drugiego składnika.

Z reguły składnik główny układu jest bardziej masywny i jaśniejszy, a więc ma największy wpływ na wygląd widma (poziom kontinuum lub obserwowane linie widmowe). Tym samym jego wkład do wyznaczonej na podstawie widma temperatury jest największy. Dlatego w praktyce oszacowaniu podlega przede wszystkim temperatura głównego składnika układu.

Najprościej temperaturę gwiazdy można określić w oparciu o wskaźnik barwy $(B - V)$, na podstawie wielu dostępnych kalibracji. W przypadku układów podwójnych szerokopasmowe wskaźniki nie są jednak najlepszym miernikiem temperatury, gdyż monitorują głównie poziom kontinuum, który jest silnie "zanieczyszczony" poziomem kontinuum słabszego składnika. W przypadku pomiarów natężeń poszczególnych linii widmowych sytuacja jest nieco inna. Linie składnika głównego, z racji jego większej jasności, są bowiem dobrze widoczne na tle kontinuum obu gwiazd, a często silniejsze od podobnych linii pochodzących od mniej jasnego towarzysza.

Określenie więc jego temperatury na podstawie linii w widmie może być, w przypadku gwiazd podwójnych, nieco dokładniejsze.

Określenie temperatury na podstawie linii widmowych można przeprowadzić w oparciu o typy widmowe, a jeśli nie daje to jednoznacznych wyników, wykorzystując fotometrię wąskopasmową. Umożliwia ona monitorowanie wybranych linii widmowych, które są bardzo czułe na wszelkie zmiany temperatury efektywnej. Na takiej zasadzie działa np. fotometria *ubvyβ* Strömgrena, z której korzystano w niniejszej pracy w przypadku kłopotów z określeniem temperatury badanych gwiazd na podstawie klasyfikacji widmowej czy fotometrii UBV.

Temperatura efektywna głównego składnika T_1 wyznaczana była (podobnie jak przez Carquillat et al. 2004) na podstawie fotometrii pozyskanej z katalogu *ubvyβ* w bazie danych *VizieR* (Hauck, Mermilliod 1998). Korzystając z tych wskaźników, w oparciu o siatki kalibracyjne c_1 vs. $(b-y)$ (Kubiak 1994), c_0 vs. β (Moon, Dworetsky 1985), a także tabelę Poppera (1980), udało się oszacować temperatury składników głównych dla gwiazd *DV Boo* i *V454 Aur*.

Pasma fotometryczne satelity *Hipparcos* B_T i V_T (odpowiadające pasmom Johnsonowskim) z racji dość dużych błędów wykorzystywano tylko do obliczania uśrednionych wskaźników barwy $(B-V)$. Stosowano tutaj formułę transformacyjną (Munari et al. 2001):

$$(B-V) = 0.850(B-V)_T \ , \tag{1}$$

gdzie $(B-V)_T$ jest wskaźnikiem barwy w dwóch pasmach B_T i V_T. Wartości te następnie posłużyły do szacowania tzw. *powierzchniowo ważonej temperatury efektywnej* T_{1+2}, która odpowiada średniej temperaturze efektywnej obu gwiazd o promieniach R_1 i R_2. Związek pomiędzy temperaturami obu gwiazd a wspomnianą temperaturą średnią T_{1+2} jest następująca (Zwitter et al. 2004):

$$R_1^2 T_1^4 + R_2^2 T_2^4 = (R_1^2 + R_2^2) T_{1+2}^4 \ . \tag{2}$$

Wskaźniki te obliczano na podstawie krzywych blasku poza momentami zaćmień, kiedy oba składniki są rozdzielone. W razie konieczności korzystano także z gotowych wskaźników barwy zamieszczonych w bazie danych *Simbad* i w katalogu *Hipparcos/Tycho* (ESA 1997), a następnie wyznaczano ich średnie wartości.

W razie niemożności określenia temperatury głównego składnika T_1 na podstawie fotometrii Strömgrena, temperatura wyznaczona na podstawie wskaźnika barwy $(B-V)$ przypisywana była na początkowym etapie modelowania obu składnikom układu.

Bardzo ważnym parametrem mającym wpływ na dokładność wyznaczonej ze wskaźników $(B-V)$ temperatury jest nadwyżka barwy $E(B-V)$. Niestety w przypadku wybranych gwiazd, jedynie dla układu *DV Boo* dostępna była wartość nadwyżki barwy w fotometrii Strömgrena $E(b-y)$. Jej wartość wynosiła $E(b-y) = 0^m.01$, co odpowiada (za Crawford 1975) $\cong 0^m.01$ dla fotometrii UBV. Widać, że jest to na granicy błędu tej ostatniej fotometrii. Dla pozostałych gwiazd nie znaleziono jakichkolwiek wartości nadwyżki barwy. Jednak wyznaczone przez *Hipparcosa* paralaksy, które wyniosły odpowiednio 7.38 mas dla DV Boo, 8.18 mas dla *GT UMa* i 14.39 dla *V454 Aur* sugerują, że wartości ekstynkcji są niskie (przy zgrubnym założeniu osłabienia jasności o 1^m na 1 kiloparsek). Z tego względu wartości $E(B-V)$ dla wszystkich trzech gwiazd przyjęto jako równe zeru.

3 Modelowanie układów zaćmieniowych

3.1 Program *PHOEBE*

Modelowanie układu podwójnego przeprowadzono z wykorzystaniem programu *PHOEBE* (*PHysics Of Eclipsing BinariEs*) pracującego w środowiskach systemu Linux. Jest to program typu *freeware*, który można pobrać ze strony internetowej jego autora A. Prša: `http://www.fiz.uni-lj.si/phoebe/`. Jądrem *PHOEBE* jest nieustannie modernizowany i rozwijany kod numeryczny Wilsona–Devinneya (WD) stworzony w 1971 roku (Wilson & Devinney 1971). Umożliwia on modelowanie układów podwójnych zaćmieniowych na podstawie dopasowywania modelu do dwóch zestawów danych obserwacyjnych: zmian jasności i prędkości radialnych gwiazdy. Program *PHOEBE* korzysta z jednej z nowszych wersji kodu z 1998 roku (WD98). Praca z pogramem jest jednak znacznie wygodniejsza niż z surowym kodem WD, gdyż wyposażony jest w przyjazny użytkownikowi i intuicyjny okienkowy interfejs graficzny (Rysunek 7), dzięki któremu modelowanie układów podwójnych jest o znacznie prostsze.

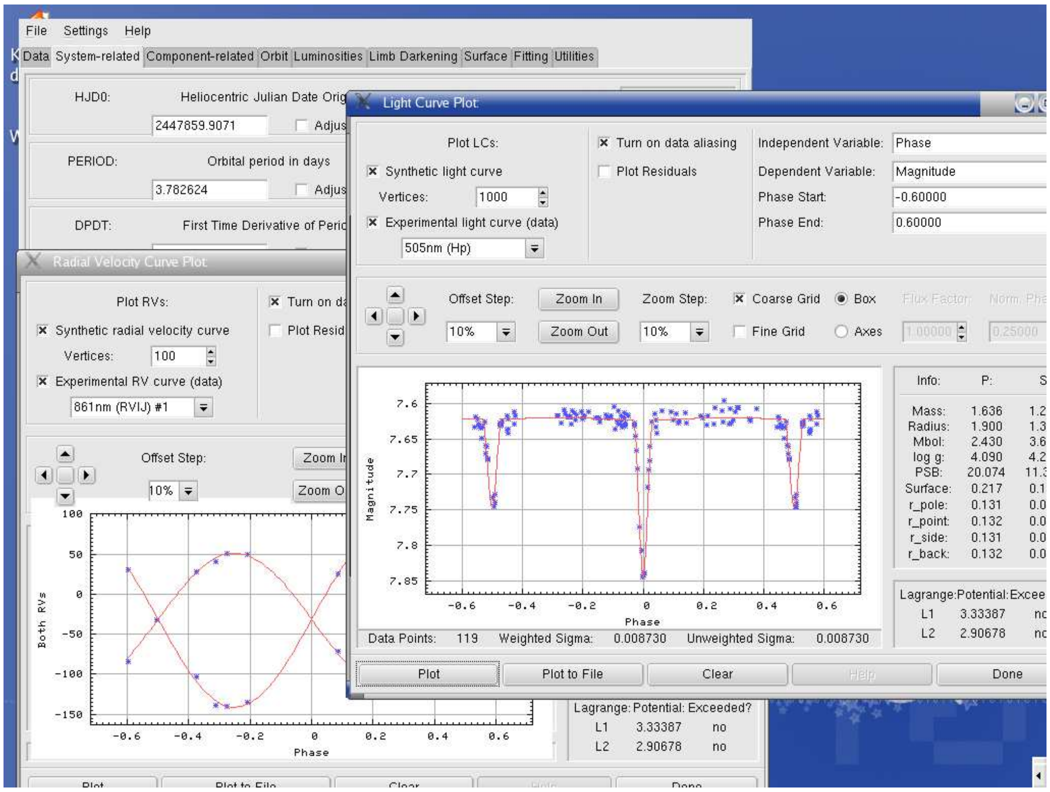
Parametry dopasowywane w programie można podzielić zasadniczo na dwie kategorie: *niezależne* i *zależne* od krzywych blasku i prędkości radialnych. Zmienne niezależne to np. temperatury powierzchniowe, stosunek mas, czy wielka półoś orbity. Z kolei zmienne zależne od krzywych to np. jasności, pociemnienia brzegowe, trzecie światło. Główne okno programu podzielone jest na kilka segmentów. Zawierają one przede wszystkim pogrupowane pod względem typu i ważności parametry fizyczne układu, których wartości mogą być następnie zmieniane przez użytkownika lub dopasowywane przez sam program. Okno to zawiera także segment zajmujący się ustawieniami dopasowania modelu. Podczas procedury dopasowywania widoczne są przez cały czas w osobnych okienkach obserwacyjne krzywe blasku i prędkości radialne oraz dopasowanie tych krzywych. Dzięki temu użytkownik może na bieżąco sprawdzać zgodność tworzonego modelu z rzeczywistością.

Program *PHOEBE* umożliwia modelowanie układów nie tylko o orbitach kołowych, ale także ekscentrycznych, co pozwala badać szeroki zakres możliwych układów podwójnych.

Ponieważ *PHOEBE* przeprowadza obliczenia na krzywych blasku wyskalowanych w strumieniach, dlatego obserwacyjne krzywe blasku muszą być odpowiednio przeliczone z wielkości gwiazdowych do jednostek strumienia. W programie strumienie nie są wyrażane w jednostkach absolutnych, lecz znormalizowane względem poziomu jasności krzywej blasku w fazach z okolic 0.25 i 0.75.

Podstawowymi parametrami wejściowymi programu *PHOEBE*, oprócz prędkości radialnych oraz krzywych blasku są:

— temperatury efektywne obu gwiazd T_1, T_2 [K],



Rysunek 7: Wygląd interfejsu graficznego programu *PHOEBE*. Widoczne okno główne programu (w tle) z otwartymi okienkami dopasowania krzywej prędkości radialnej (z lewej) i krzywej blasku (z prawej) gwiazdy *DV Boo*.

— data juliańska momentu minimum głównego Min I [HJD],

— okres układu P w dniach [d],

— półoś wielka orbity a w jednostkach promieni słonecznych [$R_\odot$],

— stosunek mas $q = \frac{M_2}{M_1}$,

— nachylenie orbity i w stopniach [°],

— bezwymiarowe potencjały na powierzchniach obu gwiazd Ω_1, Ω_2, które zależą głównie od stosunku mas, promienia i odległości obu składników,

— jasność układu L w danym paśmie fotometrycznym oraz jasność tzw. *trzeciego światła* L_3. Jednostki ich są dowolne i odpowiadają jednostkom danych wejściowych (krzywej blasku),

— przyspieszenia grawitacyjne na powierzchniach obu gwiazd $\log g_1$, $\log g_2$ wyrażone w jednostkach cgs.

Oznaczenia parametrów w programie są analogiczne do tych znanych użytkownikom kodu źródłowego WD. Najważniejszymi parametrami, które muszą być choć wstępnie wypełnione są data juliańska momentu minimum głównego Min I i okres układu

P. Zapewnia to, że dopasowywane krzywe będą wyskalowane w fazie, w wypadku gdy obserwacje wyskalowane są w jednostkach dni. Niektóre z parametrów wejściowych programu mogą zostać wstępnie wypełnione wartościami domyślnymi przez sam program. Należy tylko w opcjach początkowych ustalić typ układu (rozdzielony, półrozdzielony, kontaktowy itp.). Powoduje to, że program ten przyporządkowuje pewne określone wartości niektórym parametrom, odpowiadające danemu typowi układu.

Dopasowywanie krzywych syntetycznych uzyskanych na podstawie parametrów układu do krzywych obserwacyjnych jest przeprowadzane za pomocą *algorytmu minimizacyjnego Levenberg–Marquardta*. Dopasowuje on wartości zadanych parametrów fizycznych w każdym kolejnym kroku dopasowania, a następnie wykreśla wygląd odpowiadającej im krzywej blasku i krzywych prędkości radialnych. W każdym kroku dopasowania program zmienia wielokrotnie wartości parametrów fizycznych o pewną zadaną wcześniej wartość, kontrolując jednocześnie dopasowanie wspomnianych krzywych i szukając minimum dopasowania parametrów. W jednym kroku nie jest przeprowadzane całkowite dopasowanie, gdyż problem odgadnięcia parametrów układów podwójnych nie jest trywialny. Po każdym kroku należy następnie skontrolować dopasowanie względem danych obserwacyjnych. Jeśli dopasowanie zmierza w poprawnym kierunku wykonuje się następny krok, który powoduje, że dopasowywane wartości parametrów są coraz bliższe rzeczywistych. Jeśli parametry nie są w zgodzie z krzywymi obserwacyjnymi należy zmienić zadane wcześniej wartości parametrów lub spróbować dopasować inne.

3.2 *DV Boo*

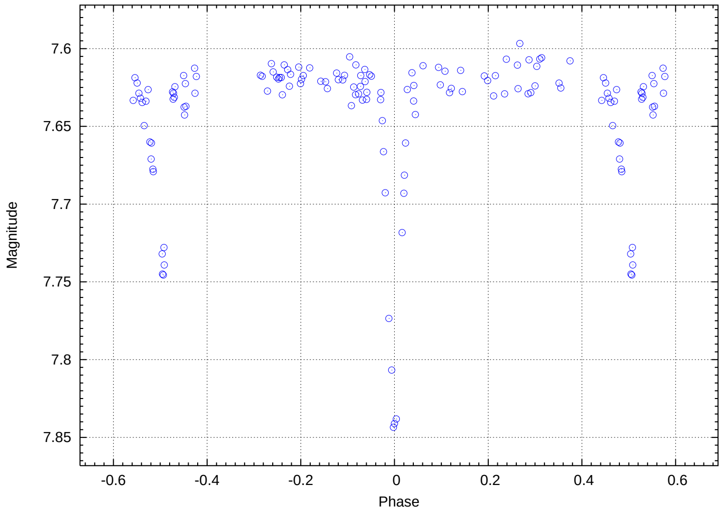
Gwiazda ta to układ podwójny typu *Algola*. Widma tej gwiazdy pochodziły łącznie z ośmiu nocy obserwacyjnych, pięciu w roku 2001, jednej w 2002 r. i dwóch w 2004 r. W celu zwiększenia stosunku sygnału do szumu w danej nocy obserwacyjnej wykonywano dwa widma po kolei, które następnie uśredniono. Uzyskano łącznie 8 uśrednionych widm i 15 wyznaczonych prędkości obu składników (jedna z prędkości w okolicach ϕ=0.5 została odrzucona z powodu dużej niejednoznaczności wartości — praktycznie zerowa prędkość w ruchu orbitalnym). W Tabeli 2 zestawiono wszystkie pomiary i błędy wyznaczonych prędkości radialnych dla gwiazdy *DV Boo* w funkcji daty juliańskiej HJD.

Z kolei Tabela 3 zawiera jasności gwiazdy *DV Boo* w paśmie H_P, które posłużyły do sporządzenia krzywej blasku na Rysunku 8.

Okres układu wyznaczony na podstawie danych z *Hipparcosa* w katalogu *Hipparcos/Tycho* wynosi $P = 1.2608600$ dni, a data juliańska momentu minimum głównego Min I=2448500.4400 HJD (Tabela 1). Dokładniejsze obserwacje spektroskopowe zmian prędkości, przeprowadzone przez Carquillat et al. (2004) pokazują, że okres jest prawie dokładnie trzy razy dłuższy i wynosi P=3.782624 dni, a nowa wyznaczona wartość Min I=2447859.9071 HJD. Okazuje się więc, że okres podany w katalogu *Hipparcos/Tycho* jest zaniżony. Jak zostanie to pokazane poźniej, w przypadku gwiazdy *V454 Aur* okres podany w tym katalogu okazuje się także niepoprawny. Przy dopasowywaniu modelu układu *DV Boo* wykorzystano poprawione wartości

Tabela 2: Pomiar prędkości radialnych v_{r1}, v_{r2} i ich błędy $\sigma_{v_{r1}}$, $\sigma_{v_{r2}}$ dla gwiazdy *DV Boo* w funkcji daty juliańskiej. Symbolem † oznaczono prędkość odrzuconą w okolicach fazy 0.5.

HJD [d]	v_{r1} [km/s]	$\sigma_{v_{r1}}$ [km/s]	v_{r2} [km/s]	$\sigma_{v_{r2}}$ [km/s]
2451973.48838	-32.0	0.8	109.3†	4.5†
2452004.47773	40.33	0.36	-139.4	1.4
2452070.28876	-71.3	1.1	25.3	3.2
2452072.33274	27.9	1.2	-103	3
2452090.32366	-84.2	1.4	40	4
2452413.39038	48.9	0.7	-135	2
2453014.58779	51.1	1.7	-140.2	1.6
2453043.62038	-84	2	31	3



Rysunek 8: Krzywa blasku *DV Boo* uzyskana na podstawie jasności w filtrze H_P i okresu P=3.782624 dni.

okresu P i Min I z pracy Carquillat et al (2004).

3.2.1 Ocena temperatury

Temperatura składnika głównego T_1 układu *DV Boo* została oceniona w oparciu o fotometrię Strömgrena, a także wskaźniki $(B-V)$ Johnsona. W Tabeli 4 zawarte są bardziej szczegółowe informacje dotyczące jasności i wskaźników barwy układu we wspomnianych systemach fotometrycznych. Dane te pochodzą z internetowych baz danych *Simbad* i katalogu *Hipparcos/Tycho*.

Klasyfikacja widmowa tego układu jest dość niejednoznaczna i zawiera się w przedziale typów A3, A7 i F5 w oparciu odpowiednio o linie: CaII K wapnia, linie wodoru oraz linie metali (Carquillat et al. 2004). Z kolei w bazie danych *Simbad* układ ma typ widmowy A2. Ze względu na tak duży rozrzut typów nie szacowano

Tabela 3: Jasności układu *DV Boo* w paśmie H_P i jej błędy w funkcji daty juliańskiej. Symbolem † oznaczono dane w okolicach fazy 0.1 i 0.3, które odrzucono z powodu zbytniego odstawania od krzywej blasku.

HJD [d]	H_P [^{m}]	σ_{H_P} [^{m}]	HJD [d]	H_P [^{m}]	σ_{H_P} [^{m}]
2447859.81815	7.6663	0.007	2448045.23235	7.8067	0.007
2447859.83247	7.6927	0.009	2448045.24663	7.8435	0.008
2447859.90705	7.8411	0.008	2448045.33555	7.6814	0.008
2447859.92137	7.8382	0.008	2448045.41011	7.6337	0.010
2447859.99595	7.6607	0.007	2448045.42441	7.6424	0.010
2447860.01027	7.6263	0.008	2448084.75450	7.6333	0.010
2447860.26263	7.6121	0.009	2448084.76880	7.6187	0.011
2447860.27694	7.6233	0.010	2448084.84335	7.6495	0.014
2447860.35153	7.6283	0.013	2448084.85771	7.6338	0.009
2447860.36584	7.6256	0.008	2448114.34007	7.6258	0.009
2447860.44039	7.6140	0.011	2448114.35436	7.5967	0.008
2447860.45474	7.6276	0.008	2448114.42895	7.6072	0.009
2447860.63252	7.6176	0.009	2448114.44327	7.6283	0.010
2447860.70709	7.6304	0.008	2448134.17217	7.7456	0.016
2447860.72142	7.6174	0.010	2448134.24674	7.6278	0.014
2447860.79598	7.6291	0.009	2448134.26106	7.6313	0.012
2447860.81030	7.6068	0.007	2448134.33563	7.6173	0.013
2447860.88486†	7.6992†	0.014†	2448134.34992	7.6225	0.015
2447860.89920	7.6106	0.009	2448134.42453	7.6126	0.014
2447865.50730	7.6710	0.007	2448134.43882	7.6179	0.009
2447865.52163	7.6775	0.008	2448249.15530	7.6053	0.009
2447865.59618	7.7320	0.007	2448249.16964	7.6367	0.009
2447865.61053	7.7279	0.009	2448249.24419	7.6173	0.011
2447865.68510	7.6325	0.011	2448249.25850	7.6331	0.010
2447865.69941	7.6245	0.008	2448295.98742	7.6290	0.009
2447865.77400	7.6376	0.012	2448430.48760	7.6210	0.012
2447865.78829	7.6371	0.008	2448452.16847	7.6287	0.011
2447902.65019	7.6240	0.008	2448480.31889	7.7183	0.009
2447902.66451	7.6114	0.009	2448480.33316	7.6930	0.008
2447933.48142	7.6221	0.010	2448596.59009	7.6186	0.007
2447933.49577	7.6287	0.009	2448596.60445	7.6186	0.009
2447933.57033	7.6264	0.008	2448596.67899	7.6165	0.010
2447933.58467	7.6600	0.009	2448596.76788	7.6197	0.007
2447948.23554	7.6222	0.008	2448596.78223	7.6173	0.007
2447948.24987	7.6253	0.008	2448612.33674	7.6105	0.008
2447948.32444	7.6079	0.012	2448612.41136	7.6212	0.010
2447948.33878†	7.6961†	0.013†	2448612.42566	7.6281	0.010
2448040.44699	7.6273	0.009	2448612.60344	7.7735	0.013
2448040.52156	7.6184	0.007	2448642.80058	7.6282	0.009
2448040.53586	7.6195	0.008	2448677.09505	7.6155	0.007
2448040.61043	7.6135	0.007	2448677.10939	7.6237	0.008
2448040.62473	7.6242	0.008	2448677.18392	7.6110	0.008
2448040.69933	7.6119	0.008	2448677.36173	7.6145	0.008
2448040.71366	7.6225	0.009	2448686.25052	7.6319	0.009
2448040.78823	7.6124	0.010	2448686.26486	7.6346	0.007
2448041.05486	7.6201	0.008	2448686.33945	7.6607	0.008
2448041.06918	7.6172	0.009	2448686.35375	7.6791	0.009
2448041.14374	7.6247	0.008	2448686.42829	7.7450	0.007
2448041.15804	7.6296	0.009	2448686.44265	7.7391	0.010
2448041.23263	7.6134	0.009	2448686.51720	7.6287	0.011
2448041.24692	7.6326	0.011	2448686.60611	7.6427	0.008
2448044.69904	7.6213	0.007	2448778.00177	7.6171	0.009
2448044.71336	7.6257	0.008	2448778.01611	7.6178	0.008
2448044.78793	7.6157	0.008	2448778.09066	7.6097	0.009
2448044.80222	7.6200	0.008	2448778.10501	7.6150	0.009
2448044.96568	7.6291	0.009	2448778.17959	7.6297	0.010
2448044.98001	7.6243	0.009	2448778.19388	7.6105	0.010
2448045.05456	7.6168	0.007	2448825.22780	7.6206	0.016
2448045.06889	7.6177	0.008	2449026.12854	7.6067	0.011
2448045.14345	7.6328	0.008	2449026.14288	7.6059	0.008
2448045.15776	7.6463	0.007			

Tabela 4: Dane fotometryczne gwiazdy *DV Boo*. W pierwszej części zamieszczono dane z baz internetowych, w drugiej — wyznaczone na ich podstawie wskaźniki barwy. Indeksy S oznaczają dane z bazy *Simbad*, T — z katalogu *Hipparcos/Tycho*, J — wskaźniki johnsonowskie UBV wyznaczone w oparciu o wzór (1). Wielkości w nawiasach $\langle\rangle$ są uśrednionymi poza zaćmieniami wskaźnikami fotometrii epokowej (*epoch photometry*) w pasmach B_T i V_T, a $\langle\rangle^{LC}$ to wskaźniki uśrednione po całej krzywej blasku.

Bazy	Dane	
Simbad	B_S	7.86
	V_S	7.54
Tycho	B_T	7.945
	V_T	7.578
	$(B-V)_T$	0.343
Tycho	$b-y$	0.202
	c_1	0.663
	β	2.740
	$E(b-y)$	0.01
Dane wyznaczone		
	B_S-V_S	0.32
	B_T-V_T	0.367
	$(B_T-V_T)_J$	0.312
	$\langle B_T-V_T\rangle$	0.380
	$\langle B_T-V_T\rangle_J$	0.323
	$\langle B_T-V_T\rangle^{LC}$	0.378
	$\langle B_T-V_T\rangle_J^{LC}$	0.321

temperatury na ich podstawie.

Temperatura składnika głównego oszacowana ze wskaźników Strömgrena, w oparciu o siatki kalibracyjne Kubiaka (1994) i Moon & Dworetsky (1985), wyniosła $\cong$ 7250 K. Z tabeli Poppera (1980) wskaźnikom $(b-y)$ odpowiada typ widmowy ~F0 i temperatura $\cong$ 7000 K. Z kolei wg tabeli Kubiaka typowi F0 odpowiada temperatura 7200 K (dla klasy jasności V). Średnia wartość tak oszacowanych temperatur wynosi $T_1 \cong 7200$ K. Błąd szacowanej wartości oceniono z grubsza na podstawie różnic w wyznaczonych temperaturach pośrednich na $\Delta T_1 \cong 100$ K.

Wskaźniki johnsonowskie $(B-V)$ dla *DV Boo* zostały wyznaczone w oparciu o wskaźniki johnsonowskie bazy *Simbad*, syntetyczne gotowe kolory B_T i V_T katalogu *Hipparcos/Tycho* oraz uśrednione wartości indeksów na podstawie krzywych blasku, pochodzących także z tego katalogu. Uzyskane wartości $(B-V)$ przedstawiono w Tabeli 4. Widać, że wyznaczone wskaźniki mają dość podobne wartości. Wskaźniki wyznaczone na podstawie danych *Hipparcosa* są jednak nieco niższe aniżeli wskaźniki wyznaczone na podstawie obserwacji naziemnych. Może to być spowodowane nieuwzględnieniem w obserwacjach naziemnych wpływu momentów minimów, kiedy oba kolory zmieniają wartości, co może skutkować także zmianą wyznaczonego w ten sposób indeksu $(B-V)$. Najbardziej prawdopodobnie jednak jest to spowodowane dość znacznymi błędami fotometrii B_T i V_T, które potrafią osiągać nawet $0^m.1$, co skutkuje błędem $0^m.2$ w przypadku wskaźnika barwy.

Wg tabeli Poppera (1980), wartości wskaźnika $(B-V) = 0.343$ odpowiada typ widmowy pomiędzy F0 i F2 i temperatura $\cong$6700–7000 K. Z kolei wg Kubiaka (1994) odpowiada to typowi F2 i temperaturze $\cong$ 6900 K. Biorąc pod uwagę wartość wskaźnika z przedziału 0.31–0.32, odpowiednik typu widmowego w tabeli Poppera to $\sim$F0 i temperatura $\cong$ 7000 K, a wg Kubiaka także $\sim$F0 i temperatura $\cong$ 7200 K. W powyższym rozważaniu widać wyraźne różnice w klasyfikacji widmowej i odpowiadających im temperaturach u różnych autorów. Średnia temperatura z powyższych kalibracji wynosi $\cong$ 7000 K. Wartość tą przyjęto jako powierzchniowo ważoną temperaturę efektywną układu T_{1+2}. Błąd tej wielkości oszacowano w oparciu o interpolację liniową. Za jego wartość przyjęto różnicę temperatur, którym odpowiada różnica wskaźników barwy równa co do wartości błędowi maksymalnemu ich wyznaczenia $\Delta(B-V) = 0^m.01$. Ostatecznie wartość błędu temperatury składnika wtórnego wyniosła $\Delta T_{1+2} \cong 100$ K.

W powyższych rozważaniach widać, że temperatura szacowana z fotometrii Strömgrena jest wyższa o 200 K od tej wyznaczonej na podstawie wskaźników UBV. Wydaje się to być zgodne z początkowymi rozważaniami o szacowaniu temperatury. Dość wysoki błąd obydwóch wielkości uniemożliwia jednak wyciąganie jakichkolwiek dalszych wniosków. Oszacowano następnie temperaturę drugiego składnika T_2 w oparciu o wzór (2). Przyjęto tutaj milczące założenie, że promienie obydwóch gwiazd są sobie równe. Jest to oczywiście nieprawda, ale w wyznaczeniu temperatury T_2 chodzi głównie o wartość początkową, niejako *inicjującą*, której wartość i tak ulega zmianie podczas dopasowywania modelu przez *PHOEBE*. Wyznaczona wstępna wartość temperatury składnika wtórnego wyniosła $T_2 \cong 6850$. Wielkości tej przypisano błąd temperatury składnika głównego (100 K). Nastepnie wartości T_1 i T_2 przyporządkowano odpowiednim parametrom programu *PHOEBE*.

3.2.2 Modelowanie układu

Modelowanie rozpoczęto od ustalenia typu układu podwójnego. Na podstawie krzywej blasku w paśmie H_P z danych satelity *Hipparcos* wynika, że gwiazda *DV Boo* jest z pewnością układem rozdzielonym (ang. *detached binary*) (Rysunek 8). Z niewielkich deformacji krzywej blasku poza zaćmieniami można wnosić, że składniki układu są tylko nieznacznie zdeformowane przez siły pływowe.

Ponieważ program modeluje układy wykorzystując strumienie promieniowania, a nie wielkości gwiazdowe, dlatego należało wstępnie okreslić jasność układu w 1/4 fazy. Poziom ten staje się następnie poziomem normalizacyjnym, względem którego *PHOEBE* dokonuje konwersji z jednostek magnitudo na jednostki strumieni.

Następnie wczytane zostały pliki z prędkościami radialnymi i krzywą blasku. Na podstawie krzywej blasku oszacowano jasność w 1/4 fazy na około $7^m.6$, która posłużyła do normalizacji strumienia. Ustalone zostały także okres P i data juliańska minimum głównego (Carquillat et al. 2004) oraz wstępnie oszacowane temperatury efektywne obu składników. Ostateczna lista początkowych parametrów, razem z ważniejszymi ustalonymi wstępnie przez program *PHOEBE*, została zestawiona w Tabeli 5.

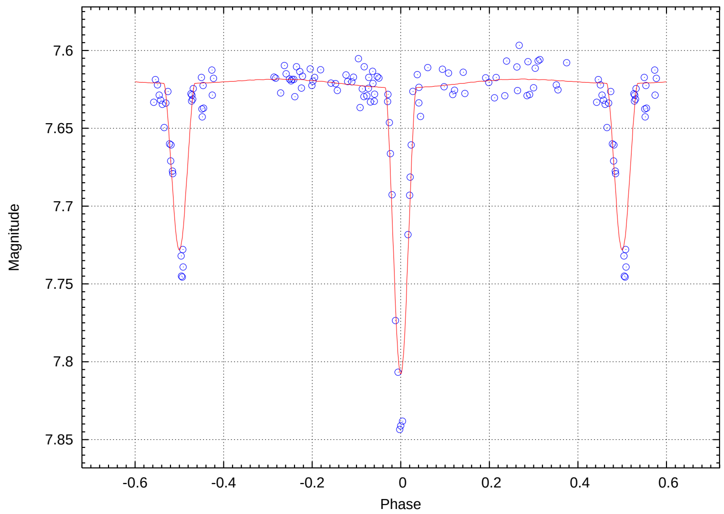
Podczas dopasowywania modelu okres układu P i data juliańska pierwszego minimum Min I nie ulegały zmianie. Ich wartości uważano za dostatecznie dobrze

Tabela 5: Zestawienie ważniejszych początkowych parametrów programu *PHOEBE* dla gwiazdy *DV Boo*.

P [d]	3.782624
Min I [HJD]	2447859.9071
T_1 [K]	7200
T_2 [K]	6850
a [$R_\odot$]	10.0
q	1.0
i [°]	80.0
$\log g_1$, $\log g_2$ [cgs]	5.170

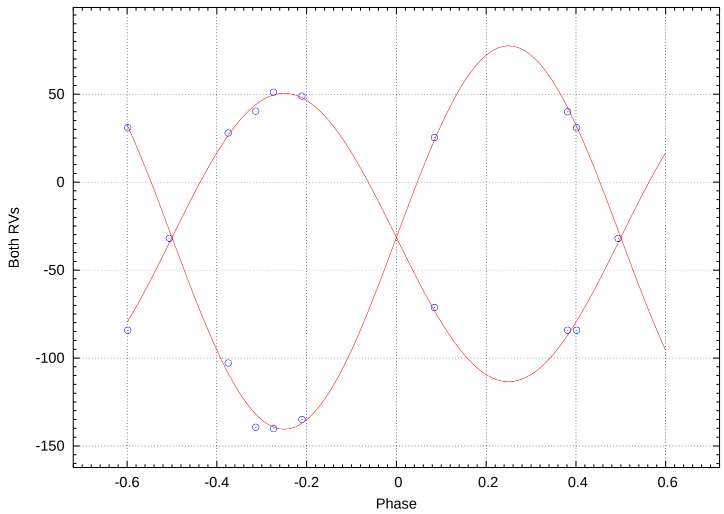
zmierzone i raz ustawione nie były dopasowywane. Podczas dopasowywania nie zmieniano także temperatury składnika głównego T_1, którą wyznaczono na podstawie fotometrii. Pozostałe parametry ulegały mniejszym lub większym zmianom w trakcie modelowania. Przyjęto ponadto, że orbity układu są kołowe ($e = 0.0$). Świadczyć o tym mogą prędkości radialne obu składników, których przebieg jest zbliżony do sinusoid (Rysunek 10).

Po wprowadzeniu parametrów początkowych, można było wstępnie dostosować jasność całkowitą układu, która decyduje o położeniu krzywej dopasowywanej względem krzywej obserwacyjnej. Dodatkowo spróbowano ustalić także wstępnie potencjały obydwóch składników, aby z grubsza dopasować krzywą blasku układu do obserwacji. Po kilku kolejnych iteracjach uzyskano dość dobrą zgodność krzywej blasku modelowej i obserwowanej w fazach poza zaćmieniem i w fazie minimum wtórnego. Jednak minimum główne modelu było nadal zbyt płytkie (Rysunek 9).



Rysunek 9: Dopasowanie krzywej blasku *DV Boo* do obserwacji (opis w tekście).

Powyższe modelowanie nie miało wpływu na dopasowanie krzywych prędkości radialnych, dlatego następnym krokiem było wstępne ustalenie tych parametrów układu, które od nich zależą, a więc głównie stosunku mas q, półosi wielkiej orbity a oraz prędkości systemowej γ, które w dalszej części pracy nazywano parametrami orbitalnymi. Na podstawie dostosowywania ich wartości uzyskano dobrą zgodność krzywej prędkości radialnych z obserwacjami. Wartości parametrów wyniosły odpowiednio $q = 0.75$, $a = 14.49$ $R_\odot$ i $\gamma = -31.49$ km/s. Na Rysunku 10 przedstawiono dopasowanie krzywych prędkości radialnych układu.



Rysunek 10: Dopasowanie krzywych prędkości radialnych gwiazdy *DV Boo* na podstawie dopasowanych parametrów orbitalnych (opis w tekście).

Ostatnie manipulacje parametrami orbitalnymi znacznie przesunęły poziom zerowy modelowanej krzywej blasku w dół. Aby to skorygować trzeba było ustalić nowy poziom jasności układu i ponownie dopasować potencjały na powierzchni.

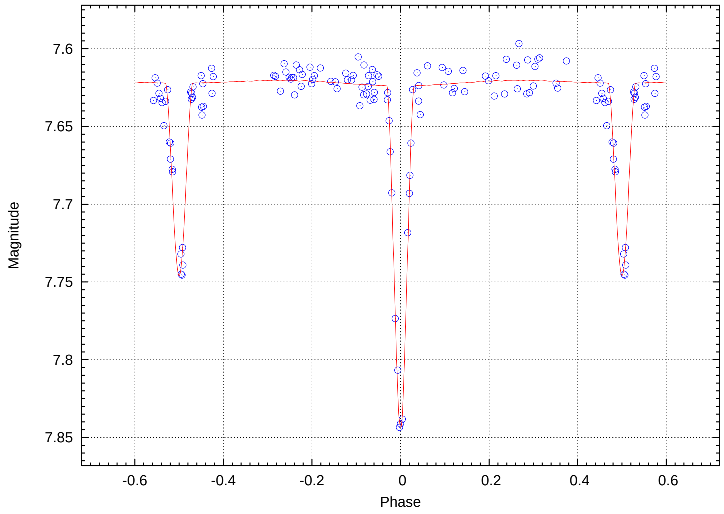
Nastepnie manipulując odpowiednio wartościami nachylenia i, potencjałów, jasności układu L i temperatury T_2 próbowano dopasować minima w krzywej blasku. Ostateczne dopasowanie krzywej blasku oraz krzywej prędkości radialnych przedstawiają Rysunki 11 i 12, a najważniejsze parametry dopasowania zestawiono w Tabeli 6.

3.2.3 Ocena dopasowania

Analizując wyznaczone na podstawie modelowania parametry fizyczne gwiazd oraz zgodność dopasowania modelu do obserwacyjnych krzywych można stwierdzić, że odznaczają się one dość dużą dokładnością, mimo niezbyt dużego pokrycia obserwacyjnego w prędkościach radialnych (15 pomiarów). Jedynie wątpliwość może budzić nachylenie układu, którego dokładność jest rzędu 2°, co dla układów zaćmieniowych nie jest małą wartością. Zmiana nachylenia orbity o 2° może powodować widoczną zmianę w przebiegu krzywej blasku. Dodatkowy błąd wprowadzają oczywiście temperatury obydwóch składników. Niejednoznaczności ich wartości biorą się z niejednoznaczności w dostępnych źródłach kalibracyjnych. Pamiętać należy, że różnice w wyznaczonych temperaturach dla tych samych wskaźników $(b - y)$ potrafiły osiągać rząd 100 K, co skutecznie uniemożliwiało osiągnięcie lepszej dokładności w wyznaczaniu pozostałych parametrów.

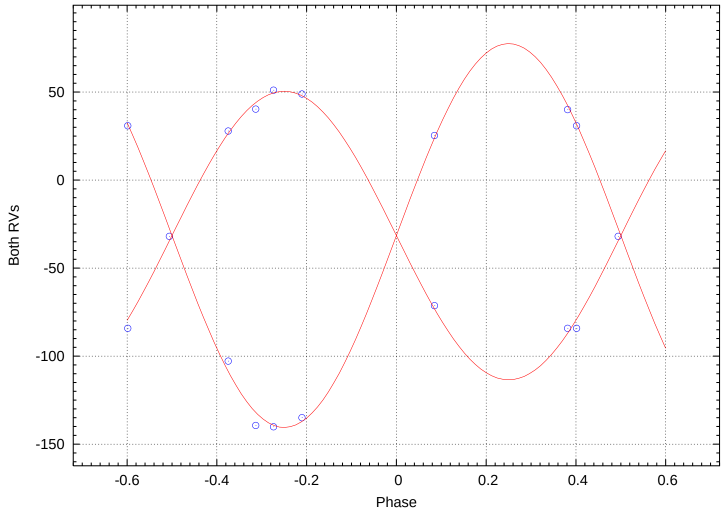
Tabela 6: Końcowe parametry dopasowania modelu układu *DV Boo* oraz porównane z nimi parametry wyznaczone w pracy Carquillat et al. (2004). Na dole zestawione są wielkości σ dopasowanych krzywych dla kolejno: krzywej blasku LC, prędkości radialnych składnika głównego $RV1$ i wtórnego $RV2$.

	Brożek		Carquillat et al.	
Parametr	Wartość	Błąd	Wartość	Błąd
M_1 [$M_\odot$]	1.636	0.007	1.64	0.02
M_2 [$M_\odot$]	1.230	0.007	1.23	0.02
q	0.752	0.007	0.75	0.02
T_1 [K]	7200	100	7370	80
T_2 [K]	6322	200	6410	150
R_1 [$R_\odot$]	1.9	0.4	1.94	0.03
R_2 [$R_\odot$]	1.4	0.3	1.39	0.04
a [$R_\odot$]	14.50	0.06	14.49	0.01
i [°]	82.8	1.8	82.7	0.3
γ [km/s]	-31.49	0.31	-28.37	0.12
Wariancja dopasowanych krzywych				
σ_{LC}	0.008730			
σ_{RV1}	3.051589			
σ_{RV2}	4.205902			



Rysunek 11: Ostateczny wygląd dopasowanej krzywej blasku *DV Boo* na podstawie danych z Tabeli 6 (opis w tekście).

Należy jednak zauważyć, że wartości wyznaczonych wielkości są dośc zbliżone do rezultatów wspomnianej pracy Carquillat et al. (2004). Już pobieżna analiza potwierdza ten fakt: wartości parametrów są do siebie zbliżone i dla części danych mieszczą się one w granicach swoich błędów. Tak jest w wypadku mas obu składników, temperatur (co nie powinno dziwić z racji ich dużych błędów), półosi wielkiej a oraz nachylenia i. Jedynie prędkość systemowa wykazuje dość znaczne różnice w wartościach, które ewidentnie nie mieszczą się w podanych zakresach błędów. Wartość γ jest wyliczana przez *PHOEBE* na podstawie dopasowywania krzywych prędkości radialnych do obserwowanych prędkości radialnych. Z racji małej ilości ich pomiarów, zakres dopasowań możliwych krzywych prędkości jest dość znaczny. Pociąga to



Rysunek 12: Ostateczny wygląd dopasowania krzywych prędkości radialnych układu *DV Boo* na podstawie parametrów z Tabeli 6 (opis w tekście).

za sobą powstanie różnic w wyznaczonych na ich podstawie prędkościach systemowych. Widać stąd, że dopasowywana wartość prędkości γ jest niezwykle czuła na odchyłkę każdego z punktów pomiarowych.

W przypadku pracy Carquillat et al. (2004), pomiary prędkości radialnych wyznaczone były w oparciu o dwa instrumenty: CORAVEL (spektrofotometr do pomiarów prędkości radialnych) i spektrograf ELODIE. Dostarczyły one większej ilości znacznie precyzyjniejszych pomiarów prędkości radialnych niż widma niniejszej pracy (błędy maksymalne na poziomie 1–2 km/s, często jednak niższe niż 1 km/s. Pozwoliło to poprawić zaniżoną przez *Hipparcosa* wartość okresu. Większa ilość danych ponadto powoduje, że udział odchylenia każdego z punktów pomiarowych nie wchodzi z tak dużą wagą do wyznaczonych krzywych prędkości radialnych, a tym samym do wyznaczonych parametrów układu. Dlatego m.in prędkość systemowa układu, wyznaczona w pracy Carquillat et al. jest prawdopodobnie bliższa prędkości rzeczywistej. Widać więc, że mimo podobnych rezultatów, mała ilość pomiarów w niniejszej pracy częściowo ogranicza dokładnosc niektórych z uzyskanych parametrów.

Pomiary w niniejszej pracy jak i w Carquillat et al. (2004) nie uwzględniały ekscentryczności orbity. W tej pracy przesądziła o tym zbyt mała ilość punktów obserwacyjnych oraz całkiem dobra zgodność modelu z obserwacjami. Efekt ekscentryczności, jeśli jest, musi być tak niski, że ginie w szumie opbserwacyjnym. W pracy Carquillat, mimo większej dokładności pomiarów, ekscentryczność także się nie ujawnia. Tak więc, z dokładnością do błędów pomiarowych w obu pracach, orbity układu *DV Boo* są kołowe.

Inne nieuwzględnione w dopasowaniu parametry (pociemnienia brzegowe, albeda i pojaśnienia grawitacyjne) miały ustalone standardowe wartości automatycznie przez program *PHOEBE* i nie brały udziału w dopasowaniach. Wkład ich do skonstruowanego modelu nie jest jednakże decydujący. O ile nie analizujemy szczegółowych parametrów fizycznych każdej z gwiazd, nie badamy dokładniej przebiegu krzywej blasku, a interesują nas głównie dynamiczne wielkości fizyczne, to wartości wspomnianych parametrów nie mają tak zasadniczego znaczenia. Ponadto jakość dostępnych danych obserwacyjnych skutecznie uniemożliwia dociekanie dokładniejszych wartości tych parametrów.

3.3 *V454 Aur*

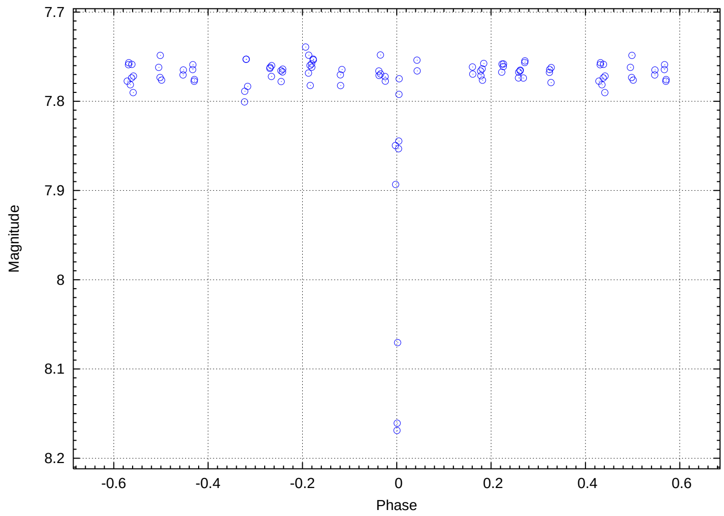
Gwiazda ta, podobnie jak *DV Boo*, stanowi układ zaćmieniowy z krzywą blasku typu *EA*. Obserwacje spektroskopowe dostarczyły łącznie 11 uśrednionych widm: 2 z 2000 r., 5 z 2001 i po 2 z 2002 i 2003 roku. Uśredniano po dwa, czasem po trzy widma gwiazdy. Linie wapnia CaII obydwu składników w widmach były trudniejsze do rozdzielenia na składowe w porównaniu do linii układu *DV Boo* (Rysunek 5). Skutkowało to większymi błędami wyznaczonych na ich podstawie prędkości radialnych. Posługując się taskiem `rvidlines` pakietu *IRAF* uzyskano łącznie 19 prędkości radialnych: 11 dla składnika głównego i 8 dla wtórnego. Odrzucona została jedna z wyznaczonych wartości prędkości składnika głównego, w okolicach fazy odpowiadającej zerowej prędkości radialnej w ruchu na orbicie (pomijając oczywiście prędkość systemową). Tutaj dopasowanie silnie zblendowanych linii wniosło dużą niejednoznaczność. W wyniku tego otrzymano w sumie 18 pomiarów prędkości. Ich wartości w funkcji daty juliańskiej zestawiono w Tabeli 7.

Tabela 7: Pomiar prędkości radialnych składnika głównego v_{r1} i wtórnego v_{r2}, ich błędy $\sigma_{v_{r1}}$ i $\sigma_{v_{r2}}$ dla gwiazdy *V454 Aur*. Symbolem † oznaczono prędkość odrzuconą z powodu niedokładności w wyznaczeniu prędkości radialnych. Pozioma kreska — oznacza brak pomiaru prędkości w przypadkach, gdy linia odpowiadającego jej składnika nie była w widmie widoczna z racji zblendowania.

HJD [d]	v_{r1} [km/s]	$\sigma_{v_{r1}}$ [km/s]	v_{r2} [km/s]	$\sigma_{v_{r2}}$ [km/s]
2451889.42009	-15.1	2.5	-68	3
2451891.36961	-20.3	2.1	-62	3
2451913.29550	-8.6	1.1	-79.5	1.4
2451914.49710	-13.4	1.1	-79.0	1.7
2451921.50381	-42	1	—	—
2452154.60469	-8.4	1.6	-76.5	2.1
2452265.51712	-15.7	2.4	-77	2
2452569.56503	-41.8	1.7	—	—
2452570.64089	-44.7	1.8	—	—
2452976.38417	-86†	7†	-39.4	1.1
2452977.51522	-55.7	1.7	-28.5	1.4

Okazuje się, że okres układu wyznaczony na podstawie obserwacji *Hipparcosa* jest wielokrotnie zaniżony. Poprawiony okres układu został wyznaczony przez Griffina (2001) w oparciu o większą liczbę ciągłych obserwacji zmian prędkości radialnych. Okres wyznaczony na podstawie pracy Griffina wynosi $P = 27.0197 \pm 0.0010$ dni i taką wartość stosowano w dopasowywaniu. W modelowaniu układu korzystano początkowo z momentu minimum określonego przez *Hipparcosa*, który wydaje się być poprawny, a który następnie spróbowano dopasować do danych obserwacyjnych w trakcie modelowania.

Dostępna krzywa blasku w paśmie H_P satelity *Hipparcos* przedstawiona została na Rysunku 13. Z kolei Tabela 8 przedstawia jasności układu *V454 Aur* w funkcji dni juliańskiej, która posłużyła do wykreslenia wspomnianej krzywej.



Rysunek 13: Krzywa blasku *V454 Aur* w funkcji fazy dla poprawionej wartości okresu P=27.0197 dni.

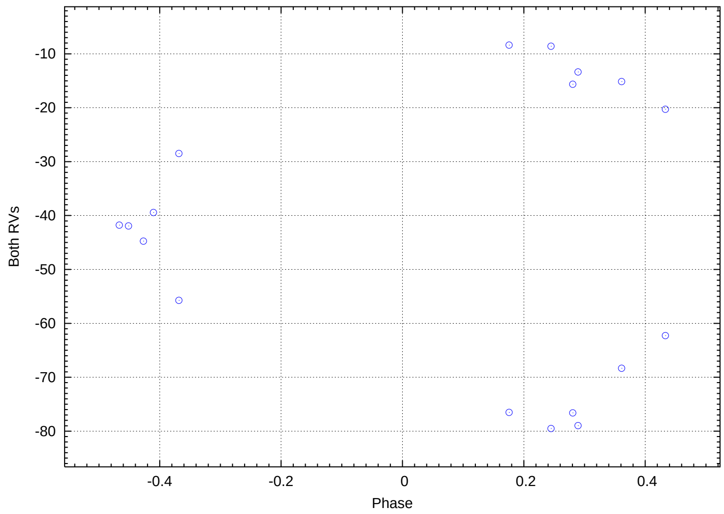
Na Rysunku 13 widać, że krzywej tej brakuje drugiego minimum. Wg Griffina (2001) minimum zarejestrowane przez *Hipparcosa* jest minimum wtórnym. Analizując krzywą prędkości radialnych (Rysunek 14), a zwłaszcza jej późniejsze dopasowania, widać, że w minimum tym zaćmiewany jest mniej masywny składnik, nazwany wcześniej składnikiem wtórnym. Wydaje się być to w zgodzie z regułą, że na ogół bardziej masywny składnik jest jaśniejszy. W pracy niniejszej zdecydowano się więc przyjąć, że jedyne dostępne minimum jest minimum wtórnym.

Brak jednego z minimów spowodowany jest brakami danych obserwacyjnych, które mogłyby potwierdzić jego obecność. Nieobecność jednego z minimów krzywej blasku uniemożliwia dokładne wyznaczenie parametrów układu, a w szczególności temperatury składnika wtórnego T_2, gdyż właśnie stosunki głębokości minimów są na jej wartość niezwykle czułe. Niemożliwe jest ponadto precyzyjne określenie promieni składników, które mają decydujący wkład do czasu trwania zaćmienia oraz kąt nachylenia orbity i. O podstawowych parametrach układu decyduje tutaj głównie krzywa prędkości radialnych, która jednakże posiada dość poważne braki w pokryciu obserwacyjnym (Rysunek 14).

Z pracy Griffina wiadomo dodatkowo, że układ *V454 Aur* ma ekscentryczną orbitę (ok. $e \cong 0.38$), co dodatkowo znacznie utrudnia modelowanie jego składników na podstawie krzywej blasku, gdyż w takiej sytuacji minima niekoniecznie muszą znajdować się w równej odległości od siebie. Powyższe przyczyny spowodowały, że w przypadku tej gwiazdy najważniejszym zadaniem było dopasowanie krzywej prędkości radialnych. Krzywa blasku służyła początkowo głównie do ustalania poziomu

Tabela 8: Przebieg jasności *V454 Aur* w paśmie H_P i jej błędy w funkcji daty juliańskiej.

HJD [d]	H_P [^{m}]	σ_{H_P} [^{m}]	HJD [d]	H_P [^{m}]	σ_{H_P} [^{m}]
2447966.14335	7.7615	0.008	2448502.13537	7.8932	0.009
2447966.15772	7.7695	0.008	2448502.20996	8.1689	0.013
2447994.83936	7.7674	0.009	2448502.22427	8.1608	0.017
2447994.85366	7.7583	0.009	2448502.29886	7.8532	0.009
2447994.92825	7.7611	0.009	2448502.31316	7.8446	0.016
2447994.94256	7.7582	0.009	2448663.29190	7.7661	0.010
2448012.61239	7.7704	0.008	2448663.30622	7.7711	0.014
2448012.62668	7.7824	0.013	2448663.38078	7.7481	0.010
2448012.70125	7.7644	0.007	2448663.39508	7.7694	0.009
2448139.25207	7.7645	0.007	2448663.64741	7.7723	0.009
2448139.26639	7.7590	0.008	2448663.66175	7.7774	0.014
2448139.34096	7.7775	0.011	2448671.29089	7.7738	0.010
2448139.35527	7.7757	0.010	2448671.30520	7.7674	0.011
2448164.32673	7.7620	0.013	2448671.37975	7.7658	0.008
2448164.40129	7.7734	0.011	2448671.39408	7.7651	0.010
2448164.41564	7.7486	0.011	2448671.57185	7.7739	0.010
2448164.49019	7.7763	0.013	2448671.64640	7.7566	0.010
2448186.70746	7.7676	0.010	2448671.66074	7.7547	0.014
2448186.72179	7.7644	0.009	2448706.11436	7.7705	0.017
2448186.79636	7.7790	0.009	2448706.12870	7.7649	0.008
2448186.81069	7.7623	0.009	2448740.15443	7.7392	0.010
2448313.11115	8.0704	0.014	2448740.31792	7.7684	0.013
2448313.18572	7.7922	0.008	2448740.33222	7.7484	0.010
2448313.20004	7.7748	0.007	2448740.40677	7.7598	0.010
2448333.44488	7.7657	0.009	2448740.42110	7.7823	0.014
2448333.45922	7.7779	0.010	2448740.49566	7.7581	0.011
2448333.53376	7.7671	0.007	2448740.51000	7.7618	0.017
2448333.54808	7.7640	0.008	2448740.58454	7.7527	0.011
2448359.83201	7.7632	0.017	2448740.59884	7.7537	0.013
2448359.84633	7.7620	0.011	2448750.18323	7.7661	0.010
2448359.92089	7.7722	0.011	2448750.19757	7.7714	0.011
2448359.93521	7.7600	0.008	2448750.27212	7.7636	0.013
2448486.75827	7.7774	0.011	2448750.28645	7.7764	0.009
2448486.83285	7.7590	0.012	2448750.36100	7.7576	0.016
2448486.84720	7.7568	0.007	2448925.79200	7.8007	0.017
2448486.93609	7.7815	0.011	2448925.80632	7.7888	0.013
2448487.01064	7.7738	0.017	2448925.88090	7.7530	0.016
2448487.02500	7.7587	0.009	2448925.89522	7.7529	0.011
2448487.09954	7.7903	0.013	2448925.96980	7.7833	0.013
2448487.11389	7.7717	0.008	2449043.75002	7.7539	0.010
2448502.12108	7.8496	0.009	2449043.76436	7.7659	0.007



Rysunek 14: Prędkości radialne gwiazdy *V454 Aur* w funkcji fazy układu. Zwraca uwagę brak w pokryciu obserwacjami znacznej części fazy. Wykres sporządzony w oparciu o Tabelę 7.

zerowego jasności układu oraz kontrolowania pozycji momentu minimum. W razie możliwości próbowano dopasować także krzywą blasku z jednym minimum. Dopasowania te jednakże z oczywistych powodów należy traktować z dużym dystansem.

3.3.1 Ocena temperatury

Ponieważ w wypadku gwiazdy *V454 Aur* nie będzie możliwe dopasowanie na podstawie krzywej blasku temperatury składnika wtórnego T_2, dlatego poprzestano na próbie oszacowania obydwóch temperatur w oparciu o fotometrię Strömgrena i wskaźniki UBV. Niezbędne dane fotometryczne tego układu zestawiono w Tabeli 9.

Tabela 9: Zestawienie ważniejszych danych fotometrycznych gwiazdy *GT UMa*. Opis taki jak w Tabeli 4.

Bazy	Dane	
Simbad	B_S	8.17
	V_S	7.65
Tycho	B_T	8.316
	V_T	7.704
	$(B-V)_T$	0.573
Tycho	$b-y$	0.357
	c_1	0.353
	β	—
Dane wyznaczone		
	$(B_S - V_S)$	0.52
	$B_T - V_T$	0.612
	$(B_T - V_T)_J$	0.5202
	$\langle B_T - V_T \rangle$	0.61
	$\langle B_T - V_T \rangle_J$	0.52
	$\langle B_T - V_T \rangle^{LC}$	0.61
	$\langle B_T - V_T \rangle_J^{LC}$	0.52

Jak w przypadku *DV Boo*, określeniu temperatury T_1 dla *V454 Aur* posłużyła fotometria Strömgrena. W oparciu o siatkę $(b-y)$ vs. c_1 Kubiaka otrzymano temperaturę $T_1 = 5880 \pm 100$ K. Ponieważ w bazie danych *VizieR* nie znaleziono jakichkolwiek wzmianek o błędach tych wskaźników, dlatego powyższy błąd temperatury oszacowano na podstawie typowych wartości błędów c_1 i $(b-y)$. Według Moon i Dworetsky (1985) wartości typowych błędów c_1 i β wynoszą $\Delta c_1 \cong 0.015$, $\Delta\beta \cong 0.010$. Wartości błędów $(b-y)$ nie znaleziono w tej pracy, więc spróbowano je oszacować w oparciu o błędy wspomnianych wskaźników c_1 i β. Za $\Delta(b-y)$ przyjęto ostatecznie zaokrągloną wartość Δc_1, która wyniosła $\Delta(b-y) = 0.02$. Błąd temperatury oszacowano w ten sposób, że sprawdzano o ile zmniejszy/zwiększy sie temperatura gwiazdy, jeśli zmniejszy/zwiększy się wartość wskaźników o wspomniane wartości błędów. Średnia z oszacowanych różnic temperatur stanowiła bład temperatury ΔT_1.

Z kolei w oparciu o wskaźniki $(b-y)$ w tabeli Poppera (1980), metodą interpolacji linowej, temperaturę składnika głównego określono na $T_1 = 6060 \pm 100$ K. Błąd oszacowano zakładając tę samą wartość błędu $\Delta(b-y) = 0.020$ i określając interpolacyjnie różnice temperatury odpowiadające zmniejszaniu/zwiększaniu wartości wskaźnika $(b-y)$ o wartość jego błędu. Zaokrąglone różnice stanowiły następnie błąd ΔT_1. Wyznaczone temperatury T_1 są ze sobą zgodne, choć ich precyzja nie jest wysoka. Ostateczna wartość temperatury stanowiła zaokrąglona średnia tych dwóch wartości temperatur $T_1 \cong 6000 \pm 100$ K.

Brak drugiego minimum w krzywej blasku powoduje niemożność określenia temperatury T_2 składnika wtórnego. Spróbowano jedynie oszacować wartość temperatury T_{1+2} w oparciu o wskaźniki $(B-V)$, a następnie w oparciu o wzór (2) oszacować temperaturę T_2. Wykorzystano tu wskaźniki barwy $(B-V)$ pochodzące z bazy *Simbad*, kolory B_T, V_T katalogu *Hipparcos/Tycho* w bazie danych *VizieR* oraz uśredniając wskaźniki w oparciu o krzywe blasku w pasmach B_T i V_T. Wartości te zamieszczone są w Tabeli 9. Widać z niej, że, podobnie jak w przypadku *DV Boo*, także i tu niepewnośc budzi wskaźnik $(B-V)_T$ katalogu *Tycho*. W dalszym rozważaniu gwiazdy *V454 Aur* zdecydowano się więc nie brać pod uwagę tej wartości. Reszta wskaźników ma właściwie identyczne wartości $(B-V)$=0.52. Ponadto niezmienność wartości wskaźników barwy przy uśrednianiu wskaźników we wszystkich fazach i w fazach poza zaćmieniem może dowodzić bardzo zbliżonej temperatury obu składników układu. Temperatura T_{1+2} określona na podstawie tablic Poppera (1980) wyniosła ≅6160 K, natomiast na podstawie Kubiaka (1994) ≅6200 K. Ponieważ standardowy błąd wskaźnika $(B-V)$ wynosi $\Delta(B-V) = 0.02$, więc błąd tak wyznaczonych wartości temperatury, w oparciu o stosowaną wcześniej interpolację liniową, wyniósł odpowiednio 100 K. Ostateczna uśredniona wartość temperatury T_{1+2} wyniosła 6200±100 K. Oszacowana na podstawie wzoru (2) temperatura składnika wtórnego, zakładając równe promienie, wyniosła $T_{1+2} \cong 6400 \pm 100$ K. Z tego zgrubnego szacowania wydaje się więc, że składnik wtórny jest gorętszy niż składnik główny układu.

3.3.2 Modelowanie układu

Po załadowaniu plików z zawierających krzywą blasku H_P i pomiarami prędkości oraz ustaleniu typu układu na rozdzielony, należało także wypełnić pozostałe parametry fizyczne, które były znane w oparciu o literaturę. W Tabeli 10 umieszczono wszystkie ważniejsze parametry początkowe układu *V454 Aur*.

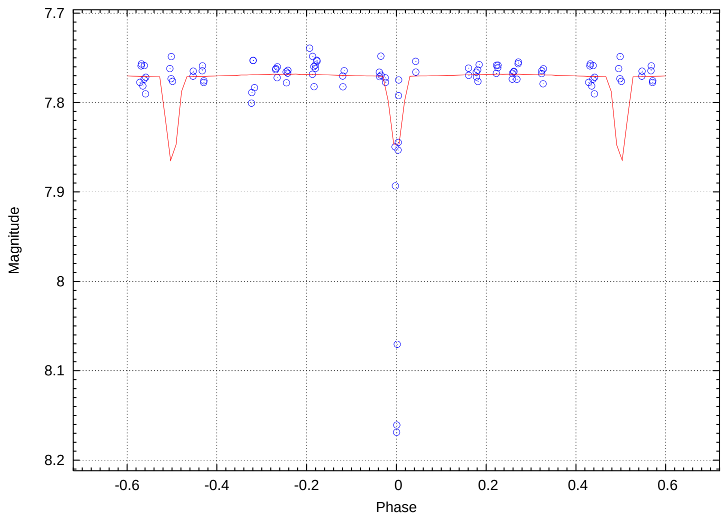
Tabela 10: Ważniejsze parametry początkowe programu *PHOEBE* dla gwiazdy *V454 Aur*.

P [d]	27.0197
Min I [HJD]	2448502.200
T_1 [K]	6000
T_2 [K]	6400
a [R$_\odot$]	10.0
q	1.0
i [°]	80.0
$\log g_1$, $\log g_2$ [cgs]	2.310

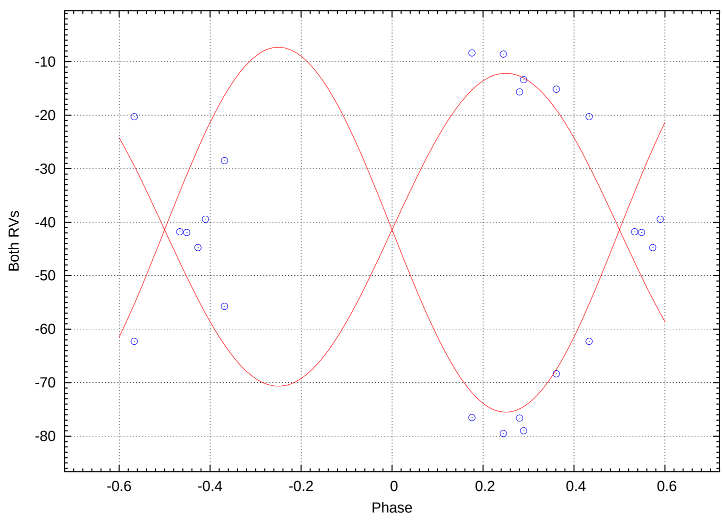
Na początku modelowania spróbowano dopasować przebieg jasności układu poza zaćmieniami. W dopasowaniu nie uwzględniono wogóle potencjałów na powierzchniach obu gwiazd z racji braku jednego z minimów. Pamiętać należy, że od wartości potencjałów na powierzchni zależą rozmiary gwiazd. Rezygnując z dopasowania ich wartości stracona jednocześnie została jakakolwiek informacja o promieniach obydwu gwiazd.

Zasadniczym krokiem modelowania było dopasowanie parametrów orbitalnych, tzn. stosunku mas q, półosi wielkiej orbity a i prędkości systemowej układu γ. Dopasowywano jednocześnie wartość jasności układu, aby cały czas jej poziom poza zaćmieniami został zachowany. Dopasowane przez *PHOEBE* wartości parametrów orbitalnych wyniosły $q = 0.85$, $a = 34.35$ R$_\odot$ i $\gamma = -41.41$ km/s. Rysunki 15 i 16 pokazują wygląd dopasowania krzywej blasku i prędkości radialnych. W przypadku krzywej prędkości dopasowanie jest niewystarczające, gdyż nie uwzględniono ekscentryczności orbity układu. Ponadto wydaje się, że potrzebne byłoby skorygowanie wartości momentu minimum, co poskutkowałoby także przesunięciem wykresu wzdłuż osi poziomej. Wykres krzywej blasku uwidacznia dopasowanie jasności układu, ale brak dopasowania w minimum.

W następnym etapie spróbowano określić dokładniej kształt orbity układu poprzez dopasowanie wartości ekscentryczności e i argumentu periastronu ω wyrażonego w radianach. Ponieważ wykres syntetyczny prędkości radialnych wydawał się przesuniety względem obserwacji nieco w lewo (Rysunek 16), dlatego spróbowano dodatkowo wstępnie przesunąc go, dopasowując odpowiednie przesunięcie w fazie $\Delta\phi$. W dopasowywaniach tych uczestniczyły ponadto parametry orbitalne i jasność układu, gdyż wprowadzenie niezerowej ekscentryczności i niezerowej wartości ω bardzo utrudnia dopasowanie przebiegu krzywej prędkości modelowanej i obserwacyjnej, której kształt jest dość skomplikowany. Ostatecznie otrzymano następujące wartości parametrów orbitalnych: $q = 0.95$, $a = 44.86$ R$_\odot$, $\gamma = -43.21$ km/s, $e = 0.28$ i przesunięcie w fazie $\Delta\phi = 0.034$.

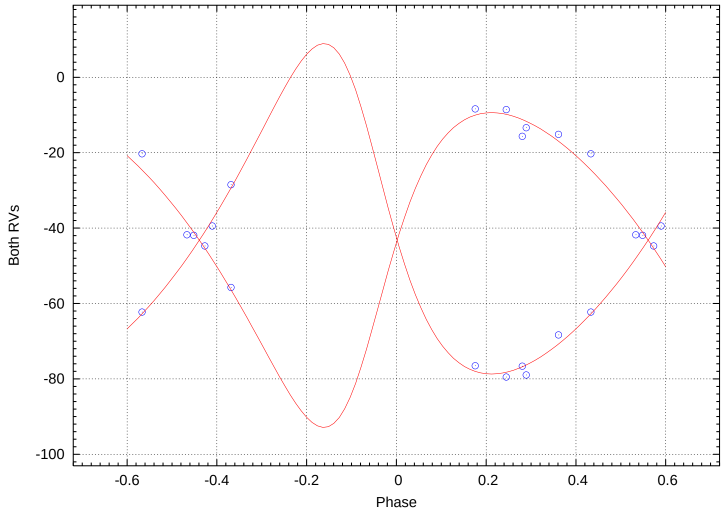


Rysunek 15: Dopasowanie krzywej blasku *V454 Aur* po dostosowaniu parametrów orbitalnych układu.



Rysunek 16: Wygląd dopasowania prędkości radialnych układu *V454 Aur* dla dopasowanych wartości parametrów orbitalnych (opis w tekście).

Na Rysunku 17 pokazano dopasowane krzywe prędkości radialnych układu. Widać, że krzywe te dość dobrze opisują przebieg prędkości pochodzących z obserwacji, czego nie można powiedzieć o krzywej blasku, która wykazuje przesunięcie w lewo względem minimum wtórnego, a także niedopasowanie głębokości i szerokokści minimum. Ponieważ przesunięcia wykresów dokonywane były o pewną część fazy, dlatego należało je następnie "przetłumaczyć" na odpowiednią wartość momentu minimum, dopasowując w programie jego wartość. Niestety dopasowana wartość daty juliańskiej Min I=2448503.120 HJD nie jest wystarczająca i wykres dopasowanej krzywej blasku nadal wykazuje przesunięcie w lewą stronę, którego nie można było się pozbyć. Może to być spowodowane przede wszystkim źle dostosowaną wartością długo-



Rysunek 17: Krzywa dopasowania do prędkości radialnych układu *V454 Aur* dla dostosowanych wartości parametrów orbitalnych, po dodaniu niezerowej ekscentryczności.

ści periastronu ω, którego zmiany powodują przesunięcie minimum krzywej blasku, ale także niedokładnie wyznaczoną wartością minimum głównego lub niepewnościami w wyznaczonym okresie układu. Natomiast krzywa prędkości radialnych znacząco się nie zmieniła od tej na Rysunku 17, podobnie było z wyznaczonymi parametrami układu.

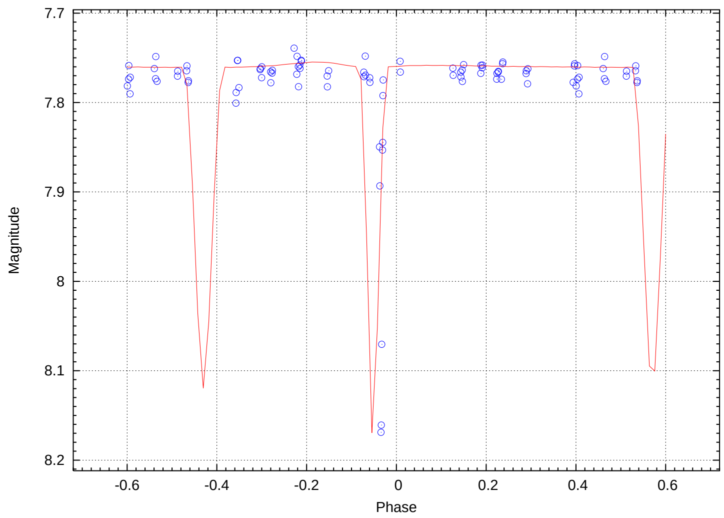
W celu zgrubnego oszacowania nachylenia orbity układu spróbowano dopasować jedyne dostępne minimum fotometryczne. Inklinacja siągnęła wartość $i \cong 85°$. Po tej operacji należało także ponownie poprawić wcześniej dopasowywane parametry układu (parametry orbitalne, jasność i moment minimum). Osiągnięta krzywa blasku przedstawiona została na Rysunku 18.

Jak wspomniano wcześniej, krzywa blasku w wypadku tego układu, z racji braku dostatecznych danych obserwacyjnych i niemożności identyfikacji minimów, nie miała tak dużego znaczenia w pracy jak krzywa prędkości radialnych. Dlatego zaniechano dokładniejszego dopasowania jej przebiegu, skupiając się bardziej na wyznaczeniu podstawowych parametrów układu na podstawie krzywych prędkości radialnych.

W ostatnim etapie modelowania przeprowadzano kolejne coraz dokładniejsze dopasowania krzywych prędkości radialnych. Poprawiło to uzyskane parametry fizyczne układu, choć wygląd dopasowania krzywych w zasadzie się nie zmienił od tego przedstawionego na Rysunku 17. Zestawienie ostatecznych ważniejszych wartości dopasowanych parametrów fizycznych układu przedstawia Tabela 11.

3.3.3 Ocena dopasowania

Z tabeli zestawienia parametrów fizycznych układu *V454 Aur* widać, że dopasowanie modelu układu nie jest zadowalające. Niepewność w wyznaczonych wielkościach wniosł niewątpliwie brak kompletnej krzywej blasku, co uniemożliwiło zmniejszenie błędów wyznaczonych parametrów. Na dokładność miało też wpływ bardzo sła-



Rysunek 18: Wygląd dopasowania krzywej blasku układu *V454 Aur*. Widoczne przesunięcie w lewo wykresu syntetycznego względem obserwacji.

Tabela 11: Końcowe parametry modelowania układu *V454 Aur* oraz porównane z nimi parametry z pracy Griffina (2001). Na dole zestawione są wielkości σ dopasowanych krzywych dla kolejno: krzywej blasku LC, prędkości radialnych składnika głównego $RV1$ i wtórnego $RV2$.

	Brożek		Griffin	
Parametr	Wartość	Błąd	Wartość	Błąd
Min I [HJD]	2448503.14	0.09	2451823.834	0.014
$M_1 \sin^3 i$ [$M_\odot$]	0.81	0.09	1.163	0.009
$M_2 \sin^3 i$ [$M_\odot$]	0.77	0.09	1.035	0.006
q	0.95	0.03	0.890	0.004
T_1 [K]	6000	100		
T_2 [K]	6400	100		
a [$R_\odot$]	44	2		
i [°]	85	6		
γ [km/s]	-43.2	0.4	-40.43	0.05
e	0.27	0.03	0.3790	0.0013
ω [°]	146	15	229.59	0.26
Wariancja dopasowanych krzywych				
σ_{LC}	0.076602			
σ_{RV1}	1.709623			
σ_{RV2}	2.587040			

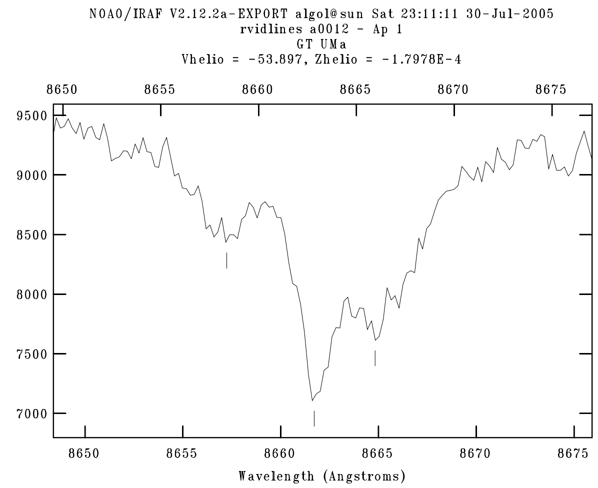
be pokrycie obserwacyjne znacznej części krzywych prędkości radialnych. Pamiętać należy, że model ten wogóle nie uwzględnia różnic temperatur obydwóch składników, które mają decydujący udział w stosunkach minimów. Warto zauważyć, że nie określono w tym modelu średnic obu gwiazd z powodu trudności w dopasowywaniu przebiegu minimów w krzywej blasku. Wyznaczone przez *PHOEBE* wielkości błędów z pewnością powinny być większe. Dowodzi tego porównanie uzyskanych parametrów z tymi z pracy Griffina (2001). Widać, że stosunki mas mają podobne wartości (mimo, że nie mieszczą się w granicach błędów), natomiast same wartości mas różnią się znacznie od siebie. Są to dość poważne różnice, które mogą wynikać z bardzo słabego pokrycia czasowego dostępnego materiału obserwacyjnego w przypadku tej gwiazdy. W porównaniu z nim materiał z pracy Griffina charakteryzował się bardzo dobrym pokryciem wszystkich faz układu, dlatego zdecydowanie wyniki w jego pracy należy uważać za znacznie bliższe rzeczywistości.

W wynikach zwraca uwagę także znaczna różnica w wartościach długości periastronu. Jest to zapewne spowodowane źle dopasowaną wartością. Manipulowanie tymi wielkościami sprawiało dość dużo trudności i możliwe, że wartość ta odbiega znacznie od rzeczywistej.

Przykład *V454 Aur* pokazuje jak mało dokładne mogą okazać się parametry układów zaćmieniowych, w przypadku kiedy występują poważne braki w danych obserwacyjnych. Niewątpliwie większa ilość obserwacji fotometrycznych i spektralnych mogłaby znacznie polepszyć dopasowanie modelu układu, niestety na podstawie dostepnych danych otrzymany model niekiedy znacznie się różni od porównywanego modelu w pracy Griffin (2001).

3.4 *GT UMa*

Gwiazda stanowi podwójny układ zaćmieniowy typu *β Lyrae* (wg bazy *Simbad*). Obserwacje spektroskopowe ujawniają jednak obecność trzeciego składnika (Rysunek 19). Nie jest jednak do końca jasne czy jest on fizycznie związany z rozpatrywanym układem podwójnym, czy stanowi jedynie gwiazdę tła, która przypadkowo znalazła się na linii widzenia układu.



Rysunek 19: Potrojona linia wapnia CaII 8662.140 Å układu *GT UMa*. Pionowe kreski pokazują środki każdej z trzech linii.

Wykorzystano łącznie 18 uśrednionych widm: jedno z 1999 roku, dwa z 2000, 10 z 2001, 4 z 2002 i jedno z 2003 roku. Uśrednieniu poddawane były najczęściej po dwa lub trzy widma. Następnie za pomocą tasku `rvidlines` w pakiecie *IRAF* wyznaczano prędkości radialne wszystkich trzech komponentów w oparciu o trzy linie wapnia CaII. Profile tych linii tworzą blendę, która sprawiała dużą trudność w rozkładaniu jej na składowe i określaniu ich pozycji, a tym samym wprowadzało większą niepewność do wyznaczonych w ten sposób prędkości radialnych. W zblendowanych liniach wyróżnić można silną i dość wąską należącą do jednego składnika (nazywanego dalej *głównym składnikiem spektroskopowym*), którego prędkości mają najmniejszą amplitudę, oraz dwie słabsze i szersze o porównywalnych natężeniach, których amplitudy prędkości są wyraźnie większe. Linie te pojawiają się regularnie po dwóch stronach linii silniejszej. Porównywalne natężenia słabszych linii powodowały dodatkowe utrudnienie w początkowej identyfikacji odpowiadających im składników. Najmniejsza wartość amplitudy prędkości głównego składnika spektroskopowego może świadczyć, że, o ile jest on związany z układem zaćmieniowym, to stanowi najbardziej masywny składnik *GT UMa*. Dodatkowo dość wąskie profile linii mogą świadczyć, że być może jest to wyewoluowana gwiazda będąca olbrzymem. Gwiazda ta, z racji swych rozmiarów, nie mogłaby znajdować się wewnątrz tak ciasnego układu o okresie około 1 dnia. Może jednak stanowić składnik związany z układem, ale znajdujący się w większej odległości.

Okres układu zaćmieniowego *GT UMa* wyznaczony w oparciu o obserwacje *Hipparcosa* na podstawie krzywej blasku w paśmie H_P wynosi $P = 1.1647200$ dnia, a moment wyznaczenia minimum głównego Min I=2448500.0000 (Tabela 1). W ostatniej pracy na temat tego układu, autorstwa Mikuz et al. (2004), wyznaczono dokładniejsze wartości tych wielkości na podstawie naziemnej fotometrii CCD: $P = 1.164708$ dnia i Min I=2452278.522. Pobieżna analiza krzywej blasku w paśmie H_P, po zastosowaniu powyższego okresu i momentu minimum, ukazuje dwa wyraźne minima odpowiadające układom podwójnym typu β *Lyrae* lub *W UMa* (Rysunek 20). Wartość okresu wydaje się więc być zgodna z wartościami dla układów tego typu. Z kolei lokalizacja minimów w okolicy fazy 1.0 i 0.5 sugeruje kołowe lub zbliżone do kołowych orbity gwiazd. Widoczne jest dość dobre pokrycie obserwacyjne faz orbitalnych układu, bez większych przerw, czy większej liczby znacznie odstających danych. Można stąd wnioskować, że poprawiona wartość okresu i momentu minimum są zbliżone do wartości rzeczywistych. Dlatego w dalszej analizie, a także na początkowych etapach procesu modelowania układu postanowiono zastosować wartości wspomnianych wielkości z pracy Mikuz et al. (2004).

Ponieważ układ *GT UMa* wydaje się być układem spektroskopowo potrójnym i jednocześnie stanowi układ podwójny zaćmieniowy, dlatego, należało "wyłuskać" z trzech otrzymanych prędkości radialnych dwie, które odpowiadają ruchom składników tworzących układ zaćmieniowy. W tym celu sprawdzono prędkościom których składników odpowiada okres wyznaczony w oparciu o krzywą blasku. Okazało się, że dla dwóch słabszych składników widma *GT UMa* krzywe prędkości radialnych tworzą dwie podobne sinusoidy, przesunięte względem siebie o pół okresu. Wydaje sie być to zgodne z wcześniejszym przypuszczeniem co do kołowej orbity układu zaćmieniowego. Natomiast prędkości radialne głównego składnika spektroskopowego nie wykazywały żadnej regularności dla zastosowanego okresu. Krzywe blasku także nie wykazują jakichkolwiek oznak innej niż wyliczonej okresowości.

W dalszych rozważaniach udział głównego składnika spektroskopowego w modelowanym układzie zaćmieniowym przejawiał się jedynie w dopasowaniu jego wpływu jako tzw. *trzecie światło*, czyli dodatkowe źródło promieniowania, które razem z dwoma składnikami układu zaćmieniowego ma swój wkład do krzywej blasku. Pojęcie "masywny składnik" czy "składnik główny" układu *GT UMa* utożsamiano ze składnikiem głównym (bardziej masywnym) rozpatrywanego podwójnego układu zaćmieniowego.

Za pomocą `rvidlines` uzyskano łącznie 28 pomiarów prędkości radialnych składników układu zaćmieniowego: 16 dla składnika głównego oraz 12 dla wtórnego. Z powodu wpływu szumów i niejednoznaczności w określaniu centrów silnie zblendowanych linii, odrzucono od reszty pomiarów 3 pomiary prędkości (2 składnika głównego i 1 wtórnego) uzyskując w konsekewncji 25 pomiarów prędkości. Wartości pomiarów prędkości radialnych *GT UMa* zamieszczono w Tabeli 12.

Tabela 12: Pomiary prędkości radialnych składnika głównego v_{r1}, składnika wtórnego v_{r2} i ich błędy $\sigma_{v_{r1}}$ i $\sigma_{v_{r2}}$ układu *GT UMa*. Symbolem † oznaczono prędkości odrzucone z powodów szumów i niedokładności w wyznaczaniu prędkości z silnie zblendowanych linii, natomiast linie poziome — oznaczają brak wyznaczonych prędkości danego składnika z racji braku widoczności odpowiadającej mu linii (por. Tabela 7).

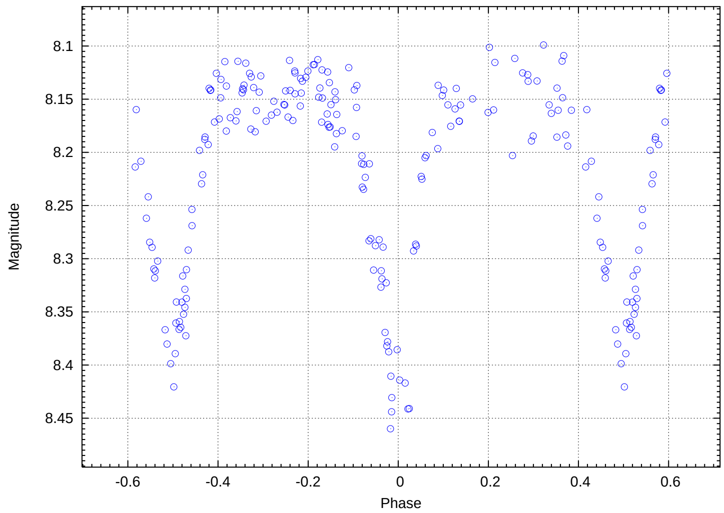
HJD [d]	v_{r1} [km/s]	$\sigma_{v_{r1}}$ [km/s]	v_{r2} [km/s]	$\sigma_{v_{r2}}$ [km/s]
2451537.69521	18.4	1.7	—	—
2451626.40675	-134.2	6.1	69	5
2451627.43918†	—	—	-95.7†	2.4†
2451913.50276	36.8	5.3	-117	5
2451914.56838	-4.6	3.7	—	—
2451920.56717	83.4	3.4	-136	21
2451972.47599	-176.8	4.3	72	6
2451973.44602	-100.9	0.6	6.9	1.5
2451977.46345	-21	3	—	—
2452070.31812	-193†	5†	80.3	4.2
2452072.29235	36.5	7.1	-103	2
2452266.57116	95	6	-154	5
2452334.60585	-148.2	0.1	56	5
2452337.47484	68.9	8.1	—	—
2452413.34981	79	12	-160	9
2452569.60994	30	5	-116.7	7.1
2452976.46180	-232†	7†	—	—

W Tabeli 13 zgromadzono dla formalności uzyskane prędkości radialne głownego składnika spektroskopowego. Oznaczono je w pracy jako v_{r0}. Wg pracy W. Dimitrowa (kontakt prywatny) okres orbitalny tego składnika jest równy P=23.42 dni. Jednak zastosowanie tej wartości okresu nie ujawniło żadnej periodyczności w wyznaczonych prędkościach radialnych.

Wspomnianą krzywą blasku gwiazdy *GT UMa* z Rysunku 20 uzyskano, podobnie jak w przypadku *DV Boo* z katalogu *Hipparcos/Tycho*. Widoczny jest na niej silny wpływ zniekształcenia powierzchni obu gwiazd przez siły pływowe. W Tabeli 14 zawarto wszystkie punkty obserwacyjne w paśmie H_P, które posłużyły do sporządzenia krzywej blasku.

Tabela 13: Pomiary prędkości radialnych v_{r0} i ich błędy $\sigma_{v_{r0}}$ głównego składnika spektroskopowego układu *GT UMa*.

HJD [d]	v_{r0} [km/s]	$\sigma_{v_{r0}}$ [km/s]
2451537.69521	-57.0	2.7
2451626.40675	-23.9	2
2451627.43918	-31.8	1.4
2451913.50276	-52.7	2.6
2451914.56838	-53.7	1
2451920.56717	-50.8	2
2451921.53414	-50.91	0.33
2451972.47599	-49.32	0.61
2451973.44602	-46.0	1.8
2451977.46345	-50.0	1.3
2452072.29235	-27.9	2.1
2452070.31812	-28.8	2
2452266.57116	-59.1	2.1
2452334.60585	-54.1	2.1
2452337.47484	-59.5	1.7
2452413.34981	-47.3	2.6
2452569.60994	-49.8	2.3
2452976.46180	37	2



Rysunek 20: Krzywa blasku *GT UMa* w paśmie H_P dla okresu $P = 1.164708$ dnia (Mikuz et al. 2004).

3.4.1 Ocena temperatury

Z powodu braku jakichkolwiek danych z fotometrii Strömgrena dla tego układu, określono jedynie temperaturę obu składników na podstawie johnsonowskich wskaźników $(B - V)$. Warto jednak pamiętać, że udział głównego składnika spektroskopowego przejawia się w widmie układu silnymi liniami. Zastosowanie więc fotometrii Strömgrena w przypadku tego układu wniosłoby poważne przekłamania, gdyż określona temperatura odpowiadałaby głównemu składnikowi spektroskopowemu, który przecież nie należy do rozpatrywanego układu zaćmieniowego. Widmo ciągłe

Tabela 14: Jasności *GT UMa* w paśmie H_P i jej błędy σ_{H_P} w jednostkach magnitudo, w funkcji daty juliańskiej. Symbolem † oznaczono dane w okolicach fazy 0.1 i 0.3, które odrzucono z powodu zbytniego odstawania od krzywej blasku.

HJD [d]	H_P	σ_{H_P}
2447875.54468	8.1781	0.018
2447875.55900	8.1608	0.017
2447888.34325	8.1161	0.018
2447888.35757	8.1291	0.018
2447888.44646	8.1422	0.018
2447929.65994	8.1706	0.016
2447929.73453	8.1624	0.024
2447929.74883	8.1601	0.017
2447936.22304	8.1235	0.019
2447936.23737	8.1564	0.019
2447936.31192	8.1763	0.016
2447936.32624	8.1948	0.016
2447936.40080	8.2347	0.016
2447936.41512	8.2831	0.018
2447936.57858	8.1813	0.017
2447936.59290	8.1965	0.017
2447976.11928	8.4409	0.040
2447976.19382	8.1369	0.016
2447976.20817	8.1414	0.019
2447976.28271	8.1497	0.016
2447995.83169	8.2877	0.022
2447995.84601	8.3267	0.017
2448026.74876†	8.5044†	0.023†
2448026.76309	8.3605	0.017
2448026.83763	8.1878	0.016
2448026.85199	8.1417	0.018
2448063.08807†	8.3755†	0.060†
2448063.10239	8.1707	0.016
2448063.17695	8.1449	0.019
2448063.19130	8.1304	0.019
2448063.26584	8.1344	0.018
2448063.28017	8.1431	0.016
2448063.35473	8.2113	0.017
2448063.36907	8.2108	0.016
2448081.20983	8.2030	0.026
2448081.40192	8.1598	0.023
2448081.47652	8.3668	0.018
2448081.49080	8.3987	0.023
2448081.56537	8.1981	0.016
2448081.57968	8.1856	0.021
2448081.75748	8.1519	0.018
2448133.10643	8.1176	0.018
2448133.12077	8.1481	0.017
2448133.28421	8.3189	0.018
2448133.29854	8.3781	0.022
2448133.37310	8.2880	0.017
2448133.38745	8.2252	0.018
2448133.46199	8.1755	0.018
2448133.47633	8.1399	0.017
2448152.49669	8.3181	0.016
2448152.57127	8.3522	0.022
2448186.33709	8.3591	0.020
2448186.35140	8.3288	0.018
2448217.16809	8.4439	0.016
2448217.18243	8.3856	0.017
2448235.22312	8.3802	0.019
2448235.31198	8.2295	0.016
2448235.38656	8.1674	0.016
2448235.40088	8.1704	0.016
2448274.84045	8.4205	0.021
2448274.91504	8.2211	0.020
2448274.92936	8.1927	0.017
2448275.00393	8.1616	0.017
2448275.01825	8.1402	0.017

HJD [d]	H_P	σ_{H_P}
2448275.09282	8.1650	0.021
2448275.10712	8.1622	0.016
2448275.18170	8.1294	0.021
2448280.69267	8.3457	0.025
2448280.78154	8.1686	0.021
2448280.79586	8.1147	0.024
2448280.87041	8.1391	0.021
2448280.88475	8.1434	0.015
2448280.95931	8.1668	0.016
2448281.04821	8.1489	0.018
2448281.06252	8.1738	0.017
2448281.13710	8.1371	0.023
2448281.15140	8.2327	0.016
2448322.52750	8.2418	0.022
2448322.54182	8.3096	0.021
2448322.61639	8.3162	0.025
2448322.63071	8.2919	0.020
2448336.74672	8.1440	0.021
2448371.22782	8.1116	0.022
2448371.30237	8.0990	0.016
2448371.31670	8.1553	0.025
2448400.00048	8.3114	0.026
2448400.01483	8.3820	0.018
2448400.08939	8.2864	0.021
2448400.10370	8.2226	0.020
2448474.55466	8.3226	0.026
2448474.56900	8.4306	0.025
2448474.65790	8.2030	0.024
2448474.73244	8.1591	0.023
2448474.74678	8.1554	0.026
2448474.82132	8.1012	0.018
2448474.83567	8.1154	0.025
2448474.99910	8.1604	0.023
2448475.01342	8.1090	0.023
2448475.17689	8.3407	0.024
2448475.19123	8.3408	0.023
2448475.26577	8.1413	0.022
2448475.28014	8.1257	0.018
2448486.19882	8.3693	0.016
2448486.30203	8.2050	0.024
2448486.39090	8.1708	0.022
2448486.55440	8.1253	0.016
2448486.56867	8.1331	0.025
2448486.64327	8.1396	0.016
2448486.65759	8.1486	0.019
2448486.73215	8.2083	0.016
2448486.74647	8.2619	0.021
2448486.82105	8.3893	0.016
2448486.83535	8.3646	0.018
2448486.99881	8.1367	0.018
2448487.01315	8.1257	0.021
2448487.10204	8.1549	0.025
2448557.67570	8.1633	0.018
2448557.69002	8.1857	0.016
2448557.76460	8.2137	0.018
2448581.49091	8.1330	0.018
2448581.50522	8.1235	0.024
2448581.57981	8.1644	0.017
2448581.59414	8.1796	0.018
2448617.57222	8.1700	0.022
2448617.64679	8.1716	0.017
2448617.66109	8.1639	0.016
2448617.73570	8.1850	0.019
2448617.74999	8.2106	0.016

HJD [d]	H_P	σ_{H_P}
2448617.82459	8.4599	0.021
2448627.77941	8.3374	0.026
2448627.79376	8.2537	0.023
2448627.86830	8.1487	0.023
2448627.88263	8.1799	0.023
2448627.95719	8.1806	0.026
2448628.04607	8.1135	0.021
2448628.06045	8.1253	0.021
2448669.43635	8.1893	0.026
2448669.45070	8.1329	0.016
2448669.52525	8.1836	0.021
2448669.53959	8.1604	0.018
2448669.61416	8.2845	0.024
2448669.62847	8.3114	0.016
2448678.23551	8.1551	0.018
2448678.24980	8.1824	0.015
2448678.32437	8.2235	0.019
2448678.33870	8.2812	0.015
2448678.41326	8.4142	0.024
2448678.42758	8.4169	0.025
2448716.35600	8.1398	0.016
2448716.43054	8.1144	0.016
2448716.44487	8.1411	0.017
2448738.91077	8.3107	0.027
2448738.92504	8.2822	0.018
2448738.99964	8.4412	0.022
2448739.01395	8.2927	0.018
2448739.08849	8.1465	0.024
2448739.10281	8.1553	0.019
2448767.87527	8.1174	0.016
2448767.88961	8.1395	0.016
2448767.96417	8.1203	0.016
2448767.97852	8.1412	0.016
2448768.05304	8.2891	0.023
2448768.06734	8.3875	0.016
2448809.19152	8.1269	0.018
2448809.20587	8.1846	0.021
2448809.28043	8.1142	0.018
2448809.29477	8.1940	0.025
2448809.47255	8.3724	0.026
2448823.36175	8.2893	0.020
2448823.37605	8.3022	0.021
2448823.45066	8.3103	0.024
2448823.46496	8.2689	0.019
2448823.80123	8.1224	0.017
2448823.81552	8.1244	0.021
2448823.89012	8.1578	0.021
2448823.90441	8.2033	0.025
2448823.97901	8.4105	0.022
2448960.01820	8.1442	0.019
2448960.09277	8.1760	0.016
2448960.10711	8.1505	0.016
2448976.28116	8.1554	0.023
2448976.29547	8.1417	0.017
2449003.87250†	8.4057†	0.023†
2449003.94708†	8.4520†	0.019†
2449003.96140	8.3664	0.022
2449011.04109	8.1715	0.018
2449011.05543†	8.2562†	0.017†
2449011.30801	8.1128	0.025
2449011.32234†	8.3891†	0.017†
2449052.98704	8.1314	0.021
2449053.00135	8.1376	0.022
2449053.09025	8.1281	0.023

układu jest także znacznie zanieczyszczone wkładem najsilniejszego składnika spektralnego. A więc johnsonowskie wskaźniki barwy jak i wyznaczona na ich podstawie temperatura obu składników układu zaćmieniowego są w rzeczywistości średnią ważoną temperaturą wszystkich trzech komponentów, a nie rzeczywistą temperaturą obu składników układu zaćmieniowego. Brak jakiejkolwiek informacji o wskaźnikach barwy czy typie widmowym głównego składnika spektroskopowego uniemożliwił oszacowanie jego temperatury. Dlatego oszacowaną na podstawie wskaźników $(B-V)$ temperaturę obu gwiazd układu należy traktować z dystansem i pamiętać o znacznym wpływie błędów systematycznych z racji nieuwzględnienia temperatury trzeciego światła pochodzącego od głownego składnika spektroskopowego.

Dostępne dane fotometryczne na podstawie bazy danych *Simbad* oraz katalogu *Hipparcos/Tycho* zestawiono w Tabeli 15. Także i w tym przypadku, aby zwiększyć dokładność wyznaczonej na ich podstawie temperatury składników, oprócz gotowych wskaźników barwy z katalogów *Simbad* i *Hipparcos*, wyznaczono ich wartości także na podstawie uśredniania wskaźników pochodzących z przebiegu jasności w pasmach B_T i V_T w funkcji daty juliańśkiej. Uśrednianie przeprowadzono nie tylko dla faz poza zaćmieniami, ale także dla wszystkich faz, gdyż jak sugeruje praca Mikuz et al.(2004), wskaźnik barwy $(B-V)$ układu zachowuje stałą wartość w ciągu całego okresu orbitalnego. Fakt ten dowodzi bardzo podobnej temperatury obu składników układu. Dlatego wyznaczona na podstawie wskaźników łączna temperatura układu nie powinna znacząco się rożnić od rzeczywistych temperatur każdego ze składników układu.

Tabela 15: Zestawienie ważniejszych danych fotometrycznych gwiazdy *GT UMa*. Opis taki jak w Tabeli 4.

Bazy	Dane	
Simbad	B_S	8.51
	V_S	8.12
Tycho	B_T	8.627
	V_T	8.158
	$(B-V)_T$	0.442
Dane wyznaczone		
	(B_S-V_S)	0.39
	B_T-V_T	0.469
	$(B_T-V_T)_J$	0.399
	$\langle B_T-V_T\rangle$	0.463
	$\langle B_T-V_T\rangle_J$	0.394
	$\langle B_T-V_T\rangle^{LC}$	0.457
	$\langle B_T-V_T\rangle_J^{LC}$	0.388

Jak wynika z tabelki, wartości wskaźników barwy są w zasadzie dość zbliżone do siebie. Wątpliwość budzić może jedynie wskaźnik johnsonowski podany w katalogu *Hipparcosa* $(B-V)_T$. Wydaje się on być wskaźnikiem niepoddanym transformacji wzorem (1), gdyż odstaje znacznie od wartości pozostałych wskaźników, a jego wartość jest zbliżona do wartości wskaźników przed transformacją. Z racji niepewności co do jego wartości nie uwzględniono go przy szacowaniu średniego wskaźnika barwy $(B-V)$ układu. Jego wartość obliczono uśredniając cztery wskaźniki pochodzące z bazy *Simbad* (B_S-V_S), katalogu *Hipparcos/Tycho* $(B_T-V_T)_J$, uśrednionych z krzywych blasku poza zaćmieniami $\langle B_T - V_T \rangle_J$ i dla wszystkich faz $\langle B_T - V_T \rangle_J^{LC}$. Ostatecznie średni wskaźnik $(B - V)$ wyniósł $0^m.39$.

Temperaturę obu gwiazd układu wyznaczono, podobnie jak w przypadku *DV Boo*, na podstawie tablic Poppera i Kubiaka. Ponieważ wartość wyznaczonego średniego wskaźnika barwy układu wypadała gdzieś pomiędzy wartościami w powyższych tablicach, dlatego zdecydowano się na przeprowadzenie prostej interpolacji liniowej wyznaczonych na ich podstawie temperatur. Dla tabeli Poppera wyznaczona w ten sposób temperatura interpolowana wynosi T=6595K, a w przypadku tabel Kubiaka T=6675K, co daje wartość średnią 6635K, którą zaokrąglono do 6600 K. Tę ostatnią wartość przyporządkowano następnie temperaturom obydwóch składników układu T_1 i T_2. Należy pamiętać o niepewnościach tak określonej temperatury. Można oreślic ją w oparciu o niepewności wyznaczonych wskaźników barwy. Zwykle błędy jasności johnsonowskich są rzędu $0^m.01$, co daje $0^m.02$ dla wskaźników barwy. Jednak w przypadku wskaźników wyznaczonych na podstawie pasm B_T i V_T błędy ich przewyższają czasem $0^m.1$, a to odpowiada wartości $0^m.2$ dla wskaźników. Biorąc arbitralną wartość błędu jasności $0^m.1$, posługując sie interpolacją, wzrostowi wskaźnika o tę wartość odpowiada wzrost temperatury o 100 K lub więcej. Widać więc, że określona temperatura jest tylko orientacyjna i należy ją uważać za zgrubne przybliżenie.

3.4.2 Modelowanie układu

Podobnie jak to przeprowadzono w wypadku *DV Boo*, także i tu należało najpierw wybrać wstepnie typ układu, aby program wypełnił domyślnymi wartościami niektóre z jego parametrów fizycznych. Wstępnie określono układ jako rozdzielony (*detached*), choć krzywa blasku sugeruje układ mogący być pośrednim między β *Lyr* i *W UMa*. Za przynależnością do pierwszej z grup przemawia okres układu dłuższy od 1 dnia oraz nieco płaska krzywa blasku poza zaćmieniami, co oznacza niezbyt silne zniekształcenie powierzchni siłami pływowymi spowodowane większą separacją składników. Może to oznaczać, że obie gwiazdy nie wypełniają jeszcze całkowicie swoich powierzchni Roche'a. Z kolei podobieństwo do *W UMa* przejawia się w sinusoidalnych prędkościach radialnych sugerujących kołowe orbity oraz w zbliżonych głębokościach obu minimów.

Poziom zerowy jasności w fazach poza zaćmieniami, użyty do normalizacji strumienia, został ustalony na $8^m.1$. Po wczytaniu do programu plików z prędkościami radialnymi oraz krzywą blasku gwiazdy *GT UMa*, wypełniono wartości niektórych parametrów układu, m.in. poprawione wartości okresu P, daty juliańskiej minimum głównego i oszacowaną wtępną temperaturę T_1 i T_2 obu składników. Dopiero teraz można przeprowadzać dopasowywanie pozostałych parametrów układu. W Tabeli 16 zestawiono wspomniane parametry początkowe oraz ważniejsze parametry, których wartości zostały domyślnie wypełnione przez *PHOEBE*.

Po wykreśleniu obserwacyjnej krzywej blasku zwraca uwagę fakt przesunięcia całego wykresu o pewną wartość w lewo względem fazy $\phi = 0.0$ (widoczne jest to szczególnie dla minimum głównego, Rysunek 20). To oznaczać może, że moment minimum głównego układu lub okres jest wyznaczony nieprecyzyjnie. Może to być tak-

Tabela 16: Parametry początkowe programu *PHOEBE* dla gwiazdy *GT UMa*.

P [d]	1.164708
Min I [HJD]	2452278.522
T_1 [K]	6600
T_2 [K]	6600
a [$R_\odot$]	10.0
q	1.0
i	80.0
$\log g_1$, $\log g_2$ [cgs]	5.040

że spowodowane przesunięciem długości periastronu. Jednak w przypadku *GT UMa* ocena wyglądu przebiegu prędkości radialnych wykazała, że ekscentrycznośc orbit układu musi być bliska zeru ($e = 0.0$), dlatego w dalszych rozważaniach przyjęto tę wartość i nie zmieniano jej w trakcie dopasowywania modelu.

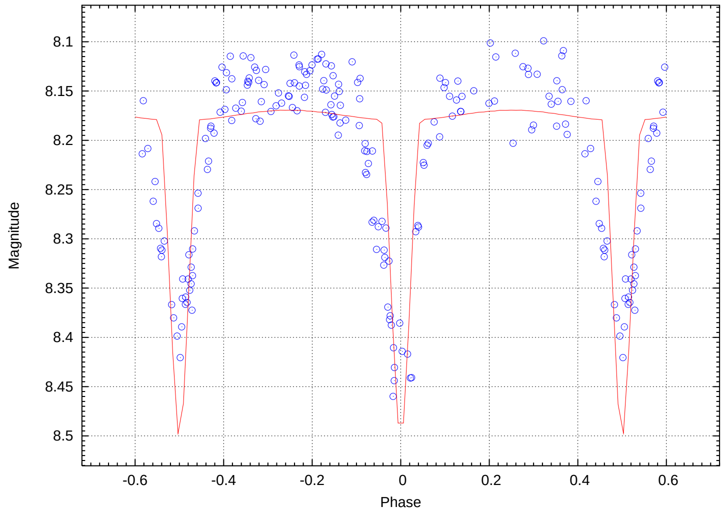
Ponieważ minimum główne dopasowywanej przez *PHOEBE* syntetycznej krzywej blasku ustalane jest domyślnie w fazie 0.0, dlatego należało albo przesunąć odpowiednio krzywą syntetyczną w lewo, albo spróbować przesunąć krzywą obserwacyjną w prawo poprzez dopasowanie np. momentu minimum. Ponieważ w tym wypadku potrzebne są dość drobne przesunięcia rzędu ułamków dni juliańskich, dlatego należało odłożyć te operację do momentu wstępnego dopasowania poziomu krzywych blasku, a szczególnie poziomów momentów zaćmień. Wtedy przesunięcie w dniach juliańskich można oszacować poprzez kontrolowanie jakości dopasowania krzywej, co przeprowadza się w oparciu o parametr σ wyświetlany na bierząco w oknie dopasowywania.

Początkowo dostosowano poziomu jasności krzywej blasku poza zaćmieniami poprzez manipulowanie jasnością układu L. Próbowano także dopasować jasność trzeciego światła L_3 układu, jednakże wyniosła ona początkowo zero. Następnie operowano odpowiednio potencjałami obu składników, aby uzyskać wstępne dopasowanie szerokości i głębokości minimów. Na Rysunku 21 przestawiono uzyskane dopasowanie do obserwowanej krzywej blasku *GT UMa.* Z rysunku widać, że jasność układu poza zaćmieniami nie jest dobrze dopasowana, a dopasowanie minimów także nie jest zadowalające.

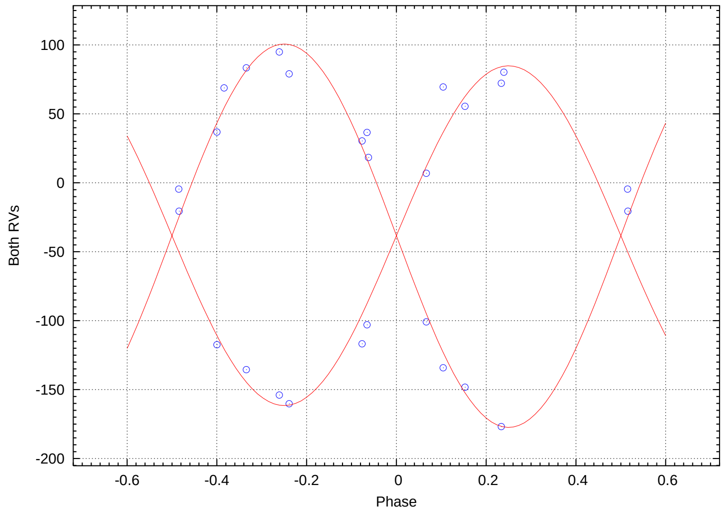
Następnie spróbowano przeprowadzić zasadniczy krok modelowania przez dopasowanie parametrów orbitalnych układu a, q i γ, w oparciu o krzywą prędkości radialnych. Widok dopasowanej krzywej prędkości radialnych przedstawia Rysunek 22, a wartości dostosowanych parametrów orbitalnych wyniosły odpowiednio $q = 1.13$, $a = 6.13$ $R_\odot$ i $\gamma = -38.34$ km/s.

Pobieżna analiza prędkości radialnych, a zwłaszcza amplitud prędkości radialnych potwierdza fakt, składnik mniej masywny jest składnikiem głównym układu (zakrywanym w zaćmieniu głównym — czyli jaśniejszym). Przez to stosunek mas w układzie q jest większy od jedności.

Po dokonanym dopasowaniu parametrów orbitalnych poziom syntetycznej krzywej blasku podniósł się, znacznie, pogarszając dopasowanie. Dlatego w kolejnym etapie należało to poprawić przez zmiany potencjałów i jasności układu, oraz dopa-



Rysunek 21: Krzywa blasku *GT UMa* po wstępnym dopasowaniu potencjałów i jasności układu.

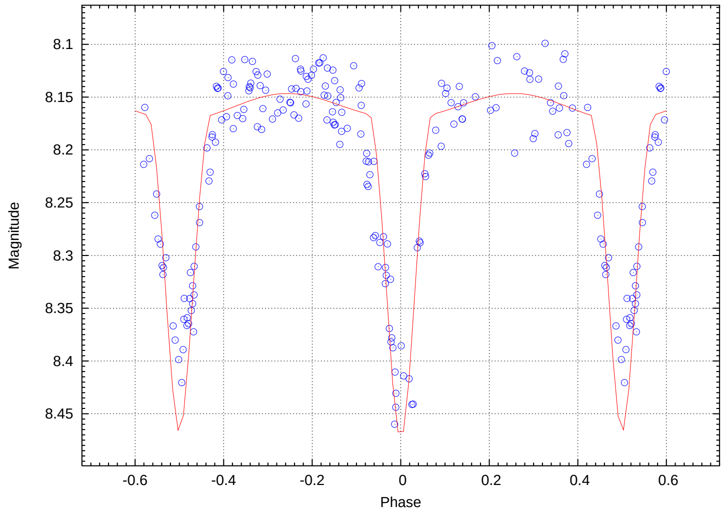


Rysunek 22: Wygląd dopasowania krzywej prędkości radialnych gwiazdy do prędkości radialnych *GT UMa* po dostosowaniu parametrów orbitalnych układu.

sowując poziom trzeciego światła. Wartości parametrów orbitalnych nie zmieniały się. W wyniku dopasowania syntetyczna krzywa blasku coraz dokładniej przybliżała krzywą obserwacyjną, choć stosunki minimów nadal nie były dostosowane (Rysunek 23).

Następnie przeprowadzono jednoczesne dopasowanie parametrów orbitalnych, potencjałów i jasności układu. Jednak ani wartości parametrów, ani tym badziej dopasowane krzywe blasku i prędkości radialnych nie uległy znaczącym zmianom.

Na tym etapie można było spróbować dopasować wspomniany moment minimum głównego, który spowodowałby odpowiednie przesunięcie krzywej i zgranie się momentu minimum z fazą ϕ=0.0. W konsekwencji dostosowana wstępnie wartość



Rysunek 23: Krzywa blasku *GT UMa* po dopasowaniu parametrów orbitalnych, jasności układu, trzeciego światła i potencjałów obu składników.

wyniosła Min I=2452278.517 HJD. Po tej operacji ponownie dopasowywano parametry orbitalne, potencjały i jasność układu.

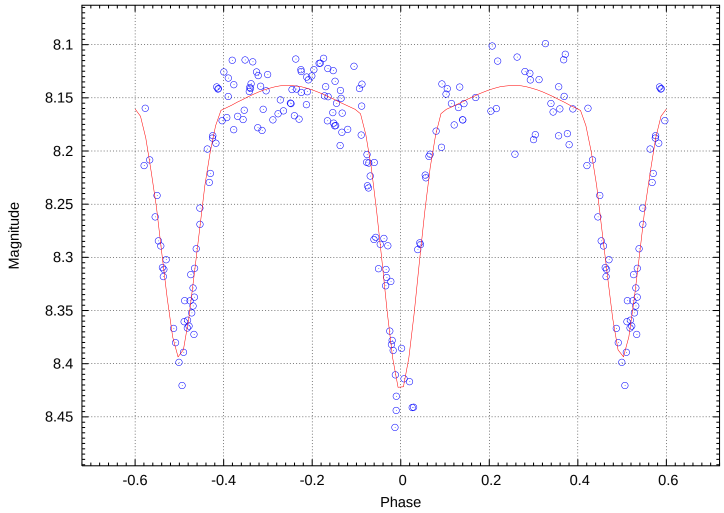
Kolejnym krokiem było dopasowanie głębokości obu minimów poprzez zmianę temperatury składnika drugiego T_2. Ponieważ jednak wszelka zmiana temperatury powoduje przesunięcie jasności całkowitej układu, dlatego po każdym ustaleniu wartości T_2 należało ponownie dopasowywać jasność L i L_3 jak i potencjały obu gwiazd. Ostatecznie najlepsze dopasowanie minimów krzywej blasku otrzymano dla temperatury $T_2 = 6460$. Udział trzeciego światła w dopasowywanym modelu osiągnął około 10% łącznej jasności całego układu. Widać, że jego wartość nie jest więc zaniedbywalna. Wkład L_3 do jasności całkowitej układu nie zmieniał się zasadniczo w dalszych etapach dopasowywania.

Spróbowano dodatkowo dopasować wartości pociemnienia brzegowego, które mogło wpłynąć na brzegi krzywej blasku w pobliżu kontaktów. Przyjęto liniową postać pociemnienia brzegowego dla obu gwiazd w oparciu o wzór:

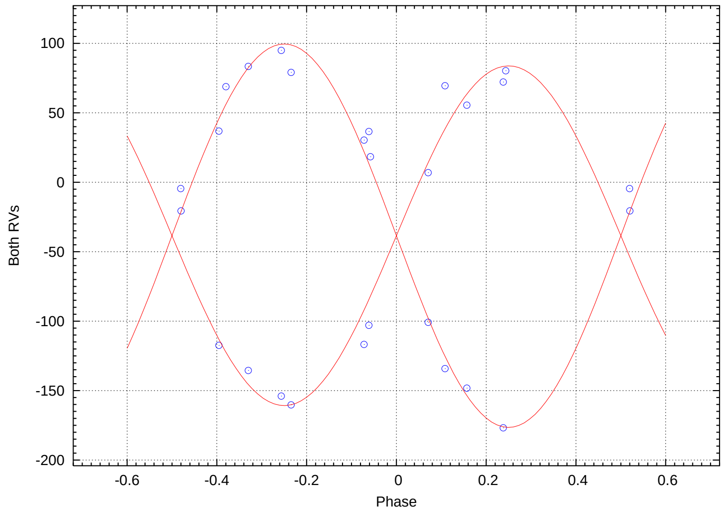
$$I(\theta) = I(0)\,[1 - \chi(1-\mu)] \ , \tag{3}$$

gdzie $I(\theta)$ to natężenie promieniowania w kierunku θ względem kierunku środka tarczy gwiazdy, gdzie $\theta = 0$, a natężenie jest równe $I(0)$. Wielkość $\mu = \cos\theta$, a χ jest współczynnikiem pociemnienia brzegowego, którego wartość dla obu gwiazd jest dopasowywana przez *PHOEBE*. Uzyskane wartości współczynników pociemnienia wyniosły odpowiednio $\chi_1 = 0.24$ i $\chi_2 = 0.31$.

W ostatnim etapie modelowania próbowano także dopasować nachylenie orbity, które wyniosło $i = 75.9°$. Końcowy wygląd dopasowanych krzywych prędkości radialnych i krzywej blasku przedstawiono na Rysunkach 24 i 25. Natomiast najważniejsze parametry fizyczne dopasowanego układu *GT UMa* zamieszczono w Tabeli 17. W niej także zamieszczono dla porównania rezultaty dopasowania z pracy W. Dimitrowa (kontakt prywatny).



Rysunek 24: Ostateczny wygląd krzywej blasku *GT UMa* po dopasowaniu krzywej modelowej przez program *PHOEBE*.



Rysunek 25: Krzywa prędkości radialnych dla obu składników *GT UMa* po ostatecznym dopasowaniu parametrów fizycznych programie *PHOEBE*.

3.4.3 Ocena dopasowania

Uzyskane dopasowanie krzywych prędkości radialnych i krzywej blasku układu jest dalekie od doskonałości, co widać na rysunkach. W przypadku prędkości radialnych, ale także krzywej blasku zwraca uwagę rozrzut niektórych punktów od dopasowanej krzywej. Jeśli chodzi o krzywą blasku, odstawanie pojedynczych punktów nie ma tak dużego wkładu do uzyskanego błędu dopasowania, a tym samym do błędów wyznaczonych parametrów. Powodem tego jest dość duża ilość pomiarów, która znacznie niweluje wpływ pojedynczych punktów na dopasowanie.

Nieco inaczej jest w wypadku krzywej prędkości radialnych. Tutaj ilość punk-

Tabela 17: Końcowe parametry modelowania układu *GT UMa* oraz porównane z nimi parametry z pracy W. Dimitrowa (kontakt prywatny). Na dole zestawione są wariancje σ dopasowania krzywych prędkości radialnych obydwóch składników $RV1$, $RV2$ i krzywej blasku LC.

	Brożek		Dimitrow	
Parametr	Wartość	Błąd	Wartość	Błąd
P [d]	1.164708	0.000005	—	—
Min I [HJD]	2452278.517	0.002	—	—
M_1 [$M_\odot$]	1.045	0.02	0.870	—
M_2 [$M_\odot$]	1.180	0.02	0.890	—
q	1.13	0.03	1.02401	—
T_1 [K]	6600	100	5560	—
T_2 [K]	6460	100	5450	—
R_1 [$R_\odot$]	1.6	0.5	1.390	—
R_2 [$R_\odot$]	1.9	0.7	1.460	—
a [$R_\odot$]	6.08	0.06	5.62	—
i [°]	80.4	3.2	75.74	—
γ [km/s]	-38.47	0.91	-38.8	—
Wariancja dopasowanych krzywych				
σ_{LC}	0.025077			
σ_{RV1}	11.550592			
σ_{RV2}	15.291326			

tów pomiarowych (25) jest dość skromna, a więc i wkład nawet kilku odstających prędkości jest niezaniedbywalny i powoduje tym samym wzrost niedokładności w wyznaczonych parametrach. Z krzywej prędkości widać, że rozrzut wartości wokół niej jest dość znaczny. Może to być spowodowane mniejszą dokładnością wyznaczonych prędkości na skutek obecności silnie blendujących się linii w widmie, które skutecznie uniemożliwiały dokładniejszy pomiar.

Jak widać, stosunki mas składników są dość podobne, choć nie mieszczą się one w granicach błędów. Masy poszczególnych składników natomiast wykazują dośc duże różnice. Odchyłki te są z pewnością spowodowane różnicami w pomiarach prędkości radialnych i przede wszystkim w dopasowanej inklinacji i, co ma przełożenie na wartości wyznaczonych mas i półosi wielkiej orbity. W pracy Dimitrowa zwraca uwagę znacznie niższa temperatura obu składników gwiazd (o około 1000 K!). Nie wiadomo z jakiej kalibracji korzystał ten autor. Taka różnica w wartościach temperatury na pewno nie miała wpływu na wyznaczone parametry orbitalne, jednak wpływa znacząco na całkowitą jasność układu. Niewątpliwie temperatura obu składników powinna być niższa z racji wpływu dość jasnego trzeciego światła. Jednak w niniejszej pracy nie dało się określić typu widmowego czy wskaźników barwy trzeciego światła, co umożliwiłoby oszacowanie temperatury składników układu zaćmieniowego.

Z porównania widać, że wymodelowany w pracy układ jest zbliżony do rzeczywistego, jednak istnieją pewne niepewności co do wartości mas poszczególnych składników i istnieje zasadnicze przekłamanie temperatury układu wnoszone przez wkład temperatury trzeciego światła. Zasadniczy wpływ na dokładność wyznaczonych parametrów (głównie mas, ich stosunku q i półosi wielkiej a) ma nachylenie układu, które charakteryzuje się znacznym błędem około 3°, spowodowanym niedokładnościami w dopasowaniu przebiegu krzywej blasku. Niewątpliwie dalsze obserwacje, zwłaszcza prędkości radialnych, ale także jasności układu, które charakteryzowałyby się lepszym pokryciu czasowym mogłyby umożliwić bardziej szczegółowe określenie parametrów układu, przede wszystkim mas, ich stosunku, półosi wielkiej i inklinacji płaszczyzny orbity układu.

4 Podsumowanie

Głównym celem niniejszej pracy było wyznaczenie podstawowych parametrów fizycznych wybranych układów podwójnych zaćmieniowych w oparciu o program *PHOEBE*, umożliwiający modelowanie układów podwójnych. Jak każde modelowanie układu fizycznego wymagało to zgromadzenia, przygotowania, a następnie odpowiedniej obróbki danych obserwacyjnych. Danymi tymi były przede wszystkim surowe widma badanych gwiazd z obserwatorium Rozhen, krzywe blasku satelity *Hipparcos*, dane fotometryczne uzyskane z internetowych baz danych i dane pobrane na podstawie literatury. Obróbkę widm przeprowadzono za pomocą szeroko używanego w astrofizyce pakietu *IRAF*, umożliwiającego nie tylko wstępne przygotowanie widm i ich obróbkę, ale także przeprowadzanie specjalistycznych operacji i pomiarów. Za pomocą tego pakietu zmierzone zostały prędkości radialne badanych gwiazd, które następnie posłużyły jako dane wejściowe programu *PHOEBE*. Dane fotometryczne pobrane z baz danych nie wymagały właściwie specjalnego przygotowania, dlatego mogły zostać użyte bezpośrednio w programie modelującym.

Ponieważ modelowanie układu za pomocą programów takich jak *PHOEBE* opiera się na danych obserwacyjnych, którymi w tym przypadku są jasności gwiazd i prędkości radialne, a także dane internetowych baz danych, dlatego podstawowym warunkiem na to, by otrzymany model był poprawny i precyzyjny, jest odpowiednia dokładność tych wielkości.

Porównując jakość otrzymanego materiału obserwacyjnego z danymi, którymi dysponowano w cytowanych pracach, widać że dokładność tych pierwszych nie jest tak wysoka jak danych literaturowych. Jest to spowodowane przede wszystkim małą ilością dostępnych obserwacji. Dane cytowane odznaczały się najczęściej bardzo dobrym pokryciem czasowym obserwacji, co umożliwiało otrzymanie pokrycia we wszystkich przedziałach fazy. Dotyczyło to nie tylko prędkości radialnych, ale także obserwacji fotometrycznych.

Prędkości wyznaczane przez innych autorów są często wyznaczane w oparciu korelowanie ze sobą dwóch specjalnie przygotowanych widm syntetycznych, które umożliwiały otrzymanie bardzo precyzyjnych wartośći prędkości radialnych obu składników. W przypadku tej metody wkład do wartości prędkośći radialnych ma każdy punkt widma. W przypadku pomiarów prędkości w niniejszej pracy, stosowany task `rvidlines` jest znacznie mniej dokładnym sposobem wyznaczenia prędkości, gdyż korzysta z klasycznego pomiaru centrum linii widmowej. W wypadku linii tworzących blendę pomiar każdej linii składowej znacznie zwiększa błędy wyznaczonych prędkości. W porównaniu z nią metoda korelacji jest niezwykle efektywna właśnie w przypadku linii zblendowanych.

W pracy niniejszej korzystano jedynie z obserwacji fotometrycznych satelity *Hip-*

parcos odznaczającymi się często dość znacznymi lukami w pokryciu czasowym. Prace cytowane natomiast wykorzystywały własne, znacznie dokładniejsze obserwacje, które często w efektywny sposób uzupełniały brakujące dane *Hipparcosa*, pozwalając na dokłaniejsze określenie momentów minimów i okresów rozpatrywanych układów.

Dane pozyskane z internetowych baz danych miały zbliżoną dokładność do tych stosowanych w literaturze, choć w niektórych przypadkach (np. ocenie temperatur) rozrzuty wartości bywały dość znaczne.

Jak widać, dostępne dane wejściowe modelowania cechowała dość niska dokładność. Błędy z tym związane miały więc niewątpliwie decydujący wpływ na wyznaczone w oparciu o program *PHOEBE* parametry fizyczne badanych gwiazd.

Modelowanie podwójnych układów zaćmieniowych nie jest problemem trywialnym z racji dość dużej ilości wolnych parametrów, których wartości najczęściej dokładnie nie znamy. Z matematycznego punktu widzenia, przy tej ilości parametrów nie jest możliwe jednoznaczne rozwiązanie układu tylko w oparciu o krzywą blasku i prędkości radialne. Istnienie wielu możliwych rozwiązań powoduje trudność w znalezieniu tego jednego, które odpowiada rzeczywistości. Dlatego modelowanie takich układów opiera się częściowo na przewidywaniu i zgadywaniu możliwych wartości niektórych parametrów, w oparciu o empiryczną, a także teoretyczną wiedzę na temat fizyki tych układów i ich typowych konfiguracjach.

Nawet jeśli są znane wartości niektórych z parametrów, uzyskany model układu niekoniecznie musi stanowić poprawne (tj. rzeczywiste) rozwiązanie. Niekiedy funkcje, na podstawie których poszukiwane są poprawne rozwiązania, osiągają ekstrema lokalne, a nie globalne. Może to dość skutecznie maskować poprawne dopasowanie niektórych parametrów. Pomimo ciągłego rozwiązywania tych problemów i stosowania coraz bardziej wysublimowanych metod numerycznych, nawet najnowsze algorytmy, wspomagane zastosowaniem automatyzacji poprzez skrypty, nie zapewnią bezbłędnego dopasowania modelu. Decydujący wpływ ma tu nadal człowiek, który może skontrolować jakość dopasowania i ocenić prawdziwość dopasowanego modelu. Jednak nawet jego obecność nie uwalnia od możliwości popełnienia błędu.

Skomplikowane algorytmy często zwalniają użytkowników ze znajomości szczegółów zasady ich działania. W wypadku dość rozbudowanych kodów numerycznych ich znajomość jest często po prostu niemożliwa. Kody takie używane są jako tzw. *czarne skrzynki*, do których wprowadza się odpowiednie dane, program następnie je przelicza, i w konsekwencji na wyjściu otrzymuje się żądane informacje. W takich wypadkach człowiek może nie uwzględnić pewnych właściwości programu, które powodują błędną ocenę dopasowania modelu.

W pracy tej modelowanie badanych układów ograniczono do wyznaczania jedynie najbardziej podstawowych parametrów fizycznych, które miały decydujący wpływ na przebieg krzywych obserwacyjnych. Podyktowane to było słabą jakością danych obserwacyjnych. Wszelkie niuanse w przebiegu krzywych, za które odpowiedzialne mogłyby być pozostałe parametry, w praktyce ginęłyby w szumie obserwacyjnym. Nie oznacza to jednak, że wartości ich są zaniedbywalne. Po prostu precyzja obserwacji uniemożliwia ocenę ich wpływu.

Porównując bezpośrednio wyniki tej pracy uzyskane na podstawie modelowania za pomocą *PHOEBE* z wynikami cytowanych prac widać pewną zgodność co do rzędów wielkości. Dokładniejsza analiza dowodzi jednak rozrzutów wartości wyznaczonych parametrów. Bierze się to, jak wspomniano wcześniej, z małej ilości precyzyjnych danych obserwacyjnych. Nieścisłości mogły być spowodowane także brakiem odpowiedniego doświadczenia autora niniejszej pracy w modelowaniu układów zaćmieniowych. Mogło się to z pewnością przyczynić do nieuwzględnienia ważnych efektów, których wpływ na przeprowadzone dopasowanie może okazać się nie do przecenienia. Wyniki przeprowadzonego w pracy modelowania mogą posłużyć zgrubnym szacowaniom wybranych parametrów rozpatrywanych układów, nakreśleniu ich charakterystycznych właściwości. Wyniki tej pracy są ponadto dowodem na poprawność rezultatów uzyskanych przez innych i dowodzące, że za pomocą gorszych jakościowo pomiarów i prostszych metod można osiągnąć dość zbliżone do rzeczywistości rezultaty. Niedokładności uzyskanych wyników są jednak zbyt duże, aby umożliwić bardziej szegółową analizę wybranych układów.

5 Bibliografia

Bielski A., Ciuryło R., *Podstawy metod opracowania pomiarów*, Wyd. UMK, 1998
Carquillat J.-M. et al. 2004, MNRAS, **352**, 708–720
Dimitrow W. (kontakt prywatny)
Griffin R. F. 2001, Obs, 121, 315–338
Hauck B., Mermilliod M. 1998, A&AS, **129**, 431–433
Kubiak M., *Gwiazdy i materia międzygwiazdowa*, PWN, 1994
Marrese P. M., Munari U., Siviero, A. et al. 2004, A&A, 413, 635–642
Mikuz H., Dintinjana B., Zwitter T., Munari U. 2004, IBVS, 5530, 1
Moon T. T., Dworetsky M. M. 1985, MNRAS, **217**, 305–315
Munari U., Tomov T., Zwitter T. et al. 2001, A&A 378, 477–486
Prša A. 2002, *PHOEBE tutorial*, University of Ljubljana
Prša A., Zwitter T. 2005, ApJ, *A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. Paper I. Demonstrations and Perspectives*
Popper D. M. 1980, ARA&A, 18, 115–164
Wilson R. E. 1979, ApJ 234, 1054
Wilson R. E., Devinney E. J. 1971, ApJ 166, 605
Zwitter T., Munari U. et al. 2003, A&A 404, 333
Królikowska-Sołtan M., Kwast T., Sołtan A., Sroczyńska-Kożuchowska M. *Słownik szkolny. Astronomia*, WSiP, 1994

Źródła internetowe

`http://simbad.u-strasbg.fr/Simbad`
`http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR`
`http://www.fiz.uni-lj.si/phoebe`

6 Podziękowania

Chciałbym złożyć serdeczne podziękowania opiekunowi mojej pracy Panu prof. dr. hab. Tomie Tomovowi za niesamowitą cierpliwość i wyrozumiałość w stosunku do moich bardzo często nieroztropnych poczynań. Dziękuję Jemu za wszelką pomoc i konstruktywną krytykę w trakcie przygotowywania niniejszej pracy.

Dziękuję Panu Wojciechowi Dimitrowowi z Obserwatorium Astronomicznego UAM w Poznaniu za udostępnienie niektórych wyników Jego pracy, co pozwoliło na porównanie rezultatów modelowania z moimi wynikami.

Składam także podziękowania panu Andrejowi Prša z Ljubljany w Słowenii, będącego autorem programu *PHOEBE*, za publiczne i darmowe udostępnienie swojego oprogramowania, szybki i miły kontakt oraz za rzeczową pomoc.