Uniwersytet Warszawski
Wydział Fizyki
Obserwatorium Astronomiczne

Zagadnienie kontaktu w układach zaćmieniowych na podstawie danych ASAS.

Bogumił Pilecki

Rozprawa doktorska
napisana pod kierunkiem

dr. hab. Grzegorza Pojmańskiego

Warszawa 2009

Pracę tę dedykuję prof. Bohdanowi Paczyńskiemu, który zapoczątkował moją przygodę z gwiazdami kontaktowymi.

Spis treści

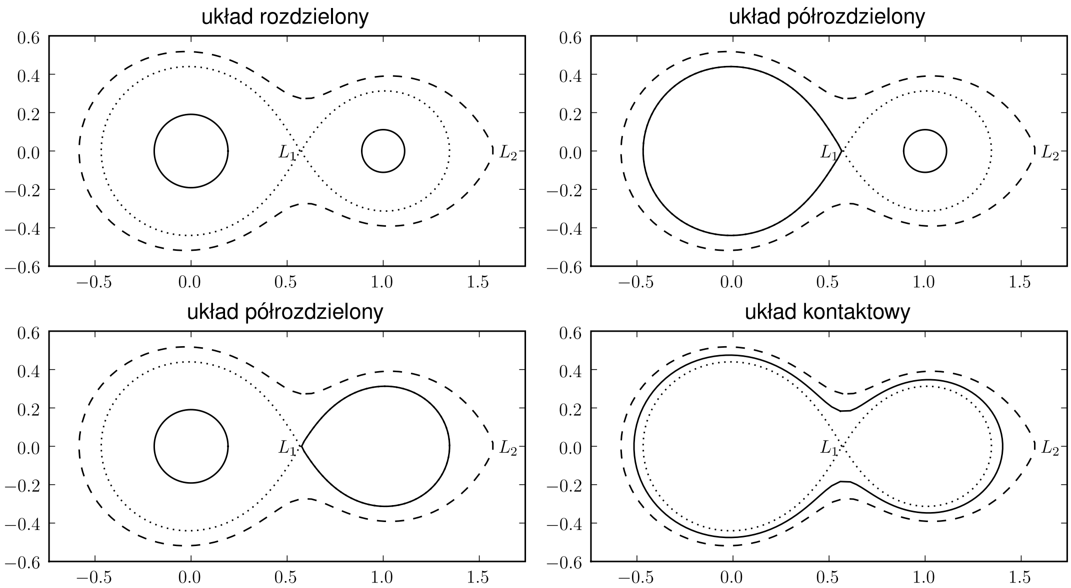
1. Wstęp

Gwiazdami podwójnymi nazywamy pary gwiazd związanych ze sobą siłami grawitacji. Układy takie występują w różnych konfiguracjach w zależności od rozmiarów i wzajemnej odległości składników, począwszy od gwiazd, które się stykają, a kończąc na takich, które okrążają się z okresem setek czy tysięcy lat (Fisher 2004, Dequennoy i Mayor 1991).

Gwiazdy podwójne stanowią dla nas wyzwanie – musimy zrozumieć czym są, jak powstają i jak ewoluują. Z drugiej strony są też sprzyjającą okolicznością – dają nam możliwość poznania tego, co w inny sposób byłoby trudne do zmierzenia, np. promieni, mas i odległości do gwiazd. Ich złożoność pozwala nam także analizować różne zjawiska fizyczne, które albo nie występują, albo są trudne do zaobserwowania w gwiazdach pojedynczych. Niezależnie od tego, gwiazdy podwójne musimy brać pod uwagę w badaniach w szerokim zakresie zagadnień astrofizycznych. Kiedyś uważano, że gwiazdy te są rzadkim zjawiskiem, ale teraz przyjmuje się, że ponad 50% obiektów gwiazdowych stanowią układy złożone z dwóch lub więcej składników (Dequennoy i Mayor 1991). Zatem wybierając losową gwiazdę na niebie mamy większą szansę trafić na gwiazdę podwójna (lub wielokrotną) niż pojedynczą. Zrozumienie tych obiektów jest więc niezbędne do zrozumienia ewolucji wszelkich układów gwiazdowych, takich jak gromady czy galaktyki (Vanbeveren 2009).

Jedną z możliwości wykrycia takich obiektów jest obserwacja wzajemnego przesłaniania się składników układu w czasie ich ruchu orbitalnego. Wymaga to jednak odpowiedniej kombinacji rozmiarów gwiazd, ich odległości od siebie oraz kąta nachylenia orbity. Układy, w których ta kombinacja prowadzi do wzajemnego zaćmiewania się składników nazywamy *układami zaćmieniowymi*. W przypadku ciasnych układów, gdy gwiazdy znajdują się w niewielkiej odległości, do sytuacji takiej dochodzi dość często, lecz im bardziej są one od siebie oddalone, tym mniejsza jest szansa, że zaobserwujemy przechodzenie jednej z nich przed tarczą drugiej.

W Galaktyce znamy kilkanaście tysięcy gwiazd zaćmieniowych, przy czym największa grupa (około 11000) znajduje się w katalogu ASASa (Pojmański 2002, Pojmański 2003, Pojmański i Maciejewski 2004, Pojmański i Maciejewski 2005, Pojmański i in. 2005). W katalogu GCVS (General Catalogue of Variable Stars) jest ponad 6000 obiektów (Malkov i in. 2006), w tym około 2000 stanowi część wspólną z katalogiem ASASa. Jednak jak oszacował Ruciński (2006) liczba kontaktowych gwiazd zaćmieniowych w katalogu ASASa jest trzykrotnie za mała w porównaniu ze względna liczbą takich układów w danych Hipparcosa. Oznacza to, że wiele stosunkowo jasnych gwiazd zaćmieniowych, zwłaszcza tych o mniejszych amplitudach, wciąż czeka na wykrycie. Znacznego zwiększenia liczby odkrytych obiektów tego typu oczekuje się po masowych przeglądach kosmicznych. Oszacowania dla misji kosmicznej Gaia sugerują, że zebrane w projekcie dane pozwolą na znalezienie około 500 000 gwiazd zaćmieniowych (Dischler i Söderhjelm 2004).

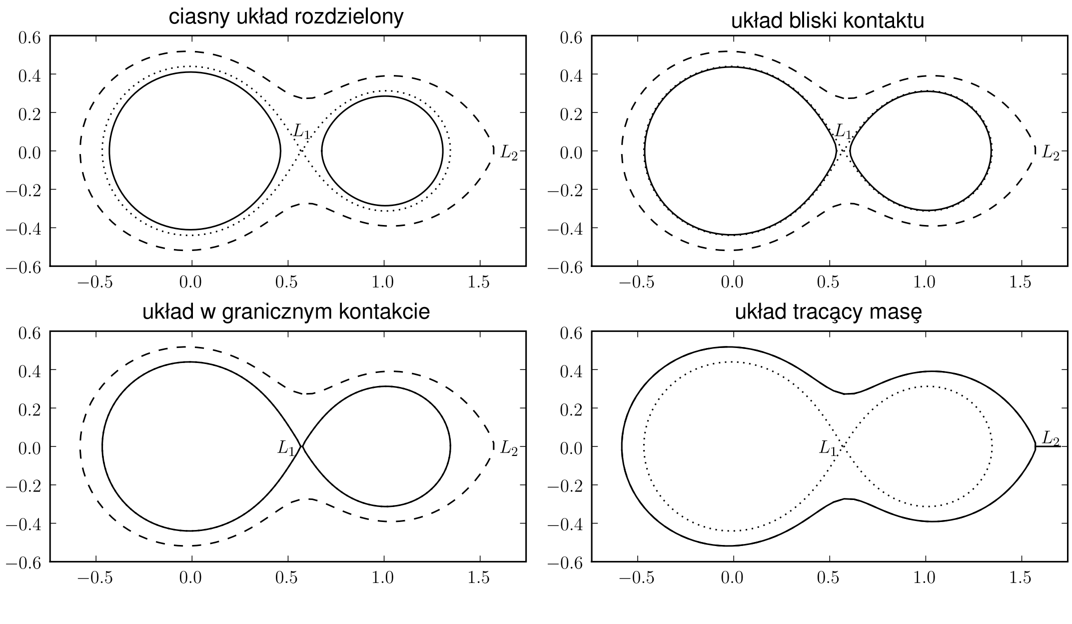


Rysunek 1.1. Schemat klasyfikacji gwiazd zaćmieniowych na układy rozdzielone, półrozdzielone i kontaktowe w zależności od tego, czy składniki wypełniają swoje wewnętrzne, krytyczne powierzchnie Roche'a (linia kropkowana). W układach rozdzielonych żaden składnik nie wypełnia powierzchni Roche'a, w półrozdzielonym jeden ze składników ją wypełnia, a w kontaktowym powierzchnia układu (linia ciągła) znajduje się między wewnętrzna a zewnętrzną krytyczną powierzchnią Roche'a (linia przerywana).

Dawniej rozróżniano układy zaćmieniowe tylko na podstawie charakterystyki zmian ich jasności w czasie, tzw. *krzywej blasku*. Gwiazda, która miała stałą jasność w maksimum była klasyfikowana jako Algol (oznaczenie EA). Taka, która zmieniała jasność w sposób ciągły, ale dwa minima, które są widoczne w czasie jednego cyklu, miały różne głębokości – β Lyrae (EB), natomiast gwiazda zmieniająca jasność w sposób ciągły, ale mająca jednakowej głębokości minima –

W UMa (EW). Typy te jednak nie odzwierciedlają dobrze fizycznych różnic między systemami. Bardziej istotne jest bowiem to, w jakiej konfiguracji gwiazdy się znajdują, a nie jak wygląda ich krzywa blasku. Coraz większą uwagę przykłada się więc do klasyfikacji opartej na geometrii Roche'a (Kopal 1955) zaprezentowanej na rysunku 1.1. Poprzedniej klasyfikacji używa się natomiast do opisania mniejszych podzbiorów gwiazd o określonej charakterystyce, np. statusie ewolucyjnym w przypadku Algoli, czy silnym kontakcie termicznym w przypadku gwiazd typu W UMa.

W klasyfikacji geometrycznej gwiazdy, które nie wypełniają swoich krytycznych powierzchni Roche'a, nazywamy *rozdzielonymi*. W idealnym przypadku, gdy są od siebie wystarczająco oddalone, gwiazdy te praktycznie na siebie nie wpływają, a ich ewolucja przebiega tak, jak w gwiazdach pojedynczych. Jeśli jeden ze składników wypełnia swą krytyczną powierzchnię Roche'a to układ taki nazywamy *półrozdzielonym*; w układzie takim gwiazda wypełniająca traci materię na rzecz towarzysza. Kiedy obie gwiazdy wypełniają, lub przepełniają, swoje krytyczne powierzchnie, to nazywamy je *kontaktowymi* i właśnie nim, w głównej mierze, została poświęcona niniejsza rozprawa.



Rysunek 1.2. Rysunek ilustrujący różne konfiguracje pośrednie. Składniki gwiazd bliskich kontaktu i w granicznym kontakcie mogą mieć znacznie różniące się temperatury, choć geometrycznie trudno je odróżnić od układów kontaktowych o dobrym kontakcie cieplnym. Jeśli gwiazda wypełnia swoją zewnętrzną krytyczną powierzchnię Roche'a, następuje utrata masy przez punkt Lagrange'a L_2.

Układy podwójne gwiazd mogą również istnieć w stanach przejściowych, bliskich granic klasyfikacyjnych (rys. 1.2), w których mają charakterystykę inną niż większość układów „czystego” typu. Dlatego też wprowadza się różne dodatkowe oznaczenia, które uściślają rzeczywistą konfigurację składników. I tak, na przykład, gwiazdy, które są bardzo bliskie wypełnienia swoich powierzchni Roche'a, ale nie przekroczyły jej granicy, nazywamy gwiazdami *bliskimi kontaktu*, niezależnie od tego czy jest to układ rozdzielony czy półrozdzielony. Z kolei, aby odróżnić układy, w których gwiazdy prawie na siebie nie wpływają, od tych, w których wzajemne oddziaływanie silnie wpływa zarówno na kształt, jak i ewolucję gwiazd, dla tych drugich wprowadzono pojęcie *ciasnych układów podwójnych* (rys. 1.2). Niektórzy przyjmują, że są to układy o okresach krótszych niż 1 dzień, jest to jednak tylko pierwsze przybliżenie. Wiele zależy od rozmiarów składników. Ciasny układ gwiazd ciągu głównego wczesnego typu będzie miał oczywiście dłuższy okres niż podobny geometrycznie układ późnego typu.

Ponieważ zarówno powstawanie, jak i sama ewolucja układów kontaktowych jest według różnych teorii powiązana z ciasnymi układami podwójnymi, one także zostały poddane analizie w niniejszej pracy, przy czym za granicę przyjąłem tutaj okres dwóch dni.

1.1. Gwiazdy kontaktowe

Gwiazdami kontaktowymi nazywamy takie układy podwójne, w których składniki systemu stykają się. Zgodnie z klasyfikacją zaproponowaną przez Kopala (1955) w układzie kontaktowym powierzchnie gwiazd dotykają lub przepełniają krytyczną, ekwipotencjalną powierzchnię Roche'a. Nie mogą jednak przepełniać zewnętrznej, krytycznej powierzchni związanej z punktem Langrange'a L_2, gdyż wtedy szybko tracą masę (patrz rys. 1.2).

Obiekty te są tak silnie odkształcone, że ich obserwowana jasność zmienia się w sposób ciągły w trakcie ruchu orbitalnego. Własność ta była wcześniej podstawą do ich klasyfikacji jako gwiazd typu W UMa. Aktualnie nazwa ta jest używana przez niektórych do oznaczania krótkookresowego podzbioru tych obiektów o okresach krótszych niż około 1-1.5 dnia. Wewnątrz tej grupy wprowadza się też jednak inne rozgraniczenia, jak na przykład na obiekty o niskich temperaturach (z otoczkami konwektywnymi) - z ang. LTCB, oraz te o wysokich (z otoczkami radiacyjnymi) - HTCB (Yakut i Eggleton 2005).

Szeroko rozpowszechniony jest tradycyjny podział wprowadzony przez Binnendijka (1970) na układy typu A i W. Typem A nazywamy te układy, w których bardziej masywny składnik jest jednocześnie gorętszy (układy takie mają typy widmowe od A do G i okresy przeważnie dłuższe niż 0.4 dnia), a typem W te, w których mniej masywny składnik ma wyższą temperaturę (typy od F do K, dominują poniżej okresu 0.4 dnia). Ponadto, ponieważ często temperatury obu składników są tak zbliżone, że trudno jest stwierdzić, która jest wyższa, Yakut i Eggleton (2005) postulują wprowadzić do ich oznaczenia typ N. Z pewnością wpłynęłoby to pozytywnie na spójność rozwiązań prezentowanych w różnych pracach dotyczących tego samego obiektu. Warta rozważenia jest zupełna rezygnacja z tego typu oznaczeń, gdyż jest prawdopodobne, że niższa temperatura bardziej masywnego składnika wynika tylko ze zwiększonego zaplamienia związanego z większą aktywnością magnetyczną (Ruciński 1985).

Dla układów kontaktowych okres 0.4 dnia odpowiada mniej więcej masie głównego składnika, przy której następuje przejście między dominacją cyklów p-p i CNO dla gwiazd ciągu głównego. Tak istotna zmiana wewnętrzna może tłumaczyć nagłe pojawienie się układów typu W dla okresów krótszych niż podana wartość, co może być związane zarówno ze zmianą zależności masa-promień dla tych gwiazd jak i rozbudowywaniem warstwy konwektywnej w otoczce. Na podstawie analizy danych obserwacyjnych do takiego wniosku doszedł Qian (2003), zmiany w odpowiednich zależnościach widać też w nowszych i pełniejszych danych (patrz rys. 1 i 2 w pracy: Gazeas i Stępień 2008).

Gwiazdy kontaktowe są stosunkowo powszechne, ostatnie oszacowania sugerują częstość występowania gwiazd typu W UMa (stanowiących większość układów kontaktowych) na poziomie około 1 na 500 karłów późnego typu (Ruciński 2006). Biorąc pod uwagę to, że przynajmniej co druga gwiazda jest w układzie podwójnym lub wielokrotnym, nie jest to wiele – wśród takich układów mniej niż 1% znajduje się w kontakcie. Gwiazdy te dominują natomiast w dziedzinie krótkich okresów, gdzie stanowią większość wśród wszystkich układów podwójnych. Gwiazd kontaktowych wcześniejszych typów znamy mało, ale ich względna obfitość (dla gwiazd danego typu widmowego) jest porównywalna lub nawet większa niż układów typu W UMa (Eggleton 1996, Webbink 2003). Teoria powstawania układów kontaktowych na skutek utraty momentu pędu związanego z hamowaniem magnetycznym preferuje jednak gwiazdy późniejszych typów, gdyż po pierwsze mają one więcej czasu na utratę momentu pędu w trakcie swojej ewolucji, a po drugie mają bardziej rozbudowane warstwy konwektywne, które odgrywają istotną rolę w tym procesie.

Okresy gwiazd typu W UMa zawierają się w przedziale od 0.21 do około 1.5 dnia. Gwiazdy te stanowią większość wszystkich układów kontaktowych, znamy jednak również i takie o okresach od kilku do ponad stu dni. Gwiazda o najkrótszym okresie $P = 0.211249$ dnia została znaleziona w projekcie ASAS

(Pojmański 2003), a jej status potwierdzono ostatnio za pomocą obserwacji spektroskopowych (Pribulla i in. 2009a). Rozkład okresów układów kontaktowych z katalogu ASASa ma maksimum przy 0.35 dnia, ale zależność okres-jasność dla tych układów powoduje, że gwiazd o krótszych okresach widzimy mniej (tylko te bliższe nam) niż tych o dłuższych okresach (także te w większych odległościach). Uwzględnienie tej zależności przesuwa maksimum rozkładu do okresu 0.27 dnia (Ruciński 2007). Biorąc pod uwagę całą rozpiętość przedziału okresów, widać, że gwiazdy kontaktowe skupiają się bardzo blisko dolnej granicy tego przedziału.

Do układów długookresowych należą gwiazdy kontaktowe wczesnych typów OB, których okresy zawierają się mniej więcej w przedziale od 1 do 6 dni (Hilditch i Bell 1987, Qian i in. 2008). Ponadto istnieją przesłanki, że niektóre olbrzymy także mogą istnieć w takiej konfiguracji – mają wtedy okresy od kilkudziesięciu do kilkuset dni (Prieto i in. 2008). Obie te grupy są jednak dużo rzadziej spotykane niż klasyczne gwiazdy typu W UMa.

Co ciekawe gwiazdy kontaktowe często mają trzeciego towarzysza. Ocenia się, że około 60% układów o okresach poniżej 1 dnia (gdzie większość stanowią gwiazdy kontaktowe) jest układami potrójnymi lub jeszcze bardziej złożonymi (Ruciński i in. 2007). Ponieważ jest to tylko dolne ograniczenie, Ruciński i in. (2007) sugerują, że wynik ten może oznaczać, iż praktycznie wszystkie ciasne układy mają towarzyszy. Fakt ten ma zaś istotne znaczenie dla mechanizmu powstawania tych układów.

1.2. Powstawanie

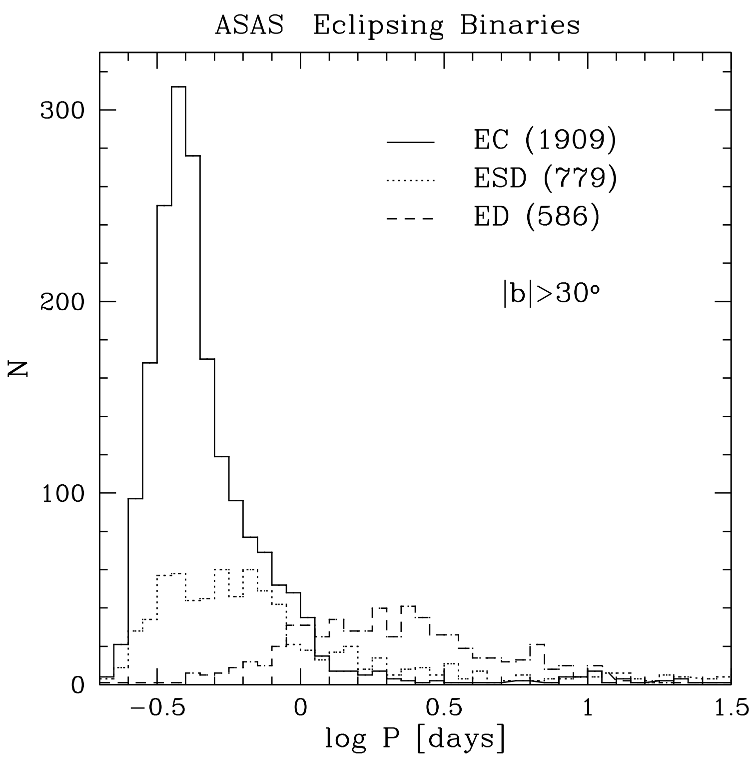
Teorie dotyczące powstawania układów kontaktowych muszą uwzględniać kilka faktów obserwacyjnych. Po pierwsze gwiazdy te najczęściej spotykamy w starych gromadach otwartych (Kałużny i Ruciński 1993) i gromadach kulistych (Kałużny i Krzemiński 1993, Ruciński 2000). Po drugie ich wysoka względna obfitość w dziedzinie krótkich okresów sugeruje, że jest to stan dość stabilny. Po trzecie układy kontaktowe szybko rotują i w większości są późnych typów widmowych, co implikuje ich dużą aktywność magnetyczną. Po czwarte, choć rzadko, można je też spotkać w młodych gromadach (np. TX Cnc – Liu i in. 2007); młodą i starą kinematycznie ich grupę w Galaktyce zidentyfikowali też Bilir i in. (2005). Po piąte, większość tych gwiazd posiada trzeciego towarzysza. Wszystkie te fakty muszą znaleźć wytłumaczenie w ramach teorii tworzenia się układów kontaktowych.

Układy te nie powstają w trakcie formowania się gwiazd – wynika to zarówno z symulacji (Boss 1993), jak i z obserwacji, np. braku wśród gwiazd T Tauri oraz silnego wzrostu obfitości wraz z wiekiem gromad (Stępień 2006a). Powszechnie przyjmuje się zatem, że układy kontaktowe tworzą się z układów rozdzielonych o okresach do kilku dni, które w jakiś sposób tracą swój moment pędu. Jeszcze do niedawna jako główny mechanizm przyjmowano utratę momentu pędu związanego z hamowaniem magnetycznym (Stępień 1995, Stępień 2006a). I rzeczywiście nie ulega wątpliwości to, że gwiazdy rozdzielone o krótkich okresach, a zwłaszcza te późniejszych typów widmowych, są aktywne magnetycznie. Dobrym przykładem są tutaj silnie zaplamione gwiazdy typu RS CVn. Obliczenia wykazują, że mechanizm hamowania magnetycznego jest jak najbardziej możliwy i dobrze tłumaczy, dlaczego większość układów kontaktowych znajdujemy w starych systemach gwiazdowych (wiek $> 10^9$ lat) (Stępień 2006b).

Wraz z utrata momentu pędu zmniejsza się jednak okres orbitalny układu. Jednocześnie, ze względu na oddziaływanie przypływowe, zwiększa się tempo rotacji, co jeszcze bardziej przyspiesza utratę momentu pędu. Gdyby hamowanie magnetyczne było coraz wydajniejsze, to po osiągnięciu kontaktu gwiazdy szybko połączyłyby się w jeden obiekt. Tymczasem proporcjonalnie duża liczba tych układów w stosunku do układów rozdzielonych o podobnych okresach sugeruje, że czas życia układów kontaktowych jest dość długi, większy niż 10^8 lat (Webbink 2003). Zatem mechanizm utraty momentu pędu musi w układach kontaktowych być albo dużo mniej wydajny niż w gwiazdach rozdzielonych, albo równoważony przez inny mechanizm. To drugie może być zapewnione przez transfer masy ze składnika mniej masywnego do bardziej masywnego - taki przepływ powoduje wydłużanie się okresu. Dodatkowym efektem przepływu materii jest powstanie dużej dysproporcji mas obu składników (stosunki mas $q \ll 1$ są powszechne w układach kontaktowych). Składnik główny staje się bardziej masywny i jest wewnętrznie typu wcześniejszego niż to sugeruje temperatura otoczki (Ruciński 1986). Na skutek tego gwiazda jest mniej aktywna niż pojedyncza gwiazda o takiej samej temperaturze. Ten spadek aktywności ma potwierdzenie w obserwacjach (Szczygieł i in. 2008, Stępień i in. 2001, Hrivnak i in. 2001, Ruciński 1995). Inne efekty, które mogą osłabić aktywność gwiazd kontaktowych to słabsza rotacja różniczkowa (Beasley i in. 1993) oraz duży przepływ energii między składnikami (Li i in. 2004, Li i in. 2005).

Niedawno (Kiseleva, Eggleton i Mikkola 1998, Eggleton i Kiseleva 2001) zaczął być również brany pod uwagę dodatkowy mechanizm utraty momentu pędu przez układ – cykl Kozai (Kozai 1962). W miarę postępu obserwacyjnego zaczęto bowiem zauważać, że układy kontaktowe często posiadają towarzysza (Ruciński i Kałużny 1992, Chambliss 1992, Hendry i Mochnacki 1998, Tokovinin 2004). Ostatnio Pribulla i Ruciński (2006) pokazali, że $59 \pm 8\%$ ciasnych układów podwójnych o okresach krótszych niż 1 dzień może istnieć w układach złożonych z więcej niż 2 składników.

W cyklach Kozai wpływ trzeciego ciała powoduje silne cykliczne zmiany ekscentryczności wewnętrznego układu podwójnego. W pewnym momencie ekscentryczność może być na tyle duża, że gwiazdy zaczną na siebie oddziaływać pływowo, powodując cyrkularyzację wewnętrznej orbity. Powstałe w efekcie ciasne układy mogą następnie stosunkowo szybko dojść do kontaktu. Opisany proces może też doprowadzić do zlania się obu gwiazd i powstania jednego, bardziej masywnego obiektu – w ten sposób mogą na przykład powstawać błękitni maruderzy (Perets i Fabrycky 2009). Ostatnio zjawisko to jest coraz częściej obiektem badań zarówno teoretycznych (Eggleton i Kiseleva-Eggleton 2006, Fabrycky i Tremaine 2007), jak i obserwacyjnych, w których szuka się towarzyszy gwiazd kontaktowych i innych ciasnych układów (D'Angelo i in. 2006, Tokovinin i in. 2006, Pribulla i Ruciński 2006, Ruciński i in. 2007).



Rysunek 1.3. Histogram liczby gwiazd zaćmieniowych różnych typów w zależności od okresu. Aby zmniejszyć obciążenie selekcyjne wybrano tylko gwiazdy o szerokości galaktycznej $|b| > 30°$. Rysunek pochodzi z pracy Paczyńskiego i in. (2006).

Omawiany mechanizm mógłby wytłumaczyć powstanie takiej gwiazdy jak

TX Cnc oraz kinematycznie młodą grupę gwiazd kontaktowych (Bilir i in. 2005). Sugeruje go też statystyka gwiazd krótkookresowych z katalogu ASASa (rys. 1.3). Paczyński i in. (2006) zauważyli, że w danych ASAS, wśród gwiazd zaćmieniowych o okresach poniżej 1 dnia, rozdzielonych układów podwójnych jest zbyt mało w porównaniu z liczbą układów kontaktowych, nawet biorąc pod uwagę fakt, iż te pierwsze są trudniejsze do znalezienia. Potwierdzenie tej tezy wymaga jednak szczegółowej analizy obciążeń selekcyjnych, efektywności detekcji oraz porównania wyników z symulacjami.

Yakut i Eggleton (2005) podkreślają natomiast, że istotnym a często nawet dominującym czynnikiem wpływającym na ewolucję układów podwójnych jest utrata masy na skutek wiatru gwiazdowego. W przypadku aktywnych, szybko rotujących gwiazd proces ten razem z utratą momentu pędu może być porównywalny lub ważniejszy niż ewolucja wewnętrzna gwiazd. Ta ostatnia jest z kolei ważna w obiektach bardziej masywnych.

Podsumowując, układy kontaktowe nie powstają w trakcie formowanie się gwiazd, ale są efektem ewolucji układów rozdzielonych, które tracą masę na skutek wiatrów gwiazdowych oraz moment pędu poprzez hamowanie magnetyczne lub wpływ trzeciego ciała. Prawdopodobnie wszystkie te efekty, razem z ewolucją gwiazd składowych, mają swój udział w opisywanym procesie, ale ich relatywny wkład nie jest w pełni poznany i wymaga dalszych badań (Paczyński i in. 2006).

1.3. Struktura i ewolucja

Struktura i ewolucja układów kontaktowych są ze sobą ściśle związane. Od tego jaki model gwiazdy przyjmiemy zależy w dużej mierze to, co będzie się z takim układem działo. Jednym z wyjaśnień fenomenu gwiazd o krzywej blasku typu W UMa może być nawet to, że nie są one układami kontaktowymi w sensie geometrii Roche'a.

Teoria opisująca strukturę i ewolucję tego typu gwiazd musi poradzić sobie z kilkoma faktami obserwacyjnymi. Po pierwsze, gwiazdy o znacząco różnych masach (jeden składnik może być nawet 10 razy bardziej masywny od drugiego) mają widoczne na krzywej blasku zaćmienia o prawie jednakowej głębokości. To natomiast implikuje prawie jednakową temperaturę powierzchniową składników i duży transport energii między nimi. Po drugie, istnieją jednak układy, które mają głębokości zaćmień istotnie różne. Po trzecie, czas życia tych gwiazd szacuje się nawet na ponad miliard lat, prawdopodobnie są to więc konfiguracje dość stabilne. Po czwarte, zależność masa-promień dla gwiazd ciągu głównego wieku zerowego (ZAMS):

$$\frac{R_2}{R_1} \sim \left(\frac{M_2}{M_1}\right)^a, \tag{1.1}$$

gdzie dla gwiazd małomasywnych $a \approx 0.9$ (dla bardziej masywnych 0.6), jest inna niż zależność dla powierzchni Roche'a:

$$\frac{R_2}{R_1} \sim \left(\frac{M_2}{M_1}\right)^{0.46}. \tag{1.2}$$

Takie gwiazdy nie mogą zatem istnieć w stabilnej równowadze – jest to tzw. paradoks Kuipera (Kuiper 1941).

Pierwszym krokiem dla zrozumienia tych gwiazd były prace Lucy'ego (1968a, 1968b), w których gwiazdy typu W UMa opisywane były jako dwa składniki (należące do ZAMS) zanurzone we wspólnej otoczce o jednakowej entropii (co przekłada się na prawie jednakowe temperatury na powierzchni obu składników). W tej teorii większość energii wytwarzana jest w bardziej masywnym składniku i redystrybuowana poprzez otoczkę konwektywną. Zaproponowany model dobrze odtwarza krzywe blasku większości gwiazd, ale tłumaczy tylko układy, w których w głównym składniku zachodzą reakcje z cyklu CNO, a we wtórnym z cyklu p-p. Istnienie układów w innych konfiguracjach pozostaje niewyjaśnione, podobnie jak mechanizmy, które sprawiają, że transport energii jest tak wydajny jak wymagają tego obserwacje. Nowe prace (np. Kähler 2004) przybliżają nas do rozwiązania problemu, ale wciąż jesteśmy daleko od jego pełnego zrozumienia (Yakut i Eggleton 2005).

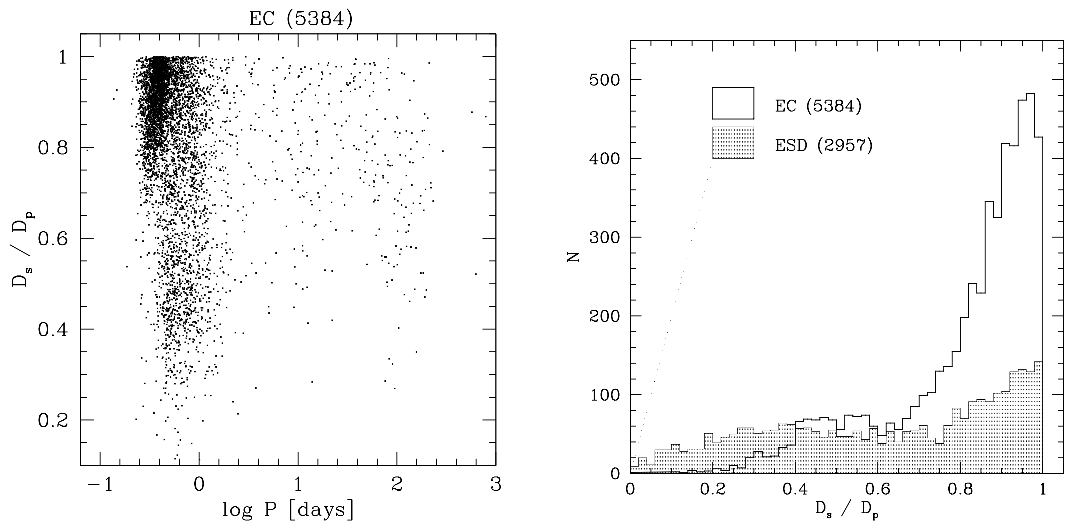
Aby wyjaśnić istnienie gwiazd kontaktowych, na które nie pozwalał model Lucy'ego, potrzebna była rezygnacja z jednego lub kilku sztywnych założeń. Jedną z możliwości było dopuszczenie możliwości, by jeden składnik był odewoluowany (Hazlehurst 1970), co pozwalało zbudować model w równowadze dzięki różnej zależności masa-promień dla gwiazd składowych. Inną możliwością była rezygnacja z warunku jednakowej entropii, ale choć układy takie mogły istnieć w równowadze, to nie pozwalały wyjaśnić prawie równych temperatur składników (Smith 1984). Modele te dobrze jednak pasują do układów w tak zwanym *słabym kontakcie termicznym*, czyli takich, których krzywe blasku odpowiadają gwiazdom typu β Lyrae.

Trochę inną koncepcję przedstawili Shu i in. (1976). W ich teorii nieciągłości kontaktu (ang. *contact discontinuity* – DSC) gwiazdy o niejednakowej entropii, pokryte są wspólną otoczką o takiej samej entropii. Układ taki jest w równowadze, ale między otoczką a składnikiem wtórnym istnieje nieciągłość temperatury. Z tego względu model ten został poddany silnej krytyce (Hazlehurst i Refsdal 1978, Papaloizou i Pringle 1979) i odrzucony, gdyż nie znaleziono przekonywujących dowodów, że może on trwać w ten sposób w równowadze. Jednak jak pisze Ruciński (1986) teoria ta była istotnym punktem w dyskusji nad układami kontaktowymi, może też opisywać układy w pewnych szczególnych etapach ewolucji, np. tuż po wejściu w kontakt (także: Smith 1984).

Jeszcze innym podejściem jest rezygnacja z warunku równowagi termicznej i założenie, że układ tylko oscyluje wokół tej równowagi (Flannery 1976, Lucy 1976, Robertson i Eggleton 1977). W teorii oscylacji termicznych (ang. Thermal Relaxation Oscillations - TRO) gwiazda podwójna przechodzi przez cykle relaksacyjne, w których masa na zmianę przepływa z jednego składnika na drugi i z powrotem. Sekwencja ta powtarza się w termicznej skali czasowej. Zgodnie z tym modelem, układ podwójny oscyluje między stanem, w którym jest pełny kontakt termiczny, co objawia się prawie równej głębokości minimami na krzywej blasku, a układem półrozdzielonym, w którym jedno z minimów jest znacznie głębsze niż drugie. W trakcie cyklu, według modeli TRO, promienie gwiazd zmieniają się tylko nieznacznie – geometria układu pozostaje praktycznie niezmieniona, a największą różnicą jest zerwanie kontaktu termicznego objawiającego się powstaniem dużej różnicy głębokości zaćmień. Istnieje jednak stanowczy deficyt układów wykazujących tę cechę wśród krótkookresowych układów podwójnych. Rozwiązaniem problemu, może być utrata momentu pędu przez układ w takim tempie, by podtrzymać stan kontaktu (Rahunen 1981). Jak wspomniałem w poprzednim rozdziale, w tym przypadku musi istnieć jakiś mechanizm, który powstrzyma zlanie się gwiazd w jeden obiekt w krótkim czasie.

Istnieją sprzeczne opinie na temat teorii oscylacji termicznych. Niektórzy badają obiekty, które według nich przechodzą przez opisane powyżej cykle (Qian 2003, Li i in. 2004), lub liczą dla nich modele ewolucyjne (Yakut i Eggleton 2005). Inni podtrzymują zdanie, że teoria ta nie ma potwierdzenia w obserwacjach (Webbink 2003).

Według Paczyńskiego i in. (2006), przyczyną powstania kontrowersji jest powszechna opinia, że jest bardzo niewiele gwiazd zaćmieniowych w przedziale okresów od 0.2 do 1.3 dnia, które nie są w kontakcie termicznym, podczas gdy teoria TRO przewiduje, że powinno być ich dużo. Natomiast dane obserwacyjne pochodzące z projektu ASAS (rys. 1.4) sugerują, że układy kontaktowe o dużej różnicy głębokości zaćmień są całkiem liczne. Porównywalne są liczby gwiazd, dla których minimum wtórne ma głębokość przynajmniej 90% głębokości maksimum głównego, z tymi, gdzie różnice między zaćmieniami są większe niż 10%; dla sporej części z tych ostatnich różnice przekraczają 20%. Trzeba jednak zaznaczyć, że po-



Rysunek 1.4. Rozkład stosunków głębokości minimów w zależności od okresu (z lewej) oraz histogram tego parametru (z prawej). Widać, że wiele gwiazd sklasyfikowanych w katalogu ASASa jako kontaktowe ma istotnie różne głębokości zaćmień, chociaż duże różnice pojawiają się dopiero dla okresów $P > 0\overset{d}{.}4$. Rysunki pochodzą z pracy Paczyńskiego i in. (2006).

niżej okresu 0.4 dnia większość stanowią gwiazdy typu W, dla których rozsądnym wytłumaczeniem różnicy temperatur jest silne zaplamienie głównego składnika. Inną sytuację mamy dla układów o dłuższych okresach, tutaj stosunki głębokości zaćmień są tak duże, że nie da się ich wyjaśnić inaczej niż przez zerwanie *kontaktu termicznego*.

Mimo długiego czasu od powstania, teoria TRO jest ciągle uważana za nieadekwatną bądź opisującą tylko nieliczne przypadki. Potwierdzenie wyników uzyskanych w pracy Paczyńskiego i in. (2006) pomogłoby określić jej status. Na razie bowiem duże wątpliwości może budzić użyty w tej analizie automatyczny system klasyfikacji. Jeśli jednak gwiazdy o dużej różnicy temperatur okażą się tylko (lub głównie) układami niekontaktowymi, to pojawi się inny problem – bardzo duża liczba krótkookresowych gwiazd bliskich kontaktu (ang. *Near-Contact Binaries*). Gwiazdy te są ostatnio przedmiotem większego zainteresowania, gdyż mogą stanowić ważny etap ewolucji łączący ciasne układy podwójne z gwiazdami kontaktowymi (Yakut i Eggleton 2005, Shu i Qian 2007). Ubocznym efektem takiego rozstrzygnięcia problemu byłaby też znaczna redukcja liczebności układów kontaktowych. Zatem niezależnie od ostatecznego wyniku, wnioski z dokładnej analizy gwiazd kontaktowych znalezionych w projekcie ASAS będą ważne dla dalszych badań nad tymi układami.

Warto też zwrócić uwagę na przypadek gwiazdy AW UMa, którą przez wiele lat uważano za typową gwiazdę kontaktową (Wilson i Devinney 1973, Pribulla i in. 1999, Rovithis-Livaniou i in. 2005). Jednak niedawno Pribulla i Ruciński (2008) przeanalizowali czulszą metodą (Broadening Function – Ruciński 1999, Ruciński 2004) nowe obserwacje spektroskopowe z DDO i stwierdzili, że składniki układu nie wypełniają swoich krytycznych powierzchni Roche'a. Gwiazdy otacza natomiast równikowy pas - strumień gorącej, optycznie grubej materii - który powoduje, że układ wydaje się być w kontakcie. Na razie nie wiemy jak powszechne są gwiazdy tego typu, ale ponieważ krzywa blasku układu AW UMa nie odbiega od typowego kształtu dla krzywych gwiazd kontaktowych, to może się okazać, że wiele obiektów uznawanych dotąd za kontaktowe w rzeczywistości ma inną geometrię.

Alternatywną dla TRO teorię, która dość dobrze opisuje układ AW UMa, przedstawił niedawno Stępień (2006a, 2006b). Sugeruje on, że układy kontaktowe (podobnie jak Algole) przeszły przez etap odwrócenia mas i aktualnie mniej masywny składnik jest bardziej zaawansowany ewolucyjnie, czyli tak jak w systemie AW UMa (Paczyński i in. 2007). Taka konfiguracja ma dwie istotne własności. Po pierwsze oba składniki mogą istnieć w równowadze termicznej, a po drugie rozmiary gwiazd spełniają geometryczne wymagania modelu Roche'a (równanie 1.2). W przedstawionym przez Stępnia (2009) schemacie transportu energii brak równowagi hydrostatycznej powoduje powstanie wielkoskalowych przepływów materii między składnikami. Strumień materii wypływający z głównego składnika okrąża drugą gwiazdę wzdłuż okolic równika, od którego nie może się oddalić ze względu na siłę Coriolisa. Energia, która nie może się wydostać w pasie okołorównikowym jest emitowana w strefach okołobiegunowych, powodując zwiększenie temperatury reszty powierzchni gwiazdy. W przeciwieństwie to tradycyjnego modelu transportu energii, ten sposób niewiele zwiększa rozmiary drugiego składnika – wymagany przez geometrię rozmiar jest wynikiem głównie zaawansowania ewolucyjnego.

Sytuacja gwiazdy AW UMa ciągle jest jednak niejasna. Otaczający gwiazdy strumień materii, który powoduje wyrównanie średnich temperatur powierzchniowych, musi być w jakiś sposób zasilany. Przynajmniej jeden ze składników powinien zatem wypełniać swoją krytyczną powierzchnię Roche'a, gdy tymczasem obserwacje wskazują, że nie wypełnia ich żaden. Stępień (2009) sugeruje, że układ AW UMa jest kontaktowy, a pozorne pomniejszenie składników, widoczne w profilach poszerzenia linii, jest wynikiem rotujących wstecznie okolic okołobiegunowych.

1.4. Gwiazdy kontaktowe o długich okresach

O ile znamy bardzo dużo układów kontaktowych o krótkich okresach i istnieją teorie, które opisują ich powstawanie i ewolucje (choć z problemami) to z układami długookresowymi jest znacznie gorzej. Większość takich układów stanowią masywne gwiazdy wczesnych typów widmowych o otoczkach radiacyjnych, dla których brak jest teorii opisujących wydajny transport energii między składnikami (Webbink 2003). Wynika to jednak z zakładanego braku warstwy konwektywnej w otoczce, podczas, gdy Maeder i in. (2007) twierdzą, że w gwiazdach wczesnych typów OB przy szybkiej rotacji może taka warstwa powstać. Z kolei Leung (2007) zauważa, że rozwiązania kontaktowe układów typów OB o dużych różnicach temperatur mogą być fałszywe ze względu na wygładzenie krzywej blasku przez silne wiatry gwiazdowe.

Niezależnie od tego w jakiej konfiguracji rzeczywiście się znajdują, układy te nie mają jednak okresów dłuższych niż 5-6 dni. Gwiazdy kontaktowe o jeszcze dłuższych okresach są znacznie rzadsze i zupełnie pozbawione wsparcia teoretycznego. Oparta na parametrach szeregu Fouriera klasyfikacja gwiazd zaćmieniowych w katalogu ASAS, dała w wyniku około 320 obiektów o okresach dłuższych niż 2 dni, w tym około 220 o okresach większych niż 10 dni. Jeśli założymy, że te ostatnie są rzeczywiście układami kontaktowymi, wtedy ich składniki musiałyby być olbrzymami. To zaś stanowiłoby ciekawy problem dla teorii, gdyż powstawanie takich systemów powinno być bardzo rzadkim zjawiskiem. Zagadnienie tego typu nie było do tej pory szczegółowo badane ani przez teoretyków, ani przez obserwatorów. Pewien wkład wnieśli Ruciński i Maceroni (2001), którzy podczas analizy gwiazd zaćmieniowych z Małego Obłoku Magellana znaleźli 38 podobnych obiektów. W swojej analizie zmienność większości z nich uznali oni za będącą wynikiem eliptyczności dominującego pod względem jasności składnika układu. Resztę uznali zaś za analogi klasycznych gwiazd zaćmieniowych typu β Lyrae. Nie modelowali oni jednak tych układów, a wnioski wyciągnęli tylko na podstawie niektórych cech krzywej blasku, takich jak mała amplituda czy istotna różnica głębokości zaćmień.

W niniejszej pracy sprawdziłem czym są gwiazdy długookresowe sklasyfikowane w katalogu ASASa jako kontaktowe: gwiazdami elipsoidalnymi, układami półrozdzielonymi czy też przynajmniej w części są to prawdziwe układy kontaktowe. W rozdziale 4.3 opiszę wyniki analizy modelowania krzywych blasku tych gwiazd na podstawie danych zebranych w projekcie ASAS.

1.5. Zmiany okresu i niezaćmieniowe zmiany jasności

W wielu gwiazdach kontaktowych zaobserwowano zarówno liniowe jak i cykliczne zmiany okresu. Liczne przykłady można obejrzeć w książce Kreinera i in. (2001). Zmiany takie mogą być zarówno rzeczywiste, gdy faktycznie zmienia się okres orbitalny układu, jak i tylko pozorne. Do tych pierwszy należą zmiany związane z wymianą masy między składnikami, utratą masy, hamowaniem magnetycznym, przelewaniem się orbitalnego momentu pędu w moment obrotowy gwiazdy czy aktywnością magnetyczną, zgodnie z sugestią Applegate'a (1992). Do zmian pozornych należą *obserwowane* zmiany okresu związane z różnicą czasu podróży światła, gdy układ podwójny należy do bardziej złożonego systemu gwiazdowego (Irwin 1959, Mayer 1990, Pribulla i in. 2005) oraz zupełnie fikcyjne zmiany związane z metodą pomiaru, a spowodowane powstającymi, znikającymi, bądź wędrującymi plamami.

Zmiany okresów zostały wykryte w danych ASAS wśród 22 gwiazd kontaktowych (Pilecki i in. 2007). Ponieważ efekt ten narasta z kwadratem czasu, każdy rok nowych obserwacji powinien znacząco zwiększyć tę próbkę. Ze względu na silne powiązanie zmian okresu z transferem masy, a transferu masy z cyklem TRO, uwzględniłem zmiany okresów w analizie przeprowadzonej w tej pracy. Dokładność wyznaczenia liniowych zmian okresu dla sinusoidalnej zmienności opisana jest wzorem (Pilecki i in. 2007):

$$\sigma_{\dot{P}} \approx 6\frac{P^2}{N^{1/2}T^2}\frac{\sigma}{A}, \tag{1.3}$$

gdzie σ to błąd pomiaru jasności, A - amplituda zmienności, N - liczba punktów obserwacyjnych, T - całkowity czas obserwacji obiektu, a P - okres.

W wielu układach kontaktowych zauważono też zmiany jasności średniej lub w okolicy określonej fazy, które związane są prawdopodobnie z aktywnością magnetyczną (Ruciński i Paczyński 2002). Takie zmiany można zidentyfikować w wielu krzywych blasku z projektu ASAS. Zbadanie natężenia i częstości występowania tego zjawiska pozwoli ocenić stopień aktywności gwiazd w układach kontaktowych oraz sprawdzić zależność między nim a innymi parametrami i cechami układu, takimi jak okres, zmiany okresu czy konfiguracja.

Wpływ plam na krzywa blasku jest jednak dość złożony. Najłatwiej wykryć jest plamę, która przemieszcza się po powierzchni – na krzywej blasku widać wtedy odkształcenie, które zmienia swoje położenie w czasie. Jeśli plama lub plamy znajdują się ciągle w tym samym miejscu, kształt krzywej blasku jest różny od czystej zmienności zaćmieniowej, ale nie ulega zmianom w czasie. Z kolei równomiernie pokryta plamami gwiazda ma inną średnią, obserwowaną jasność powierzchniową, ale w krzywej blasku nie widzimy żadnych odkształceń. Ciekawą sytuacją jest natomiast zmiana jasności średniej całego układu bez widocznych zmian kształtu krzywej blasku. Wymaga to bowiem, by obie gwiazdy zmieniały swoją średnią temperaturę powierzchni jednocześnie i w podobnym stopniu. Zbadanie charakteru zmienności krzywej blasku może więc wiele powiedzieć o tym, co się w układzie dzieje.

Związany z asymetrią krzywej, ale niekoniecznie z aktywnością magnetyczną, jest tzw. efekt O'Connella (1951) (zobacz też: Ruciński 1997b). Nazywamy tak zjawisko, w którym gwiazda ma inną jasność w obu maksimach (Davidge i Milone 1984). Ponieważ obserwowane powierzchnie obu gwiazd są w maksimach takie same, to efekt ten może być tylko wynikiem niejednorodnego rozkładu jasności powierzchniowej na gwieździe. Najprawdopodobniej jest on wiązany ze strumieniem (gorącej) materii wypływającej z jednego składnika i uderzającym w powierzchnię jego towarzysza (lub opływającym go). Efekt ten jest przeważnie stabilny i trzeba odróżnić go od tymczasowej ciemnej plamy, która przypadkowo pojawiła się w odpowiednim miejscu. W pracy O'Connella (1951), w której do analizy wykorzystywał on krzywe blasku zbierane przez wiele lat, większość (56 z 58) gwiazd miało maksima następujące po głównym minimum wyższe niż te po minimum wtórnym. Ze względu na krótki okres zbierania danych oraz fluktuacje krzywych blasku w późniejszym czasie zaczęto zauważać, że pierwsze maksimum w miarę często bywa niższe (Davidge i Milone 1984). Doprowadziło to do liberalizacji nazewnictwa, które przestało opisywać konkretne zjawisko fizyczne zachodzące w układzie.

2. Dane obserwacyjne i ich analiza

W mojej pracy wykorzystałem dane pochodzące z obserwacji fotometrycznych w filtrach V i I prowadzonych w ramach trzeciej części projektu All Sky Automated Survey (ASAS-3). Projekt ten polega na obserwowaniu całego dostępnego z danej lokalizacji nieba, które podzielone jest na ponad 500 pól. Każde pole obserwowane jest w przybliżeniu cyklicznie (z dokładnością do widoczności, pozycji Księżyca, itp.) co około 2-3 dni. W projekcie obserwowane są gwiazdy jaśniejsze niż $V \sim 14$ *mag* dla deklinacji $\delta < 28°$, co daje około 15 milionów monitorowanych obiektów.

Stanowisko obserwacyjne ASAS-3 znajduje się w Obserwatorium Las Campanas w Chile i obecnie składa się z dwóch szerokokątnych teleskopów o ogniskowej 200 mm i światłosile f/2.8. Wyposażone są one w kamery CCD o rozmiarze 2048 na 2048 pikseli oraz w standardowe filtry V i I. Pole widzenia jednego takiego teleskopu to $8.5° \times 8.5°$; na jeden piksel przypada więc ~ 15 sekund łuku.

Od połowy 2006 roku w ramach projektu ASAS działa stacja północna (ASAS-N). Jest to kopia systemu południowego, z tą różnicą, że na lepsze zmieniła się światłosiła teleskopów (f/2). ASAS-N znajduje się na Hawajach, na wyspie Maui. Więcej informacji o obu stacjach oraz o projekcie ASAS znajduje się na stronie:

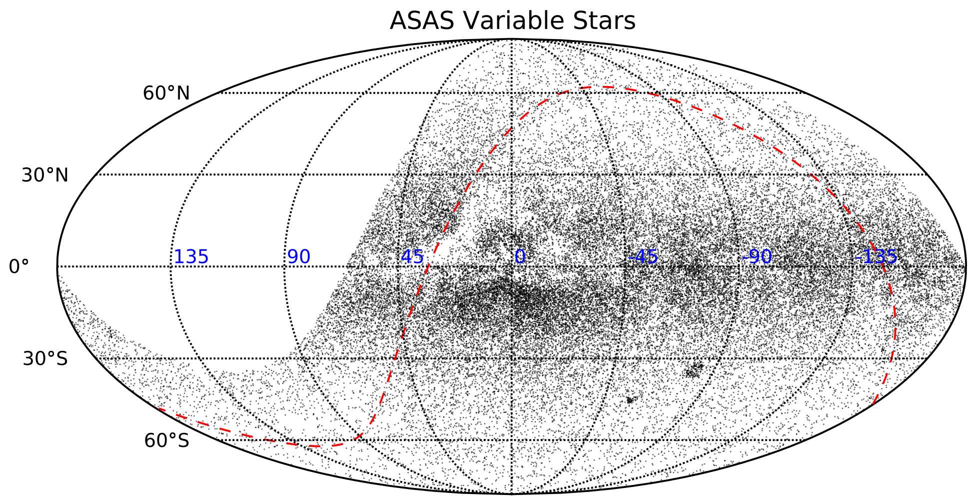
http://www.astrouw.edu.pl/asas

Przystępując do analizy danych zebranych w projekcie ASAS trzeba być świadomym ich zalet i wad. W porównaniu z dedykowanymi obserwacjami poszczególnych obiektów na dużych teleskopach dane te charakteryzuje stosunkowo niski stosunek sygnału do szumu. Wystarczającą do dokładnego modelowania jakość mają tylko dane zebrane dla najjaśniejszych obiektów o odpowiednio dużych amplitudach. Dostępność obserwacji w dwóch filtrach jest zaletą, ale w dedykowanych obserwacjach z reguły wykorzystuje się ich jeszcze więcej.

Niekwestionowaną zaletą jest za to liczba obiektów, dla których dostępne są dane. Dla wielu tysięcy gwiazd zaćmieniowych w projekcie ASAS dostępnych jest średnio 500 obserwacji w filtrze V i 200 w filtrze I. Jeśli zatem nie interesuje nas konkretne, pojedyncze rozwiązanie i dopuścimy rozwiązania o trochę większych błędach to zyskujemy bogaty materiał do analizy statystycznej. Duża liczba obserwowanych układów czyni też bardzo prawdopodobnym możliwość znalezienia ciekawych, nietypowych obiektów. Niestety tak liczna grupa gwiazd zaćmieniowych jednocześnie uniemożliwia przeprowadzenie dla nich obserwacji spektroskopowych.

Dodatkową cechą różniącą krzywe blasku ASASa od krzywych blasku, których zazwyczaj używa się do modelowania, jest to, że te ostatnie przeważnie zbierane są w krótkim czasie. Dane ASASa obejmują natomiast już ponad 8 lat, co sprawia, że wiele tymczasowych efektów deformujących krzywe blasku w ogóle nie widać albo mają one niewielki wpływ na rozwiązanie na skutek zwiększonego szumu. Wyniki tradycyjnych analiz mogły zaś istotnie się różnić w zależności od tego, kiedy zebrano obserwacje – pomiary mogły być zbyt dokładne jak na naszą znajomość układów kontaktowych i danego układu w szczególności.

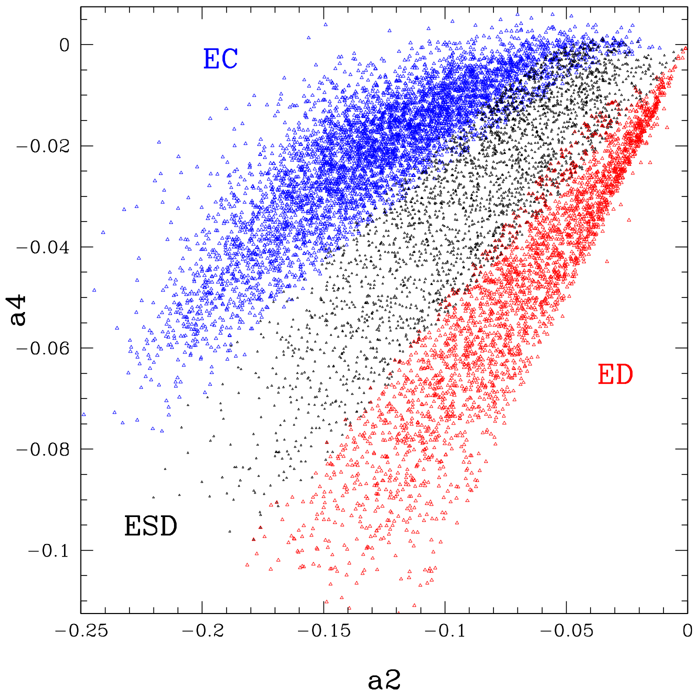
2.1. ACVS – Katalog gwiazd zmiennych w filtrze V



Rysunek 2.1. Rozkład gwiazd zmiennych z katalogu ACVS we współrzędnych galaktycznych.

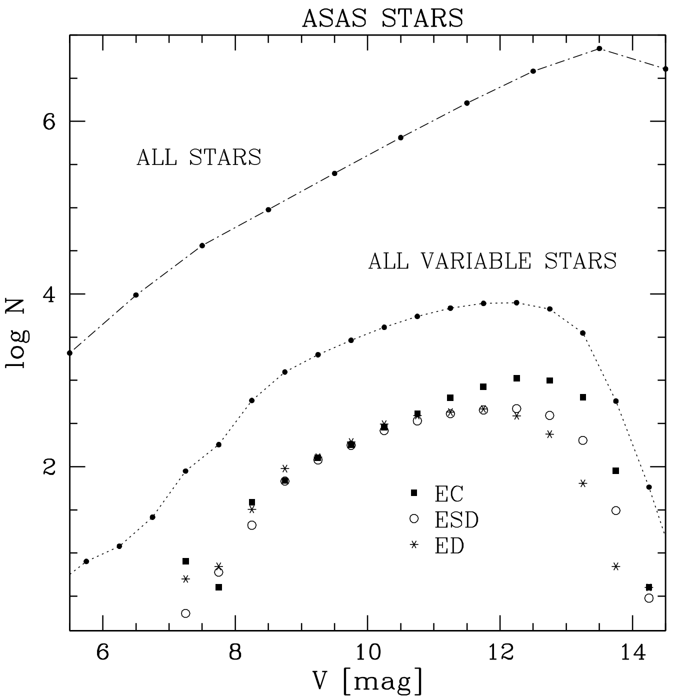
Najważniejszym wynikiem projektu ASAS jest stworzenie katalogu gwiazd zmiennych całego nieba południowego i okolic równikowych ($\delta < +28°$). Jest on pozbawiony wad wcześniejszych katalogów tworzonych z przypadkowo odkrywanych gwiazd lub w najlepszym razie z gwiazd znajdowanych w różnych przeglądach wybranych kawałków nieba. W projekcie ASAS gwiazdy zmienne odkrywane są mniej więcej jednorodnie na całym obserwowanym obszarze nieba ($\sim 75\%$ sfery niebieskiej), a jedynym kryterium wyboru był odpowiednio wysoki poziom zmienności. Poziom ten, ze względu na zwiększające się błędy obserwacyjne wzrasta wraz ze spadkiem jasności gwiazd. Ze względu na saturację i zasięg, katalog ograniczony jest do jasności mniej więcej $8^m < V < 14^m$.

W katalogu ACVS (z ang. *ASAS Catalogue of Variable Stars*) znajduje się około 11000 gwiazd zaćmieniowych, około 8000 gwiazd pulsujących, okresowych, oraz ponad 30000 gwiazd wielookresowych, półregularnych i nieregularnych. Szczegółowy opis klasyfikacji znajduje się w pracy Pojmańskiego (2002). Rozkład wszystkich obiektów z katalogu na niebie we współrzędnych galaktycznych pokazany jest na rysunku 2.1.



Rysunek 2.2. Klasyfikacja gwiazd zaćmieniowych ASASa na podstawie współczynników szeregu Fouriera a_2 i a_4. Rysunek pochodzi z pracy Paczyńskiego i in. (2006).

Gwiazdy zaćmieniowe sklasyfikowane są w katalogu ASAS według kryterium geometrycznego (Kopal 1955) na podstawie wartości parametrów a_2 i a_4 dopasowanego do krzywej blasku szeregu Fouriera (rys. 2.2). Uzasadnienie i przykłady zastosowania tej metody można znaleźć w pracach Rucińskiego (1973, 1993a, 1997a). Układy kontaktowe oznaczone są symbolem EC (z ang. *eclipsing, contact*), półrozdzielone – ESD (*eclipsing, semi-detached*), a rozdzielone – ED (*eclipsing, detached*). Rozkład względem jasności liczby gwiazd tych podtypów, wszystkich gwiazd zmiennych oraz wszystkich obserwowanych w projekcie obiektów widać na rysunku 2.3.



Rysunek 2.3. Rozkład liczby gwiazd zaćmieniowych różnych typów w porównaniu ze wszystkimi obserwowanymi gwiazdami w zależności od jasności w filtrze V. Powyżej 12^m widać duży spadek wykrywalności układów kontaktowych. Dla układów połrozdzielonych i rozdzielonych efektywność detekcji zaczyna się obniżać już przy jasności 11^m. Rysunek pochodzi z pracy Paczyńskiego i in. (2006).

Biorąc pod uwagę, że od jasności $V \sim 11\overset{m}{.}5$ próbka gwiazd kontaktowych w katalogu ACVS zaczyna robić się niekompletna, zdecydowałem się ograniczyć w analizie tylko do obiektów o $V < 11\overset{m}{.}5$. Inne limity to dostępność przynajmniej 100 punktów obserwacyjnych w filtrze V oraz przynajmniej 40 w filtrze I.

W pracy wykorzystałem ponadto dane pochodzące z programu obserwacji krótkookresowych, ciasnych układów podwójnych prowadzonego przez ostatnie lata w David Danlop Observatory (DDO) w Kanadzie (Pribulla i in. 2006, Pribulla i in. 2009b, oraz inne cytowane w tych pracach). W ramach tego projektu otrzymano ponad 150 wysokiej jakości krzywych prędkości radialnych dla gwiazd jaśniejszych niż $V \approx 11\overset{m}{.}0$. Ponieważ są to obserwacje z półkuli północnej tylko część z nich dotyczy gwiazd, które znajdują się w katalogu ASASa. Spośród układów posiadających wystarczającą liczbę obserwacji w obu filtrach, krzywe prędkości radialnych w danych z DDO dostępne są dla 51 obiektów, przy czym dla 2 spośród nich wyznaczone są tylko prędkości jednego ze składników. W swojej analizie wykorzystałem wyznaczone w opisywanym programie stosunki mas układów.

2.2. Przygotowanie danych

Do otrzymania wyników, które zaprezentuje w następnych rozdziałach posłużyłem się dwiema autorskimi bibliotekami funkcji napisanymi w języku Python. Pierwsza posłużyła mi do znalezienia występujących w krzywych blasku dodatkowych zmienności oraz do przygotowania krzywych blasku do dalszej analizy. Druga stanowi zestaw funkcji ułatwiających korzystanie z kodu Wilsona-Devinney'a (Wilson i Devinney 1971, van Hamme i Wilson 2007) do modelowania układów podwójnych. Dzięki niej udało mi się wymodelować automatycznie ponad 2800 gwiazd zaćmieniowych.

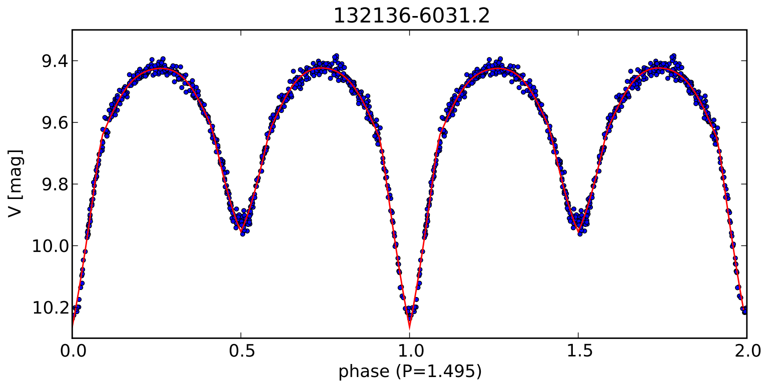
Funkcje zawarte w pierwszej z bibliotek (o nazwie *PyASAS*) dla wielu typów gwiazd zmiennych pozwalają:

- oczyścić krzywe blasku z przypadkowych błędnych pomiarów,
- znaleźć i ew. odjąć liniowe i cykliczne trendy zmian jasności średniej,
- poprawić wyznaczenie okresu,
- znaleźć liniowe oraz cykliczne zmiany (obserwowanego) okresu,
- wyznaczyć krzywe zmian koloru zarówno niesfazowanych jak i sfazowanych krzywych blasku,
- wyznaczyć mimośród orbit układów zaćmieniowych (funkcja jeszcze niedokończona).

Z pomocą tej biblioteki można dopasować do danych przybliżone modele krzywych blasku różnych typów, nawet kilku naraz wraz z możliwością odjęcia któregokolwiek z nich. Dopasowanie odbywa się za pomocą metody Levenberga-Marquardta (Press i in. 1989), a modele krzywych blasku zbudowane są z czynnika stałego oraz wybranych wyrazów szeregu Fouriera i dodatkowych modyfikacji uzależnionych od rodzaju dopasowywanej zmienności. W przypadku gwiazd pulsujących są to na przykład tylko wyrazy szeregu Fouriera, ale dla gwiazd zaćmieniowych oprócz nich uwzględniony jest również człon odpowiedzialny za ostre i wąskie zaćmienia (rys. 2.4).

Aby oczyścić krzywą blasku z odstających punktów dopasowuje się wybrany typ zmienności (lub kilka na raz - najczęściej zmienność główną i dodatkowy trend zmiany jasności średniej), a następnie odrzuca iteracyjnie punkty odstające o więcej niż $n \times \sigma$ od modelu. Przy czyszczeniu, jeśli są podane, uwzględnia się też błędy obserwacyjne.

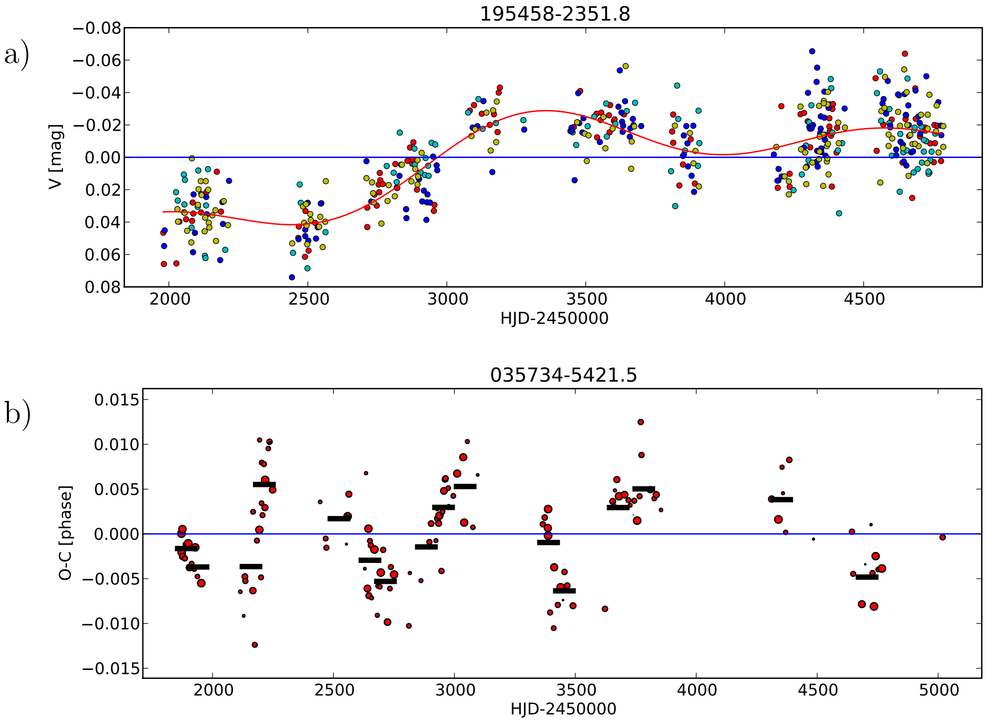
Zmiany jasności średniej można wyznaczyć odejmując od krzywej blasku jej podstawowy model zmienności, a następnie dopasowując funkcję będącą kombinacją zmian liniowych i sinusoidalnych. Aby poprawić jakość dopasowania, można wykonać kolejną iterację. W tym celu należy od podstawowej krzywej blasku odjąć znaleziony model trendu zmiany jasności, dopasować na nowo główną zmienność, a następnie z powrotem wyznaczyć ten trend. Jeśli znaleziona zmiana jasności jest wystarczająco silna, by ją zaakceptować, może być zapisana i odjęta od oryginalnej krzywej blasku, co istotnie zmniejsza rozrzut punktów obserwacyjnych.



Rysunek 2.4. Przykładowe dopasowanie prostego modelu zaćmieniowego do danych z użyciem biblioteki PyASAS. Punkty to dane obserwacyjne w filtrze V, a linia to dopasowany model.

Liniowe i cykliczne zmiany okresu można natomiast wyznaczyć, gdyż w procedurach dopasowujących uwzględniony jest ich wpływ na fazę. Jeśli włączenie tych efektów do modelu nie poprawia istotnie jakości dopasowania modelu, możemy z nich zrezygnować i pozostać przy stałym okresie. Dodatkowo, niezależnie od powyższego wyznaczenia zmian okresu, biblioteka PyASAS umożliwia policzenie diagramu O-C (pokazującego przesunięcie w fazie między obserwacjami, a modelem bez zmian okresu) dla danej krzywej blasku. Do jego utworzenia używane są punkty obserwacyjne leżące w miejscu o największej pochodnej zmiany jasności w fazie, gdyż przekłada się to na najmniejsze błędy wyznaczenia zmian okresu. Następnie dla każdego z wybranych punktów liczona jest różnica faz między pomiarem a punktem teoretycznym o takiej samej jasności jak pomiar.

Po wczytaniu do programu danych w przynajmniej dwóch filtrach możliwa jest też analiza zmian koloru. Dostępne w bibliotece funkcje pozwalają utworzyć krzywe koloru zarówno dla sfazowanych (zmiana w jednym cyklu) jak i niesfazowanych (zmiany w trakcie całych obserwacji) danych. Krzywe te stanowią różnicę krzywych blasku w podanych dwóch filtrach. Dane dzielone są na przedziały względem fazy lub czasu, a następnie obliczana jest różnica średnich (lub median) punktów dla każdego z przedziałów, który ma wystarczającą liczbę punktów w każdym z filtrów.



Rysunek 2.5. Przykładowe wyniki programu opartego na bibliotece PyASAS. (a) Krzywa zmiany jasności średniej po odjęciu modelu zaćmieniowego; kolory punktów odpowiadają czterem różnym fragmentom fazy – pozwala to ocenić czy zmiany są lokalne czy dotyczą całej krzywej blasku. (b) Wykres O-C – przesunięcie w fazie względem liniowej efemerydy w danym momencie czasu (czerwone punkty, rozmiar oznacza wagę pomiaru); widać na nim cykliczne zmiany okresu. Czarne kreski to średnie ważone w odpowiednich przedziałach czasu.

W aktualnej analizie skorzystałem ze wszystkich możliwości, jakie daje ta biblioteka dla gwiazd ze zmiennością zaćmieniową. Przykładowy wynik działania programów na niej opartych można zobaczyć na rysunkach 2.4 i 2.5. Rysunek 2.4 przedstawia krzywą blasku (punkty) wraz z dopasowaniem (linia) po odjęciu trendów. Mimo prostego modelu dopasowanie do danych jest zadowalającej jakości. Odchyłki pojawiają się co prawda w obszarze (będącego efektem całkowitego zaćmienia) płaskiego dna minimów blasku, ale efekt jest i tak lepszy niż dopasowanie tylko kilku pierwszych członów szeregu Fouriera.

Istotne w późniejszej analizie było też poprawienie okresów zmienności gwiazd, zwłaszcza tych z zakresu rektascencji $0-6^h$, które w katalogu ACVS znalazły się jako pierwsze. Ze względu na krótki czas dostępnych obserwacji wyznaczone wtedy okresy miały dość duże błędy.

Na górnym panelu rysunku 2.5 widać krzywą zmian średniej jasności układu w czasie (czerwona linia), punkty to krzywa blasku z odjętym modelem zaćmieniowym. Różnymi kolorami oznaczone są różne przedziały fazy, co pozwala stwierdzić czy zmienia się cała jasność układu, czy też zmiany są wywołane na przykład plamą. Gdyby tak było, to w odpowiednich przedziałach czasu od średniej odstawałyby tylko punkty jednego (ew. dwóch) kolorów. Dolny panel przedstawia diagram O-C (czerwone punkty) dla jednej z gwiazd. Widać na nim szybkie, cykliczne zmiany okresu. Większe punkty mają w ogólności mniejsze błędy (i wyższe wagi), czarne poziome kreski to średnie ważone z pomiarów w odpowiednich przedziałach czasu.

2.3. Modelowanie krzywych blasku

Druga biblioteka, to zestaw procedur umożliwiających szybkie znalezienie globalnego minimum dla parametrów układów podwójnych dopasowywanych kodem Wilsona-Devinneya (dalej WD). Funkcje w niej zawarte pozwalają w łatwy sposób generować pliki wsadowe do kodu WD, odczytywać wygenerowane przez ten kod modele i porównywać z dostarczonymi przez użytkownika krzywymi blasku. Najważniejszymi procedurami zawartymi w tej bibliotece są jednak funkcje skanujące przestrzeń parametrów. Umożliwiają one w dużej większości przypadków szybkie znalezienie globalnie najlepszego rozwiązania, a następnie przebadanie rozwiązań leżących w jego okolicy w celu wyznaczenia błędów dla poszczególnych parametrów.

Funkcje zawarte w bibliotece pozwalają przeszukiwać przestrzeń parametrów za pomocą trzech metod. W pierwszej, najprostszej z nich testowane parametry leżą w równych odstępach na wielowymiarowej siatce ograniczonej zadanymi limitami. Metoda ta nie jest zbyt efektywna, dlatego zaimplementowałem też dużo szybszą metodę Monte Carlo. Aby dodatkowo ją przyspieszyć, zastosowałem w niej kilka mniej standardowych usprawnień. Po pierwsze dodałem możliwość wyboru rozkładu z jakiego losowane będą wartości poszczególnych parametrów – do dyspozycji jest rozkład jednostajny o zadanych granicach oraz rozkład normalny. Ten ostatni ma dwie zalety: nie ma sztywnych granic, na których się kończy oraz, co ważne, gdy mamy już oszacowanie globalnego minimum w przestrzeni χ^2, najwięcej punktów losuje tam, gdzie spodziewamy się najlepszych rozwiązań. Drugim usprawnieniem jest możliwość wyboru między tymi rozkładami dla każdego parametru oddzielnie. Umożliwia to lepszą optymalizację, gdyż niektóre parametry, jak stosunek temperatur (czyli jedna z temperatur przy ustalonej drugiej), są bardzo dobrze zdefiniowane, a inne ze względu na różne korelacje mogą mieć rozwiązania z szerokiego zakresu. Kolejna zaimplementowaną metodą jest

Monte Carlo Markov Chain (MCMC; Metropolis i in. 1953, Hastings 1970), której zaletą jest zupełny brak ustalonych punktów (środka rozkładu i granic). Niestety brak znajomości z wyprzedzeniem kolejnych kroków metody oraz specyfika kodu WD, który działa szybciej na zestawach modeli wsadowych, sprawia, że metoda ta jest wolniejsza od poprzedniczki. Niemniej w niektórych sytuacjach warto ją wykorzystać.

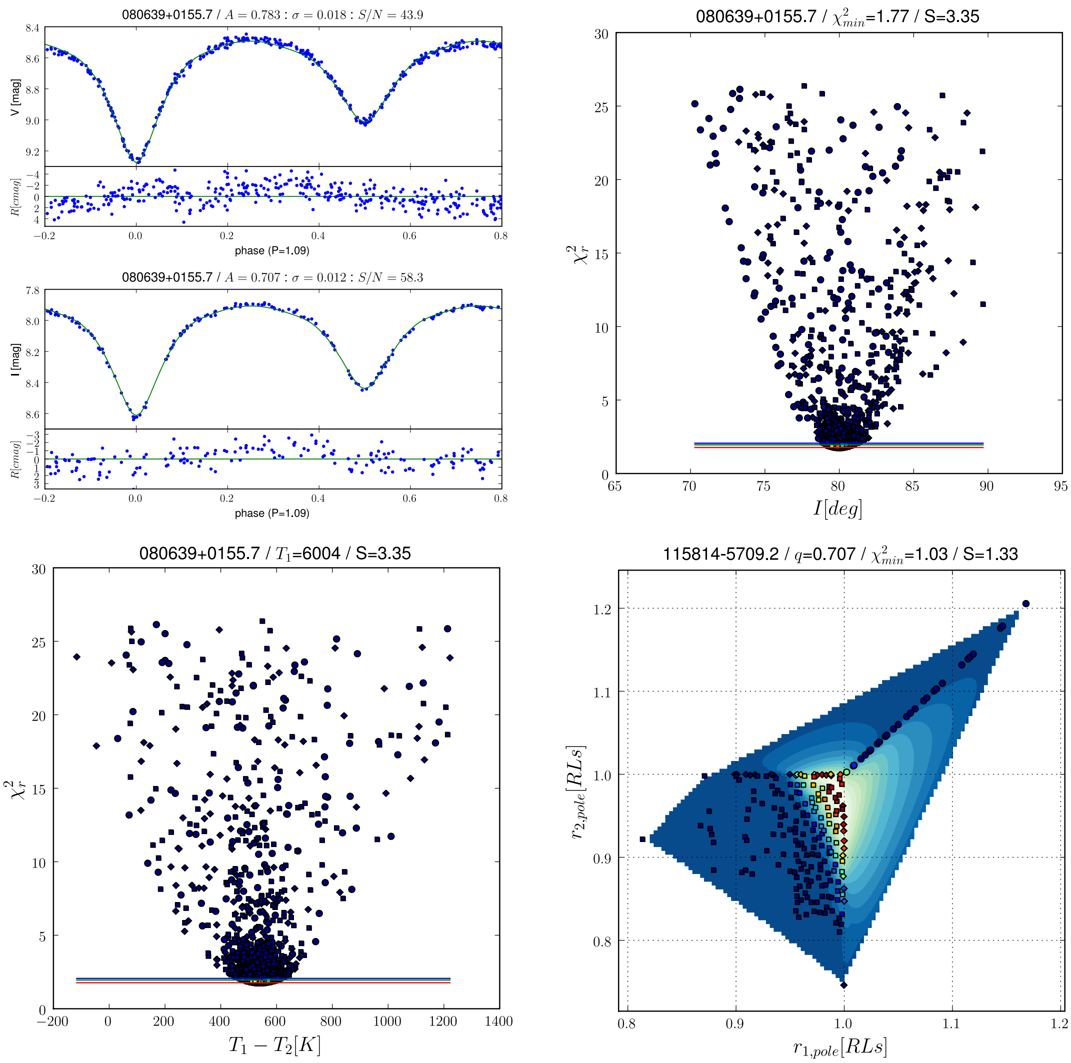
Dodatkowo każda z tych metod ma możliwość automatycznej adaptacji do dotychczas policzonej siatki modeli. W ten sposób bez ingerencji człowieka wszystkie z nich mogą dostosowywać swoje punkty startowe i parametry rozkładu (lub krok w metodzie MCMC) do najbardziej obiecujących obszarów w przestrzeni modelowanych parametrów.

Niestandardowym podejściem jest też to, że nie trzeba zakładać z góry do jakiej klasy obiektów należy badany układ: kontaktowych, półrozdzielonych czy rozdzielonych. Procedury skanujące przestrzeń parametrów płynnie przechodzą między tymi typami - nie ma więc miejsca na arbitralne decyzje. Dopiero znalezione rozwiązanie mówi nam, w jakiej konfiguracji znajdują się gwiazdy. Czasem bywa, że równie prawdopodobne są dwa lub nawet wszystkie trzy typy.

Biblioteka umożliwia operowanie zarówno parametrami dostępnymi w kodzie WD, jak i ich parametrami pochodnymi, tj. takimi, które można na ich podstawie policzyć. Do parametrów pochodnych należą na przykład: promienie gwiazd, stosunki i różnice temperatur i współczynniki wypełnień. Pozwala też ona tworzyć wykresy i diagramy do wizualizacji modeli i prezentowania rozwiązań.

Krzywe blasku, dla których odbywa się modelowanie programem opartym na powyższej bibliotece, są wstępnie przygotowane za pomocą programu opisanego w rozdziale powyżej, mają więc odjęte trendy zmiany jasności średniej oraz uwzględnione w fazowaniu zarówno liniowe jak i cykliczne zmiany okresu. Przykładowy wynik działania programu można zobaczyć na rysunku 2.6. Widać na nim jak zagęszcza się siatka policzonych modeli wraz ze zbliżaniem się do globalnego minimum w przestrzeni χ^2.

W modelowaniu ograniczyłem się tylko do najbardziej podstawowych parametrów, tj. potencjałów gwiazd, nachylenia orbity oraz temperatury chłodniejszego składnika. Ponieważ modelowane krzywe blasku zostały już wcześniej dokładnie sfazowane, przesunięcie w fazie nie było uwzględniane. Do analizy nie wprowadziłem też plam ze względu na niejednoznaczność ich wyznaczenia (Maceroni i van't Veer 1993) oraz trudność z automatyzacją tego procesu. Z tego powodu modele niektórych gwiazd nie odwzorowują dobrze ich pełnej (nie tylko zaćmieniowej)



Rysunek 2.6. Przykładowy wynik działania programu. W lewym, górnym rogu znajduje się najlepsze ze znalezionych dopasowań (ciągła linia) do krzywych blasku w filtrach V i I (punkty) oraz różnica obserwacji i modelu R. Na reszcie diagramów prezentowane są rozwiązania dla uwzględnionych w modelowaniu parametrów: nachylenia orbity (I), różnicy temperatur ($T_1 - T_2$) oraz biegunowych promieni gwiazd wyrażonych w biegunowych promieniach krytycznej powierzchni Roche'a ($r_{1,pole}$ i $r_{2,pole}$).

zmienności. Do automatycznego wybierania takich modeli użyłem opisanego niżej w tym rozdziale parametru S.

W procesie modelowania nie uwzględniłem też wpływu trzeciego światła, choć biorąc pod uwagę statystykę dotyczącą wielokrotności układów kontaktowych powinno ono występować dość często. Z rozwiązań dostępnych w literaturze wynika jednak, że rzadko jego wkład jest większy niż kilka procent jasności całego układu. Ze względu na niską rozdzielczość dane ASASa są bardziej narażone na ten efekt, jednak podobnie jak w przypadku plam w analizie ograniczyłem się tylko do odrzucania niedopasowanych modeli na podstawie parametru S.

Parametr ten jest zdefiniowany następująco:

$$S = \frac{s_5}{\chi_r^2}, \tag{2.1}$$

gdzie:

$$s_k = \sum_{i=1}^{n} \frac{1}{2k+1} \left(\sum_{j=i-k}^{i+k} \frac{m_j^{obs} - m_j^{mod}}{\sigma_j} \right)^2 \tag{2.2}$$

i pozwala stwierdzić czy jasności obserwowane (m_i^{obs}) odstają od jasności modelu (m_i^{mod}) w sposób systematyczny, czy losowy. Błędy poszczególnych pomiarów oznaczone są σ_i, a ich całkowita liczba to n. Punkty obserwacyjne muszą być posortowane na podstawie fazy w sposób cykliczny, tak by indeksy -2, -1, 0 oznaczały odpowiednio punkty $n-2$, $n-2$ i n. Tak naprawdę dzielenie przez zredukowane χ^2 (χ_r^2) nie jest potrzebne, ale zmniejsza wpływ źle wyznaczonych błędów obserwacyjnych.

Ponieważ niewiele gwiazd zaćmieniowych z projektu ASAS ma wyznaczone spektroskopowo stosunki mas, zdecydowałem, że dla wszystkich będę je wyznaczał z dostępnej w projekcie fotometrii. Wyjątek stanowią tylko gwiazdy z programu DDO.

Ze względu na liczbę gwiazd w procedurze tej testowałem tylko 12 stosunków mas rozłożonych równomiernie w logarytmie w przedziale od 0.088 do 4.0. Taki rozkład powoduje, że w przypadku rozwiązania najlepszego z możliwych, tzn. takiego , w którym testowana wartość jest najbliższa rzeczywistej, błąd wyznaczenia stosunku mas jest mniejszy niż 20% (średnio 10%). Błąd tego rzędu może utrudnić poprawne wyznaczanie parametrów modelu, jednak test na gwiazdach z próbki DDO (opisany w rozdziale 3.5) wykazał, że nie wpływa on istotnie ani na stosunek temperatur, ani na geometrię układu. Niesymetryczny rozkład wokół 1.0 jest wynikiem założenia, że w przypadku ekstremalnych stosunków mas jest mało prawdopodobne, by małomasywny składnik był gorętszy.

W przyszłości dobrze byłoby powtórzyć te obliczenia z większą rozdzielczością i dla stosunków mas rozłożonych symetrycznie wokół wartości 1, gdyż w przypadku podobnych temperatur wybór gorętszego składnika okazywał się często kwestią przypadku. Ponadto nie ma przeciwwskazań, żeby uwzględnić wszystkie wyznaczone do tej pory spektroskopowe stosunki mas w rozwiązaniach krzywych blasku ASASa. Obie procedury są proste w zastosowaniu i zostały przetestowane na niewielkiej liczbie obiektów. Wymagają jednak czasu: pierwsza – komputerowego, druga – ludzkiego, gdyż nie ma (a przynajmniej nie znalazłem) aktualnego katalogu zawierającego stosunki mas, w których w sposób jednoznaczny dałoby się stwierdzić, który ze składników jest zaćmiewany w danym momencie. Niestety panowały różne konwencje i podawane czasy dotyczą czasem zaćmienia gorętszego, a innym razem bardziej masywnego składnika (jeśli w ogóle zastosowaną jakąś konwencję).

W modelowaniu dopasowywana była tylko temperatura jednego, z założenia chłodniejszego, składnika. Temperatura gorętszego była ustalana na podstawie koloru V-I otrzymanego z krzywych blasku ASASa na podstawie kalibracji z pracy Picklesa (1998). Czasem składniki trzeba było jednak zamienić miejscami, gdyż ten przyjmowany na podstawie krzywej blasku za gorętszy okazywał się chłodniejszy. Dla gwiazd o temperaturze poniżej $7200°K$ przyjąłem odpowiednie dla otoczek konwektywnych współczynniki pociemnienia brzegowego 0.32 i albedo 0.5. Dla gwiazd z otoczką radiacyjną ($T > 7200°K$) natomiast 1.0 dla obu tych współczynników. Zastosowałem pierwiastkowe prawo pociemnienia brzegowego (Diaz-Cordoves i Gimenez 1992) ze współczynnikami wyliczanymi wewnątrz kodu WD z tabel przygotowanych przez van Hamme'a (1993) na podstawie temperatury efektywnej, przyspieszenia grawitacyjnego i metaliczności. Duża półoś orbity wyliczana była z dużym przybliżeniem na podstawie okresu, z trzeciego prawa Keplera, przy założeniu sumy mas $2M_{\odot}$.

3. Wyniki

Wyniki jakie otrzymałem można ogólnie podzielić na dwa rodzaje. Pierwszą kategorię stanowią rezultaty otrzymane przy przygotowywaniu danych metodą opisaną w rozdziale 2.2. Oprócz oczyszczenia krzywych blasku i poprawienia okresów procedura ta pozwoliła mi:

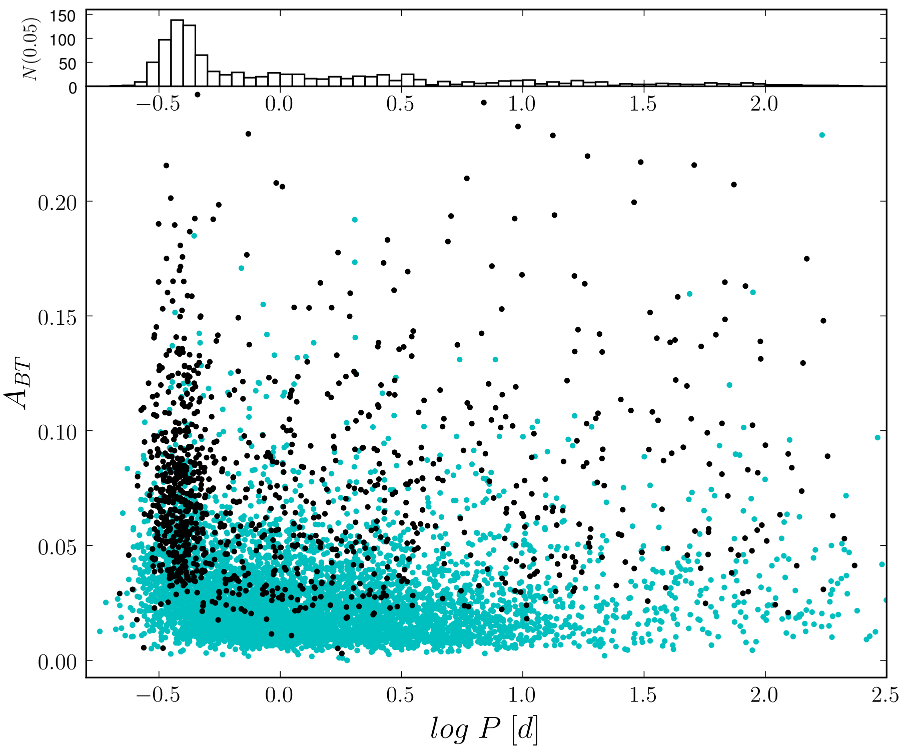
- ocenić skalę efektu O'Connella (wyznaczyć różnicę wysokości maksimów),
- stwierdzić, które gwiazdy zmieniają w czasie w sposób znaczący swoją jasność średnią,
- oraz które dla poprawnego sfazowania wymagają wprowadzenia liniowych lub cyklicznych zmian okresu.

Dla zmian okresu wyznaczone zostały przy okazji parametry opisujące tę zmienność; dla zmian jasności, ze względu na ich często chaotyczny charakter, wyznaczony jest tylko ich wpływ na krzywą blasku. Analiza ta została wykonana dla wszystkich gwiazd jaśniejszych w maksimum niż $V = 12^m$ z wykorzystaniem danych opisanych w rozdziale 2.

Druga grupę rozwiązań stanowią wyniki otrzymane z opisanego w rozdziale 2.3 modelowania krzywych blasku za pomocą kodu Wilsona-Devinney'a. W tym przypadku analizie zostały poddane gwiazdy jaśniejsze niż $V = 11.^m5$, przy czym dla układów półrozdzielonych i rozdzielonych zastosowałem dodatkowe kryterium – okres musiał być krótszy niż 2 dni.

3.1. Zmiany średniej jasności

Jednym z elementów przygotowywania danych obserwacyjnych do etapu modelowania było znalezienie i usunięcie długoskalowych (rzędu lat) zmian jasności średniej układu za pomocą programu wykorzystującego bibliotekę *PyASAS*. Dzięki temu otrzymałem wykresy zmian oraz współczynniki określające jak uwzględnienie zmian jasności wpływa na poprawę dopasowania modelu. Jako współczynnik ten przyjąłem względną poprawę stosunku sygnału do szumu (czyli stosunku amplitudy zmian podstawowej zmienności do standardowego odchylenia pomia-



Rysunek 3.1. Rozkład amplitud zmian średniej jasności (A_{BT}) w zależności od okresu dla 6510 gwiazd o jasności $V < 12^m$ (szare punkty). Czarnymi punktami oznaczone są gwiazdy, dla których poprawa stosunku sygnału do szumu $I_{S/N}$ po odjęciu tych zmian od krzywej blasku wyniosła przynajmniej 10%. Tylko te gwiazdy uwzględnione zostały w histogramie.

rów jasności po odjęciu modelu):

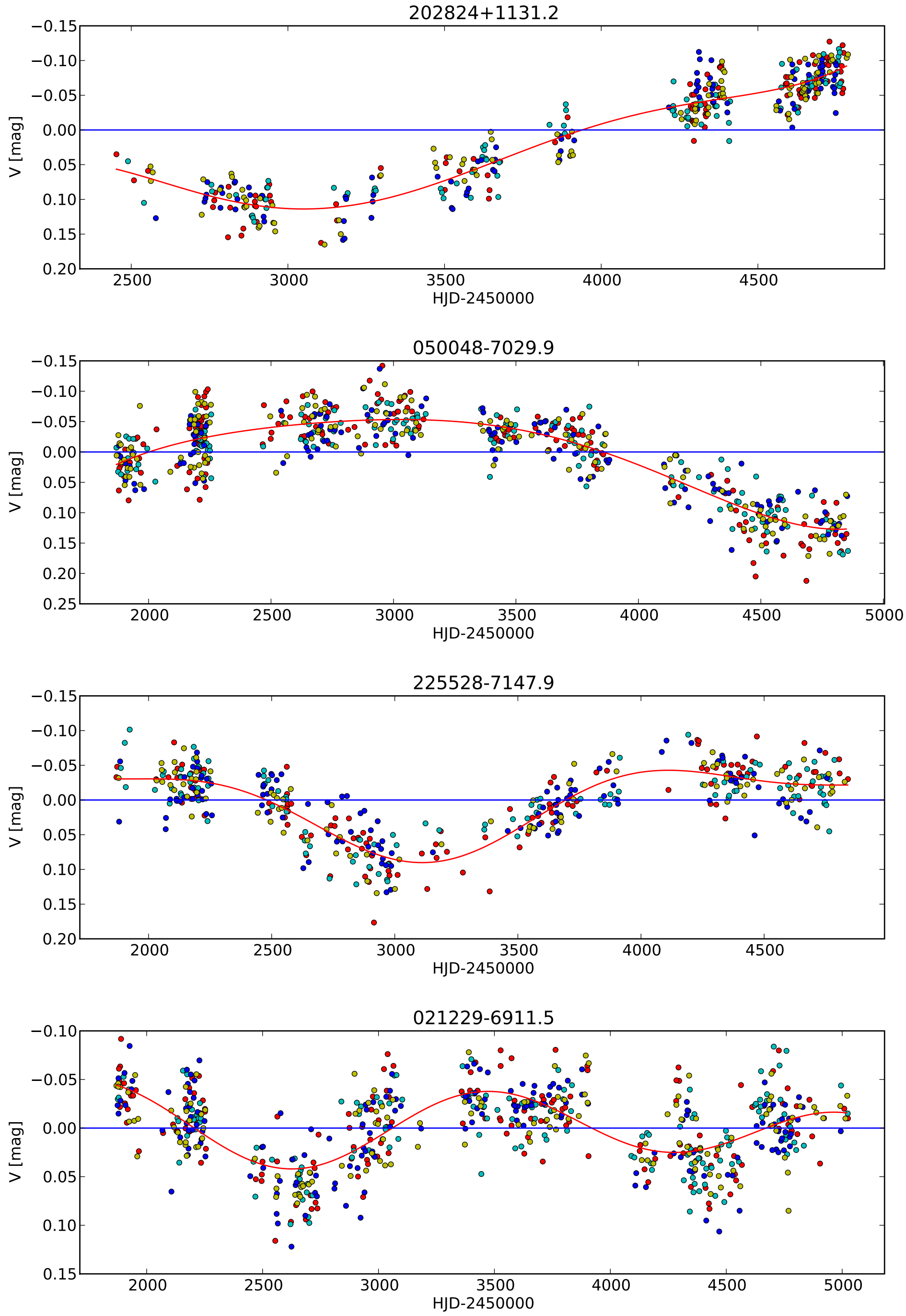
$$I_{S/N} = \frac{S/N_{bt}}{S/N_0} - 1,$$

gdzie S/N_0 jest wartością stosunku sygnału do szumu dla modelu nieuwzględniającego zmiany jasności średniej, a S/N_{bt} dla modelu, który tę zmianę uwzględnia.

	$I_{S/N} > 5\%$	$I_{S/N} > 10\%$	$I_{S/N} > 50\%$	$I_{S/N} > 100\%$
N	2088	1075	112	12
f	0.32	0.17	0.02	0.002

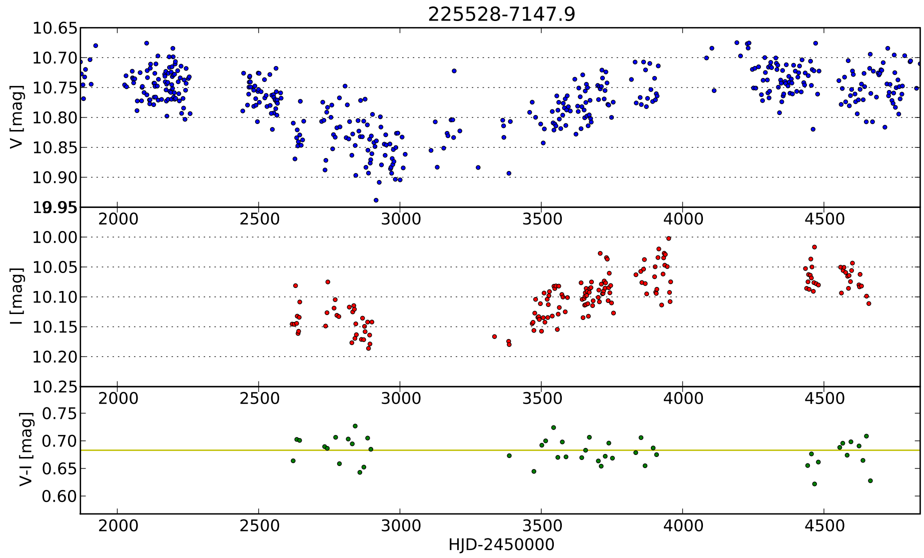
Tabela 3.1. Liczba gwiazd zmieniających średnią jasność, dla których stosunek sygnału do szumu po uwzględnieniu tej zmiany zwiększył się odpowiednio o: minimum 5, 10, 50 lub 100% ($I_{S/N}$). N oznacza liczbę gwiazd spełniających kryterium, a f ułamek jaki stanowi ta liczba w stosunku do liczebności całej próbki, czyli 6510 gwiazd o jasności $V < 12^m$.

Z badanej próbki 16% wykazuje poprawę dopasowania po uwzględnieniu długoskalowej zmienności na poziomie $I_{SN} > 10\%$ (patrz tab. 3.1 oraz rys. 3.1). Te



Rysunek 3.2. Cztery przykładowe wykresy prezentujące istotne zmiany jasności średniej układów. Widać dużą różnorodność możliwych zmian. Różnymi kolorami oznaczone są punkty z różnych wycinków fazy. Z ich podobnego przebiegu można wnioskować, że zmianie podlega cała krzywa blasku. Czerwona linia to dopasowany model, który był odejmowany od krzywej blasku, by otrzymać mniej zakłóconą zmienność zaćmieniową.

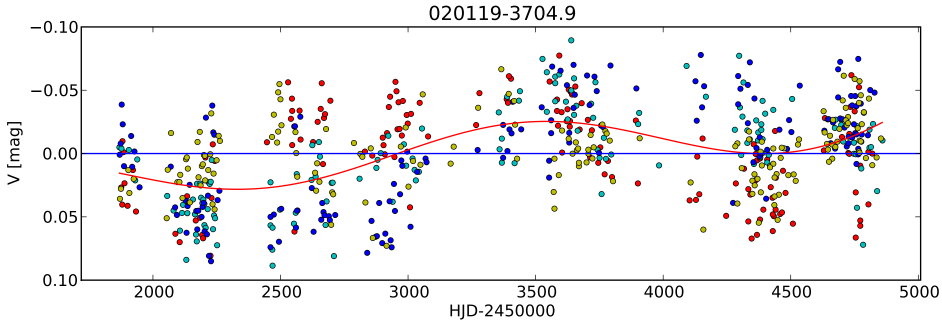
właśnie gwiazdy uznałem za takie, które *istotnie* (czyli wiarygodnie) zmieniają swoją jasność średnią. Choć nieliczną to jednak interesującą ze względu na skalę zjawiska grupę stanowią gwiazdy, dla których stosunek sygnału do szumu zwiększył się o więcej niż 50%. Takich gwiazd jest w próbce ponad 100 i mogą stanowić interesujący materiał dla osób badających aktywność układów podwójnych. Spośród nich 12 ma $I_{SN} > 100\%$, a amplitudy zmian średniej jasności osiągają nawet wartość $0\fm2$. Relatywne częstości występowania zmian zależą silnie od typu zmienności gwiazdy (najczęściej występują wśród kontaktowych), co opiszę bardziej szczegółowo w rozdziale 4.



Rysunek 3.3. Gwiazda zmieniająca jasność. Widać podobną zmienność w obu filtrach, co potwierdza, że nie jest to efekt instrumentalny.

Rysunek 3.2 przedstawia wykresy dla czerech przykładowych gwiazd z istotnymi zmianami jasności średniej. Potwierdzeniem, że zmiany te nie są instrumentalne jest bardzo podobna zmienność w obu filtrach (przykład na rys. 3.3). Widać, że punkty o różnych kolorach (czyli z różnych wycinków faz) mają podobne pionowe przesunięcia, co oznacza, że prawie jednakowo zmienia się jasność całego układu. Jest to o tyle ciekawe, że wymaga, by obie gwiazdy w trakcie cyklu aktywności zmieniały średnią temperaturę powierzchniową w podobny sposób. Musi zatem istnieć wspólny cykl aktywności lub w przypadku układu kontaktowego jej wpływ na jednej gwieździe musi być w jakiś sposób przenoszony na drugą.

Ze względu na specyfikę metody, gwiazdy, które zmieniają swoją jasność lokalnie w fazie, do grupy gwiazd istotnie zmieniających jasność nie trafiały. Takie zmiany mają bowiem niewielki wpływ na ogólny trend. Nie oznacza to jednak, że takich gwiazd nie ma. Zmiany głębokości minimów są zjawiskiem znanym i obserwowanym (np. Torres 2001). I jeśli nie wynikają one ze zmiany nachylenia



Rysunek 3.4. Krzywa blasku po odjęciu średniego modelu zaćmieniowego. W przeciwieństwie do przykładów na rysunku 3.2 jasności w różnych fazach nie zmieniają się tu w jednakowy sposób. W tym przypadku kształt krzywej jest prawdopodobnie określony przez lokalny, zmieniający się w czasie układ plam.

orbity, a np. z aktywności jednego ze składników, to zmieniać się może zarówno jasność średnia jak i głębokości minimów (przykład na rys. 3.4).

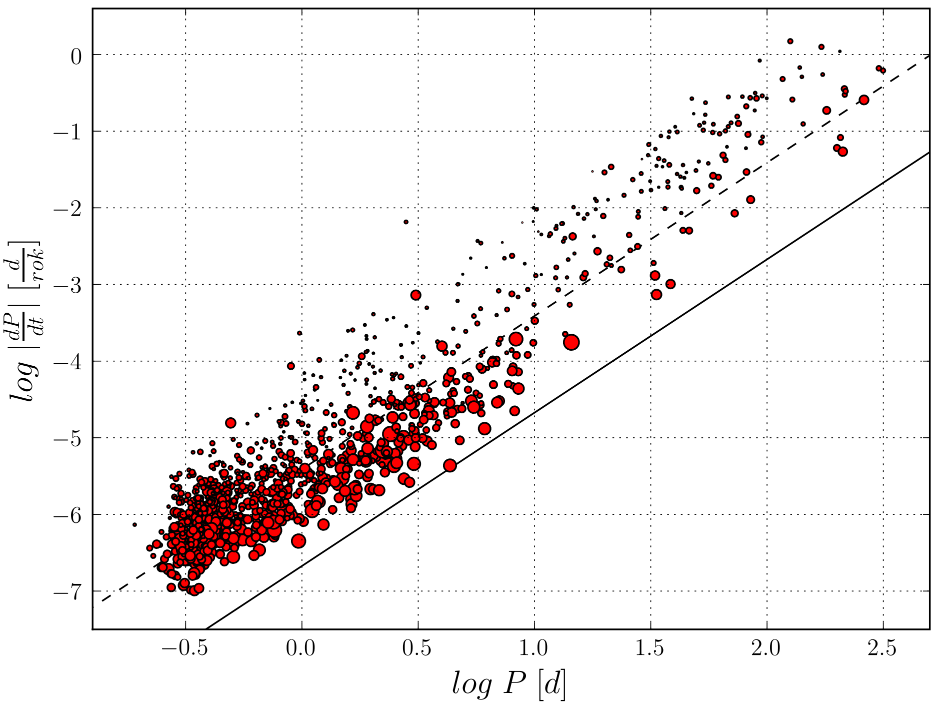
Więcej wykresów prezentujących zmiany jasności średniej układów wraz z tabelą zawierającą amplitudy i siły wpływu tych zmian na krzywą blasku można znaleźć na załączonej do rozprawy płycie DVD oraz na stronie:

http://www.astrouw.edu.pl/asas/?page=eclipsing

3.2. Zmiany okresu

Innym wynikiem wstępnego przygotowywania danych do modelowania są wyznaczone wartości liniowych zmian okresu lub, jeśli było to uzasadnione dobrą poprawą dopasowania, skali czasowej i amplitudy cyklicznych zmian okresu orbitalnego. Za układy zmieniające liniowo okres uznałem te, dla których błąd wyznaczenia zmiany okresu był mniejszy niż jedna trzecia wartości bezwzględnej zmiany okresu, co odpowiada poziomowi detekcji na poziomie 3σ. W przypadku zmian cyklicznych sytuacja była bardziej skomplikowana. Z wyjątkiem grupy najbardziej ewidentnych przypadków (z dużą liczbą obserwacji, dobrej jakość krzywymi blasku, silną zmiennością, krótką skalą zmian) ich potwierdzenie wymagało weryfikacji przez człowieka.

Liniowe zmiany są z reguły przypisywane wiekowym zmianom ewolucyjnym układu, jednak w przypadku danych ASASa w żadnym z poszczególnych przypadków nie możemy założyć, że znalezione zmiany są długoskalowe. Tak naprawdę jest to ryzykowne nawet przy kilkudziesięcioletnich obserwacjach – to co widzimy może być tylko wycinkiem długookresowej zmiany cyklicznej. Można jednak

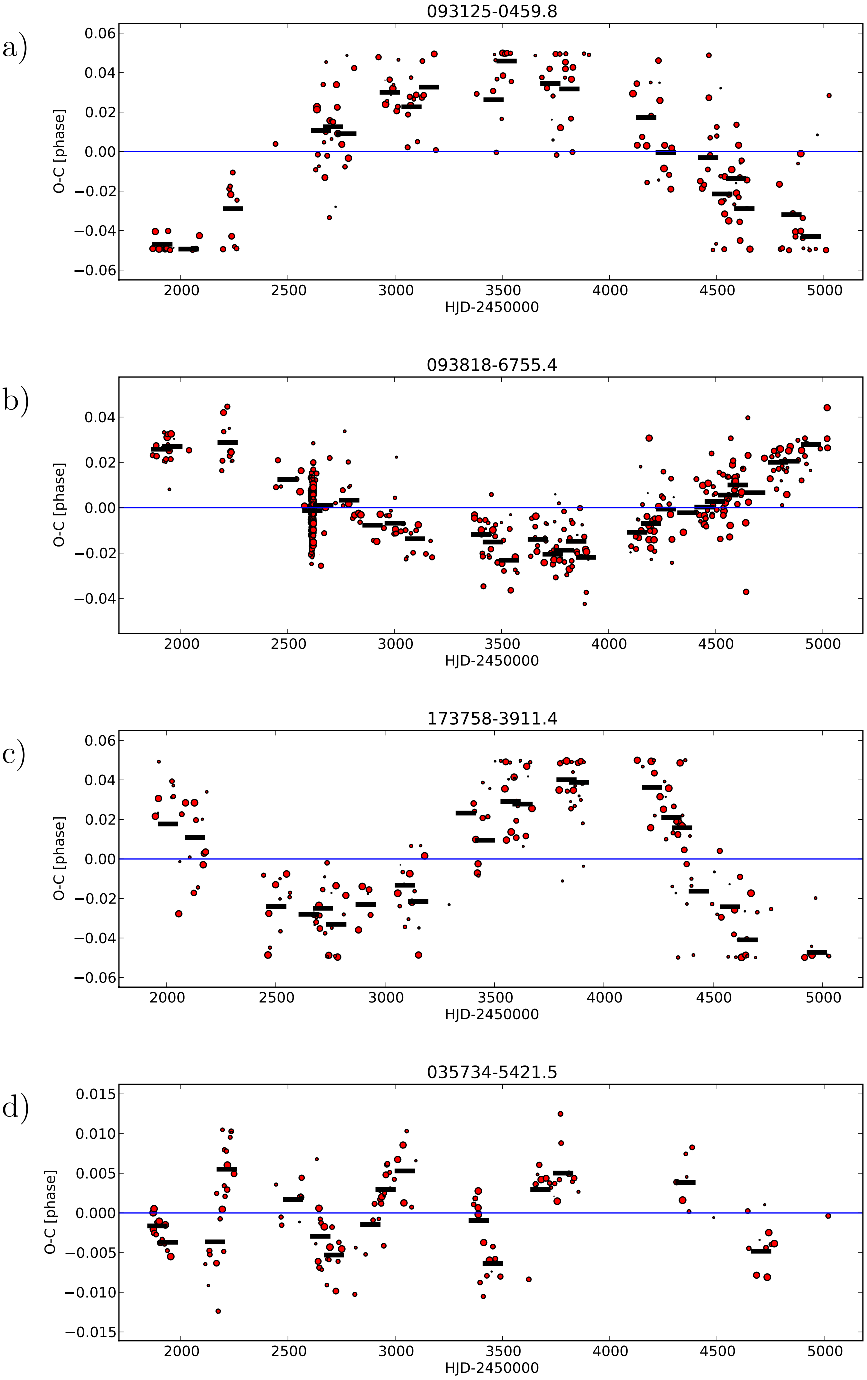


Rysunek 3.5. Diagram okres – wartość bezwzględna zmiany okresu. Wielkość punktu oznacza stosunek sygnału do szumu dla danej gwiazdy. Dla gwiazd o najkrótszych okresach i najwyższej jakości krzywych blasku limit detekcji liniowych zmian okresu wynosi $\dot{P} \approx 10^{-7}\ d/rok$. Duża liczba obiektów z niskim stosunkiem sygnału do szumu wśród gwiazd długookresowych może budzić wątpliwości. Linia przerywana odpowiada w przybliżeniu limitowi detekcji dla typowej krzywej blasku, a ciągła – dla krzywej blasku o najlepszych (w tym momencie dla projektu ASAS) parametrach obserwacyjnych, tj. stosunku sygnału do szumu, liczby obserwacji i całkowitego czasu obserwacji.

spojrzeć na kierunek zmian statystycznie – ten przeważający powinien dominować pomimo nałożonych na niego dodatkowych zmienności.

Dolną granicą detekcji, która w głównej mierze zależy od całkowitego czasu obserwacji oraz od stosunku sygnału do szumu (patrz wzór 1.3, s. 19), dla zmian liniowych i gwiazd o najkrótszych okresach wynosi aktualnie $\dot{P} \approx 10^{-7}\ d/rok$ (zob. rys. 3.5). Odpowiada to skali czasowej zmian $P/\dot{P} \approx 2 \times 10^6$ lat.

Cykliczne zmiany okresu mogą być zarówno ściśle okresowe, jak i w części lub zupełnie chaotyczne. Pierwszy przypadek ma miejsce, gdy są one wynikiem oddziaływania trzeciego składnika na układ, drugi, gdy wpływ na nie ma na przykład aktywność magnetyczna i/lub fluktuacje w przepływie materii. Jako bardziej ogólne pojęcie zamiast „okresu”, będę więc używał *skali czasowej zmian cyklicznych* – T_{cycl}. Przesunięcia w fazie dla najbardziej zmieniających okres spośród tych gwiazd sięgają nawet 0.05 (wykres *c* na rys. 3.6), mają więc amplitudę przekraczającą 10% wartości okresu.



Rysunek 3.6. Cztery przykładowe diagramy O-C dla gwiazd ze zmianami okresu. Na pierwszych dwóch okres odpowiednio liniowo się zwiększa lub zmniejsza. Na trzecim widać wycinek prawdopodobnie cyklicznej zależności, a na dolnym cykle około 2-letnie. Cykliczna zmiana okresu może być wynikiem wpływu trzeciego ciała, aktywności magnetycznej lub fluktuacji w transferze lub utracie materii.

Układów zmieniających okres na poziomie detekcji 3σ znalazłem w sumie ponad 1200, co stanowi prawie 20% całej badanej próbki. Jak widać na podsta-

	$dP/dt < 0$	$dP/dt > 0$	$dP/dt \neq 0$	cykliczne
N	581	657	1238	85
f	0.09	0.10	0.19	0.013

Tabela 3.2. Liczba gwiazd zmieniających okres liniowo i cyklicznie spośród 6510 badanych o jasności $V < 12^m$. Za układy zmieniające okres uznałem tylko te, których błąd wyznaczenia zmiany okresu był przynajmniej trzykrotnie mniejszy niż jego wartość.

wie tabeli 3.2 nie jest preferowany żaden kierunek zmian – gwiazdy skracające i wydłużające okres są w granicach błędu równoliczne. Prawdopodobnie sytuacja ta wynika z faktu, że wiele z nich ma tak naprawdę zmiany cykliczne, ale w skalach dłuższych niż całkowity czas obserwacji ASASa. Z relatywnie krótkiego czasu obserwacji wynika też zapewne niewielka liczba układów o zmianach cyklicznych. W miarę zbierania nowych danych liczba ta powinna systematycznie rosnąć. Przykładowe diagramy O-C znajdują się na rysunku 3.6.

Zmiany okresów układów podwójnych śledzone są już od dziesiątków lat i dla wielu zaobserwowano ich cykliczność. Jednak w większości są to zmiany o skalach rzędu 20, i więcej, lat (Pribulla i in. 2005, Qian i in. 2006), których przy pomocy danych ASAS nie da się wykryć. Ponieważ projekt ASAS zbiera dane od ponad 8 lat, sugestię, że nie jest to zmiana liniowa, można mieć dla skal czasowych krótszych niż 6-7 lat. Natomiast cykliczność tych zmian można zweryfikować dopiero, gdy w danych widoczne są dwa cykle, czyli dla gwiazd ze skalami czasowymi maksymalnie 4-5 lat.

Gwiazd zmieniających okres w takich skalach czasowych jest do tej pory znanych niewiele (Kreiner i in. 2001). Próbka ASASa choć niezbyt liczna (85), znacząco tę liczbę zwiększa. Przykładową gwiazdą o krótkiej skali cyklicznej zmiany okresu jest 035734-5421.5 (UX Ret) z $T_{cycl} = 1.95$ roku, dla której diagram O-C znajduje się na dole (panel *d*) rysunku 3.6. W moich danych znalazły się też obiekty o skalach czasowych 1.3 (101503-8112.2) i 1.6 roku (004642-5437.5). Związek zmian okresu z innymi parametrami opiszę w rozdziale 4.

Więcej wykresów prezentujących zmiany okresów oraz tabele z liniowymi i nieliniowymi efemerydami (w tym wartości zmian liniowych i skale czasowe cyklicznych zmian okresu) można znaleźć na załączonej płycie DVD oraz na stronie:

http://www.astrouw.edu.pl/asas/?page=eclipsing

3.3. Modele gwiazd zaćmieniowych

Dysponując krzywymi blasku oczyszczonymi z błędnych pomiarów oraz dodatkowych efektów opisanych powyżej, mogłem przystąpić do ich modelowania kodem WD. Do tej części analizy wybrałem wszystkie gwiazdy zaćmieniowe o średniej jasności $V < 11^m.5$ i okresach poniżej 2 dni. Dodatkowo, ponieważ częścią pracy jest zbadanie statusu długookresowych układów podejrzanych o kontakt, do analizy dołączyłem grupę gwiazd o $P > 2^d$, które w katalogu ASASa sklasyfikowane są jako EC (kontaktowe), EC=ESD (kontaktowe lub półrozdzielone – nie można stwierdzić), EC/*inne typy* (najprawdopodobniej kontaktowe, ale jest szansa, że innego typu) oraz ESD/EC (raczej półrozdzielone, ale może kontaktowe).

Wszystkich modeli jest ponad 2800, jednak nie wszystkie z nich nadają się do analizy. Podstawowymi parametrami na podstawie których wybierałem nadające się do dalszych badań gwiazdy są: stosunek sygnału do szumu (S/N) oraz parametr S opisany wzorami 2.1 i 2.2 na stronie 31. Dodatkowo dla układów kontaktowych uwzględniany był błąd wyznaczenia stosunku mas i nachylenie orbity układu. Najszersza z akceptowalnych próbek zawiera ponad 2200 obiektów. Liczebności innych zastosowanych próbek zawarte są w tabeli 3.3 w rozdziale 3.4.

Policzone modele były mi potrzebne tylko do rozważań statystycznych, jednak same w sobie mogą stanowić cenne źródło wiedzy zarówno dla osób zainteresowanych konkretną gwiazdą, jak i tych, którzy chcieliby wyszukać obiekty o określonych cechach. Dobrym przykładem tego drugie zastosowania może być na przykład wybranie obiektów, które wykazują całkowite lub prawie całkowite zaćmienia, gdyż dla takich gwiazd dużo łatwiej jest wyznaczyć dokładnie ich parametry fizyczne. Inną możliwością jest wybranie obiektów o ekstremalnych stosunkach mas, które po weryfikacji spektroskopowej pomogłyby w wyznaczeniu dolnego ograniczenia dla tego stosunku (Rasio 1995).

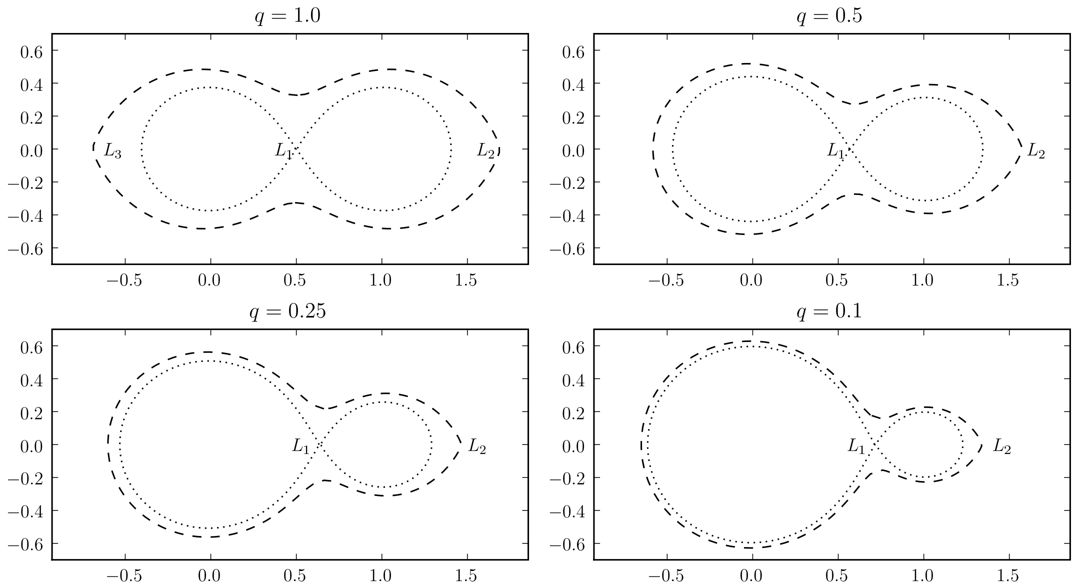
Modele odrzucone przeze mnie w niektórych częściach analizy ze względu na złe dopasowanie także mogą być dla niektórych osób interesujące. Wśród nich znajdują się bowiem gwiazdy, których nie da się opisać prostym modele Roche'a, a ich analiza wymaga wprowadzenia dodatkowych efektów, jak plamy, strumienie, dyski, itp. Najczęstszym powodem złego dopasowanie jest odpowiednio silny tzw. efekt O'Connella (1951), objawiający się różnej wysokości maksimami w krzywej blasku. Ktoś zainteresowany takimi układami z łatwością wybierze je na podstawie udostępnionych przeze mnie wyników.

Parametry układów oraz odpowiednie wykresy są dostępne na załączonej płycie DVD oraz pod adresem:

http://www.astrouw.edu.pl/asas/?page=eclipsing

3.4. Definicje

W tym rozdziale zdefiniuję różne niestandardowe parametry, które wykorzystałem w analizie, oraz opiszę próbki gwiazd, na których oparłem swoje badania.



Rysunek 3.7. Krytyczne powierzchnie Roche'a dla czterech różnych stosunków mas q. Widać, że maksymalna względna grubość wspólnej otoczki bardzo maleje wraz z malejącym q. Fakt ten przemawia silnie za rezygnacją z korzystania w analizie z tzw. *współczynnika wypełnienia* $\mathcal{F}$, gdyż np. $\mathcal{F} = 10\%$ oznacza zupełnie inną grubość otoczki dla różnych q.

Powszechnie w literaturze do określenia stopnia kontaktu wykorzystuje się *współczynnik wypełnienia* $\mathcal{F}$ (ang. *filling factor*). Zdefiniowany jest on następująco:

$$\mathcal{F} = \frac{\Omega - \Omega_{crit}^{L_1}}{\Omega_{crit}^{L_2} - \Omega_{crit}^{L_1}}, \tag{3.1}$$

gdzie Ω jest potencjałem na powierzchni gwiazdy, a $\Omega_{crit}^{L_1}$ i $\Omega_{crit}^{L_2}$ potencjałami w punktach Lagrange'a L_1 i L_2.

Jednak jak widać na rysunku 3.7, interpretacja tego współczynnika silnie zależy od stosunku mas układu (zob. też: Ruciński 1993b). Dla gwiazd o równych masach $\mathcal{F}$ z zakresu $0 - 1$ tłumaczy się na zakres przepełnienia powierzchni Roche'a o od 0 do ponad 20% promienia tej powierzchni, gdy tymczasem dla stosunku mas $q = 0.1$ jest to co najwyżej kilka procent. O ile parametr ten jest użyteczny przy stwierdzeniu czy gwiazda jest w kontakcie i jak jest bliska przepełnienie swojej *zewnętrznej* krytycznej powierzchni Roche'a, to jednak niewiele mówi o grubości wspólnej otoczki.

Z tego powodu w mojej analizie zdecydowałem się użyć parametrów mówiących jaki ułamek promienia wewnętrznej, krytycznej powierzchni Roche'a stanowi promień gwiazdy. Ze względu na prostotę użyłem w tym celu względnych biegunowych promieni gwiazdy:

$$r_{p,i} = \frac{R_{p,i}}{R_{p,i}^{RL}}, \text{ dla } i = 1, 2 \tag{3.2}$$

gdzie $R_{p,i}$ oznacza biegunowy promień gwiazdy i, a $R_{p,i}^{RL}$ biegunowy promień krytycznej powierzchni Roche'a dla gwiazdy i.

Opisane powyżej promienie mówią jednak tylko o sytuacji panującej na poszczególnych gwiazdach, a czasem warto mieć jednoparametrowy opis całego układu. Dlatego w wielu analizach wykorzystuję sumę względnych promieni biegunowych $r_{p,1} + r_{p,2}$. Zastosowana przeze mnie, oparta na niej klasyfikacja jest następująca: gwiazdy kontaktowe (EC) mają tę sumę większą niż 2.0, gwiazdy bliskie kontaktu (ENC) między 1.9 a 2.0, a ciasne układy podwójne (ECB) w zakresie od 1.0 do 1.9 (wśród nich są i układy ESD i ED). Poniżej sumy równej 1.0 są już tylko gwiazdy rozdzielone.

Taka suma nie jest jednak dobra do opisu układów kontaktowych, gdyż to jaka ilość materii dostępna jest we wspólnej otoczce zależy głównie od bardziej masywnego składnika. W przypadku ekstremalnych stosunków mas, które często występują w tych gwiazdach, względnie cienka warstwa materii na składniku głównym może oznaczać dość grubą warstwę według miary promienia składnika wtórnego. Idealnie byłoby mierzyć grubość (i masę) otoczki w wartościach bezwzględnych, ale bez dodatkowych obserwacji spektroskopowych nie jest to z reguły możliwe.

Zastosowałem więc parametr (oznaczony $\mathcal{R}$), który dla gwiazd kontaktowych równa się względnemu promieniowi biegunowemu składnika bardziej masywnego, a dla reszty gwiazd jest średnią z tych promieni dla obu składników:

$$\mathcal{R} = \begin{cases} min(r_{p,1}, r_{p,2}), & \text{dla } r_{p,1} > 1 \\ (r_{p,1} + r_{p,2})/2, & \text{dla } r_{p,1} \leqslant 1 \end{cases} . \tag{3.3}$$

Opisana powyżej klasyfikacja przy użyciu tego parametru wygląda następująco: układy kontaktowe mają $\mathcal{R} > 1.0$, bliskie kontaktu $0.95 < \mathcal{R} < 1.0$, a ciasne $0.5 < \mathcal{R} < 0.95$. Wartości poniżej 0.5 mają tylko gwiazdy rozdzielone.

W dalszej części analizy ważna będzie znajomość próbek zaprezentowanych w tabeli 3.3. Podstawowym kryterium którego użyłem do odrzucenia wątpliwych rozwiązań było wybranie tylko tych gwiazd, dla których obserwacje w filtrze

Nazwa:	SN_6	$S_{2.4}SN_6$	$QS_{2.4}SN_6$	DDO
$S/N > 6$	X	X	X	
$S < 2.4$		X	X	
q_{det}			X	X
EC+ENC			X	
q_{sp}				X
$I > 50°$			X	
N	2260	2031	634	49

Tabela 3.3. Definicja próbek. Na pełny zestaw składa się 2856 modeli. Zaprezentowane są nazwy, kryteria wyboru obiektów oraz liczebności próbek. $S/N > 6$ oznacza ograniczenie do gwiazd o stosunku sygnału do szumu większym niż 6, $S < 2.4$ sprowadza się do warunku, by krzywa blasku z modelu nie odstawała systematycznie od danych, q_{det} oznacza, że stosunek mas został wyznaczony z akceptowalną dokładnością, EC+ENC to ograniczenie do gwiazd kontaktowych i bliskich kontaktu, q_{sp} to gwiazdy ze spektroskopowym stosunkiem mas, a $I > 50°$ oznacza ograniczenie do gwiazd o nachyleniu orbity większym niż 50°.

V dawały stosunek sygnału do szumu na poziomie przynajmniej 6 (w tabeli: $S/N > 6$). Filtr ten został zastosowany dla wszystkich próbek z wyjątkiem próbki DDO. Przy niedokładnym odwzorowaniu krzywej blasku przez model można w pewnych granicach zaufać wyznaczeniu stosunku temperatur, ale już nie parametrów geometrycznych, dlatego też drugim kryterium jest brak systematycznych odchyłek modelu od obserwacji ($S < 2.4$). W przypadku układów rozdzielonych wyznaczenie stosunku mas jest obarczone bardzo dużym błędem, ale dla gwiazd w kontakcie (EC) i bliskich kontaktu (ENC) da się to zrobić z rozsądną dokładnością. Dla tych ostatnich jest to też kluczowe, aby ustalić ich status. Dlatego też w części analizy poświęconej tym układom potrzebna mi była próbka zawierająca tylko gwiazdy, dla których dało się wyznaczyć stosunek mas z rozsądną z punktu widzenia analizy innych parametrów dokładnością (w tabeli: q_{det}). Ponadto z wynikach można było zauważyć, że dla układów kontaktowych przy nachyleniu osi poniżej $I < 50°$ wyznaczone parametry nie podlegają takiemu samemu rozkładowi, jak powyżej tej granicy. Jest to skutkiem braku (lub marginalnych) zaćmień w układzie. Takie gwiazdy zostały z próbki gwiazd kontaktowych usunięte.

Próbkę specjalną stanowią gwiazdy posiadające wyznaczone spektroskopowo stosunki mas. Aktualnie składa się na nią tylko 49 gwiazd, które były obserwowane w DDO, ale w przyszłości można ją będzie rozszerzyć o inne, dla których stosunki mas są dostępne w literaturze.

Ponadto ze zdefiniowanych tak próbek będę czasem wybierał podzbiory, które albo mają silne zmiany jasności średniej, albo zmieniają okres, albo mają jakąś inną charakterystyczną własność. Sytuacje te będą opisane w odpowiednich miejscach.

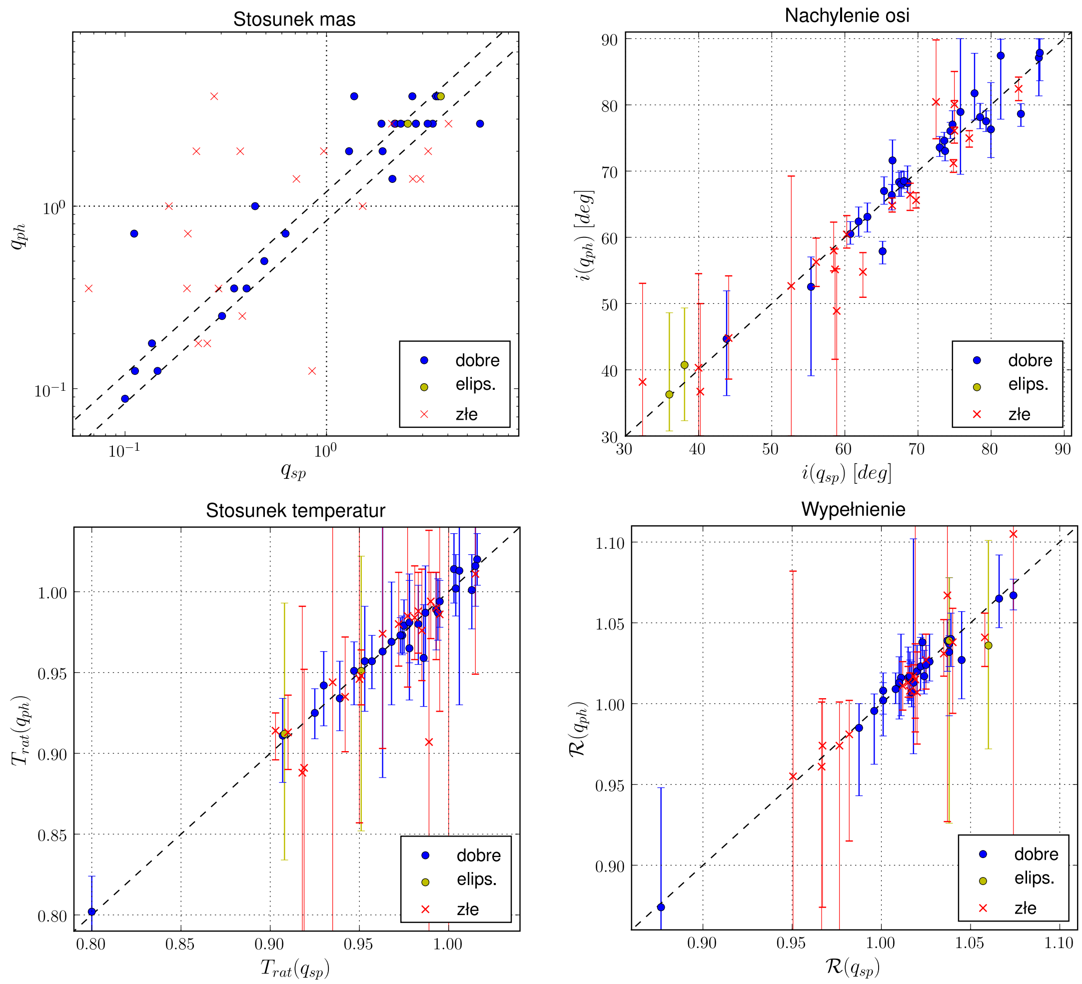
3.5. Próbka gwiazd z DDO

W idealnej sytuacji należałoby dla wszystkich analizowanych przeze mnie gwiazd wyznaczyć spektroskopowe stosunki mas, a następnie szukać innych parametrów na podstawie modelowania krzywej blasku. Można też stosunków mas poszukać w literaturze. Są jednak trzy powody, dla których zrezygnowałem z tych możliwości. Po pierwsze gwiazd bez wyznaczonego stosunku mas jest w katalogu ASASa zbyt dużo na dedykowane obserwacje spektroskopowe. Po drugie wprowadzenie wszystkich znanych wartości q_{sp} nie wpłynęłoby znacząco na moją próbkę, gdyż ich większość dotyczy gwiazd jaśniejszych niż $V = 10$ mag (Pourbaix i in. 2004), a w mojej próbce jest ich mniejszość. Po trzecie często bez przyjrzenia się każdemu układowi z osobna ciężko jest stwierdzić czy należy przyjąć podaną wartość stosunku mas czy też jej odwrotność, gdyż czasem za składnik główny uważa się ten bardziej masywny, a czasem ten o większej temperaturze powierzchni (często na podstawie głębokości minimów).

W związku z powyższym stosunek mas dla całej próbki wyznaczyłem z fotometrii metodą przybliżoną opisaną w rozdziale 2.3. W takiej sytuacji niezbędne jest jednak sprawdzenie, jak takie przybliżenie wpływa na kluczowe ze względu na moją analizę parametry, takie jak wypełnienie i stosunek temperatur.

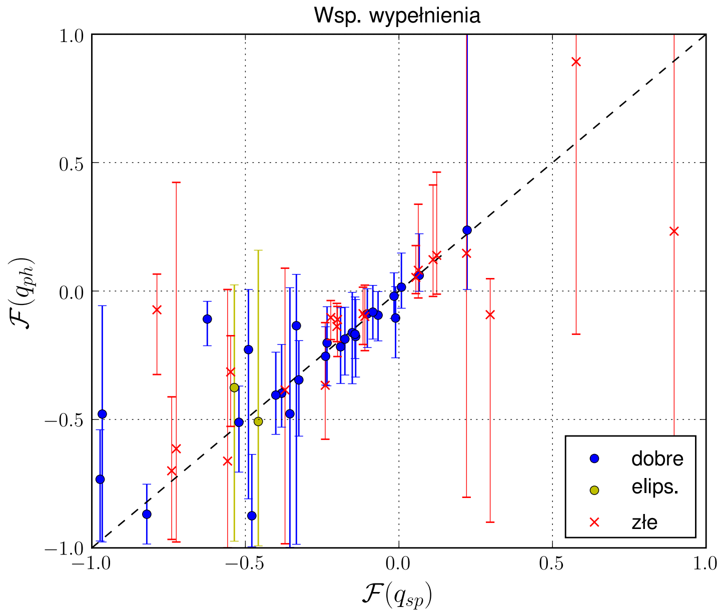
Spośród gwiazd, obserwowanych ostatnio w DDO w ramach programu wyznaczeń spektroskopowych orbit krótkookresowych gwiazd podwójnych, wybrałem 49, dla których posiadam obserwacje w dwóch filtrach w danych projektu ASAS. Zakładając znalezione w ramach tego przeglądu stosunki mas za dobre (błędy wyznaczeń są małe w porównaniu z zakładaną przeze mnie w metodzie przybliżonej dokładnością), wyznaczyłem resztę używanych w modelowaniu parametrów.

Zastosowana procedura pozwoliła mi porównać jak różnią się parametry wyznaczone dla spektroskopowego (q_{sp}) i fotometrycznego (q_{ph}) stosunku mas. Zależności są przedstawione na rysunku 3.8. Niebieskimi i żółtymi kółkami oznaczone są gwiazdy spełniające kryteria, jakich później będę wymagał przy analizie szerszych próbek, dla których nie znałem spektroskopowych stosunków mas. Żółte oznaczają dodatkowo, że gwiazdy te nie wykazują zaćmień. Czerwone krzyżyki pokazują lokalizację w przestrzeni parametrów gwiazd, które będę odrzucał ze względu na bardzo słabo wyznaczony stosunek mas, niski poziom sygnału do szumu lub słabą zgodność krzywej blasku modelu z krzywą obserwowaną.



Rysunek 3.8. Porównanie różnych parametrów modeli gwiazd z próbki DDO ze spektroskopowym stosunkiem mas (q_{sp}) oraz takich, gdzie ten stosunek był wyznaczony z fotometrii (q_{ph}). Na wykresie ze stosunkami mas liniami przerywanymi zaznaczony jest zakres minimalnego błędu wynikającego z dyskretnego rozkładu testowanych wartości q. Czerwonymi krzyżykami zaznaczone są gwiazdy, które nie spełniły kryteriów jakości modelu, a żółtymi kółkami te układy, które nie wykazują zaćmień. Zgodność wyznaczonych parametrów jest duża dla stosunków temperatur T_{rat} i wypełnień $\mathcal{R}$, a trochę gorsza, choć akceptowalna dla nachyleń osi I. Zaznaczone na wykresach błędy odpowiadają zakresom odpowiednich parametrów na poziomie ufności 90%.

Dwa najważniejsze parametry, czyli zdefiniowane w rozdziale 3.4 wypełnienie $\mathcal{R}$ oraz stosunek temperatur składników T_{rat}, w większości przypadków mają prawie identyczne wartości nawet dla teoretycznie słabej jakości rozwiązań. Tylko do tych ostatnich należą też nieliczne punkty, których rozwiązania znacznie się różnią. Trochę gorsza jest sytuacja z nachyleniem orbity, co wynika z istotnych zmian geometrii wprowadzanych przez zmianę stosunku mas, ale wyniki i tak mieszczą się w większości w oszacowanych błędach (tj. zakresach parametrów na poziomie ufności 90%). Jak widać na pierwszym wykresie rysunku, fotometryczny stosunek



Rysunek 3.9. Porównanie jak na rysunku 3.8 dla współczynnika wypełnienia $\mathcal{F}$. Ponieważ współczynnik ten zależy silnie od q, widać dużo większe różnice w jego wyznaczeniu. Jest to kolejny powód, by zamiast niego używać wypełnienia zdefiniowanego jako stosunek promienia gwiazdy do promienia krytycznego.

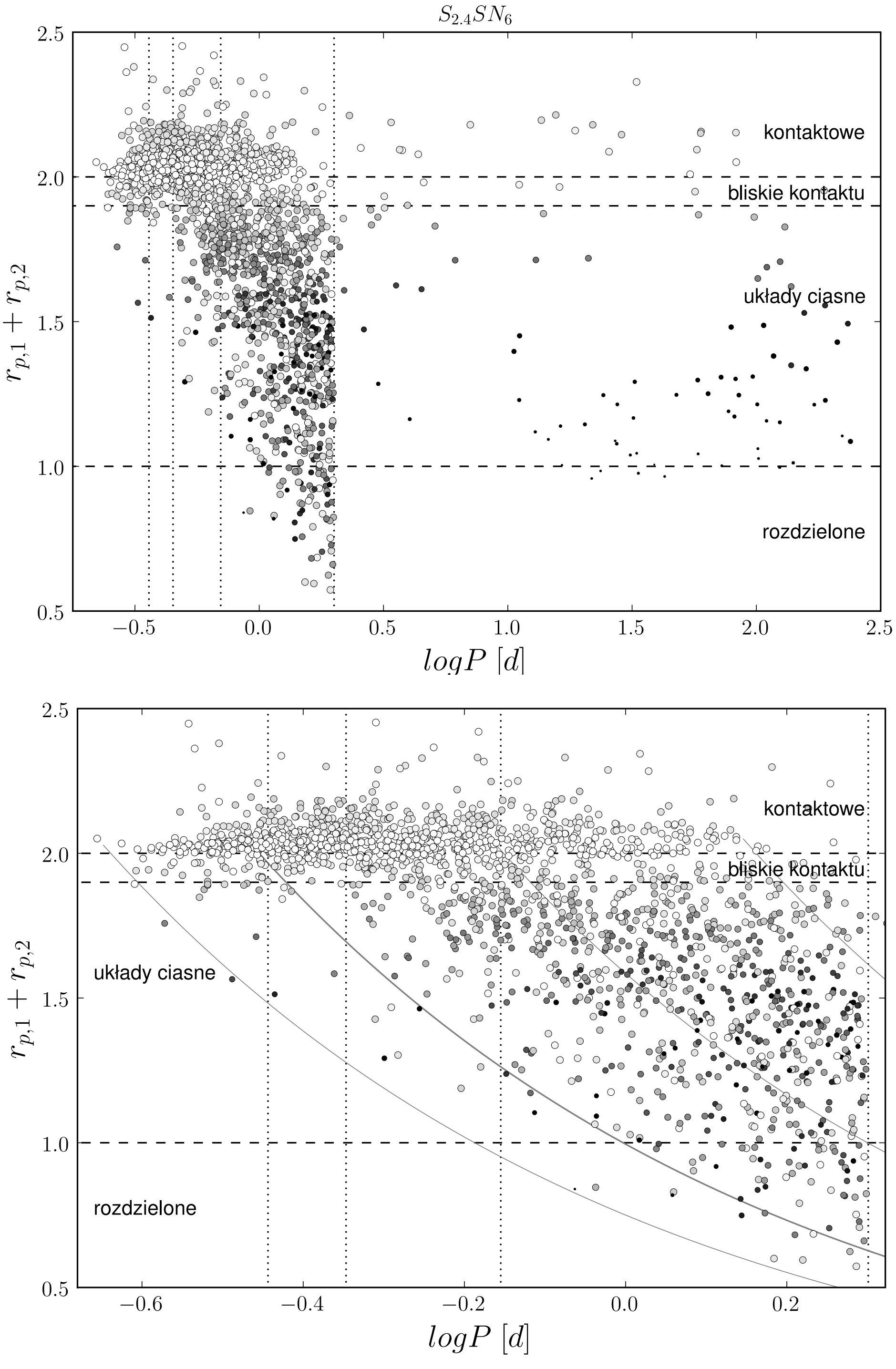
mas czasem dość silnie różni się od spektroskopowego. W ogólności dokładność jego wyznaczenia jest jednak wystarczająca do wiarygodnego oszacowania innych potrzebnych mi parametrów.

Na rysunku 3.9 widać natomiast podobne porównanie dla współczynnika wypełnienia $\mathcal{F}$. Tylko w wąskim zakresie (-0.25 – 0.25) zgodność rozwiązań jest dobra, w ogólności różnice wyznaczeń są dużo gorsze niż w przypadku wypełnienia zdefiniowanego jako stosunek promienia gwiazdy do promienia krytycznej powierzchni Roche'a. Był to kolejny argument za tym, by w analizie używać tylko tego ostatniego.

Podsumowując, fotometryczne wyznaczenie stosunku mas nie wprowadza istotnych błędów do wyznaczonych modeli. Największe różnice pojawiają się w parametrach, które nie są kluczowe dla mojej analizy.

3.6. Wyniki ogólne

Z porównania rozwiązań ze znanymi i nieznanymi stosunkami mas wynika, że względne wypełnienia powierzchni Roche'a oraz stosunki temperatur układów są wyznaczane z wystarczającą dokładnością. W swojej analizie ograniczyłem się więc głównie do powyższych parametrów. Wyniki przedstawione są na kolejnych



Rysunek 3.10. Zależność sumy względnych promieni gwiazd od okresu. Liniami przerywanymi oddzielone są różne konfiguracje układów. Liniami kropkowanymi zaznaczone są okresy: 0.36, 0.45, 0.7 i 2 dni. Wśród układów ciasnych są zarówno układy rozdzielone jak i półrozdzielone. Im mniejsze i ciemniejsze jest kółko, tym bardziej ekstremalny jest stosunek wypełnień $r_{p,2}/r_{p,1}$. Szare ciągłe linie (dolny panel) pokazują, jak suma $r_{p,1} + r_{p,2}$ zależy od okresu dla układów o jednakowych gwiazdach składowych typów (od lewej): M2V, G2V, A4V i B2V.

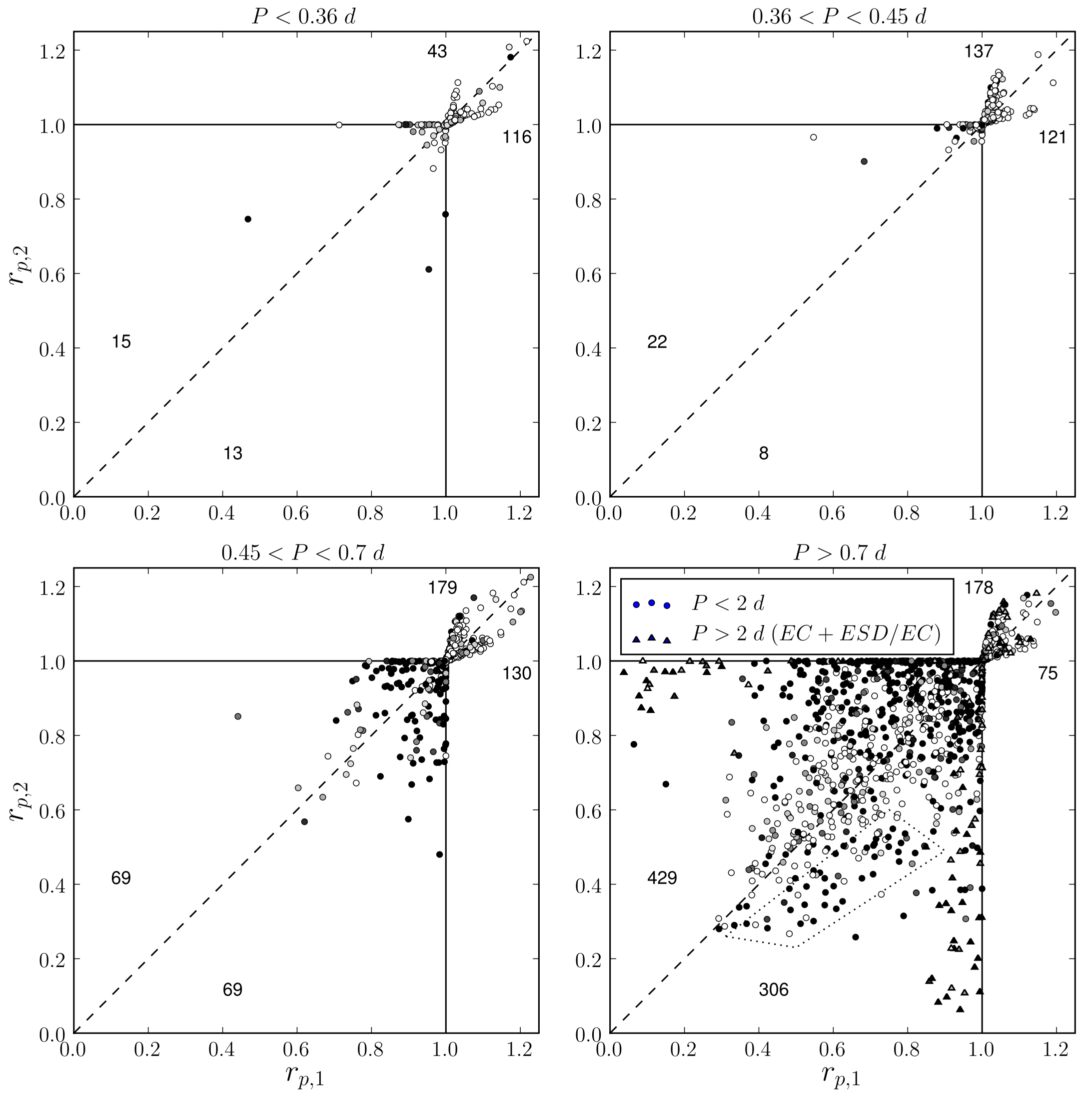
rysunkach. Wnioski wynikające z tych rozwiązań przedstawię w następnym rozdziale.

Na rysunku 3.10 przedstawiona jest zależność sumy promieni względnych od logarytmu okresu. Liniami przerywanymi oddzielone są gwiazdy różnych typów. Wśród ciasnych układów są zarówno gwiazdy półrozdzielone jak i rozdzielone, ale na tym wykresie nie da się ich rozróżnić. Liniami kropkowanymi zaznaczone są okresy: 0.36, 0.45, 0.7 i 2 dni, które będą oddzielały grupy gwiazd o różnych okresach na kolejnych rysunkach. Powyżej okresu $P = 2^d$ modelowane były tylko układy podejrzane o kontakt, ale jak widać dla większości z nich rozwiązania okazały się być innego typu.

W związku z zakresem pracy oraz ze względów technicznych, z układów sklasyfikowanych w katalogu ASAS jako półrozdzielone i rozdzielone zostały przebadane tylko te o okresach krótszych niż 2 dni. Ich uwzględnienie w modelowaniu pozwoliło przyjrzeć się etapowi dochodzenia do (lub odchodzenia od) stanu kontaktu – na rysunku są to głównie układy ciasne i rozdzielone. Ponadto niektóre z gwiazd sklasyfikowanych w katalogu ASAS jako niekontaktowe okazały się jednak układami kontaktowymi (lub bliskimi kontaktu).

Na rysunku 3.11 można zobaczyć jak rozkładają się rozwiązania w przestrzeni parametrów względnych wypełnień powierzchni Roche'a obu składników układu. Składnik gorętszy oznaczony jest numerem 1, a chłodniejszy numerem 2. Kolorem zaznaczony jest stosunek temperatur: białym bliski jedności, a czarnym mniejszy niż 0.8; odcienie szarości odpowiadają stanom pośrednim. Wśród gwiazd krótkookresowych ($P < 0\overset{d}{.}45$) widać silną dominację układów kontaktowych i bliskich kontaktu, które charakteryzują się podobną temperaturą. Wśród gwiazd o dłuższych okresach zaczynają pojawiać się coraz częściej układy niekontaktowe o w większości różnych temperaturach.

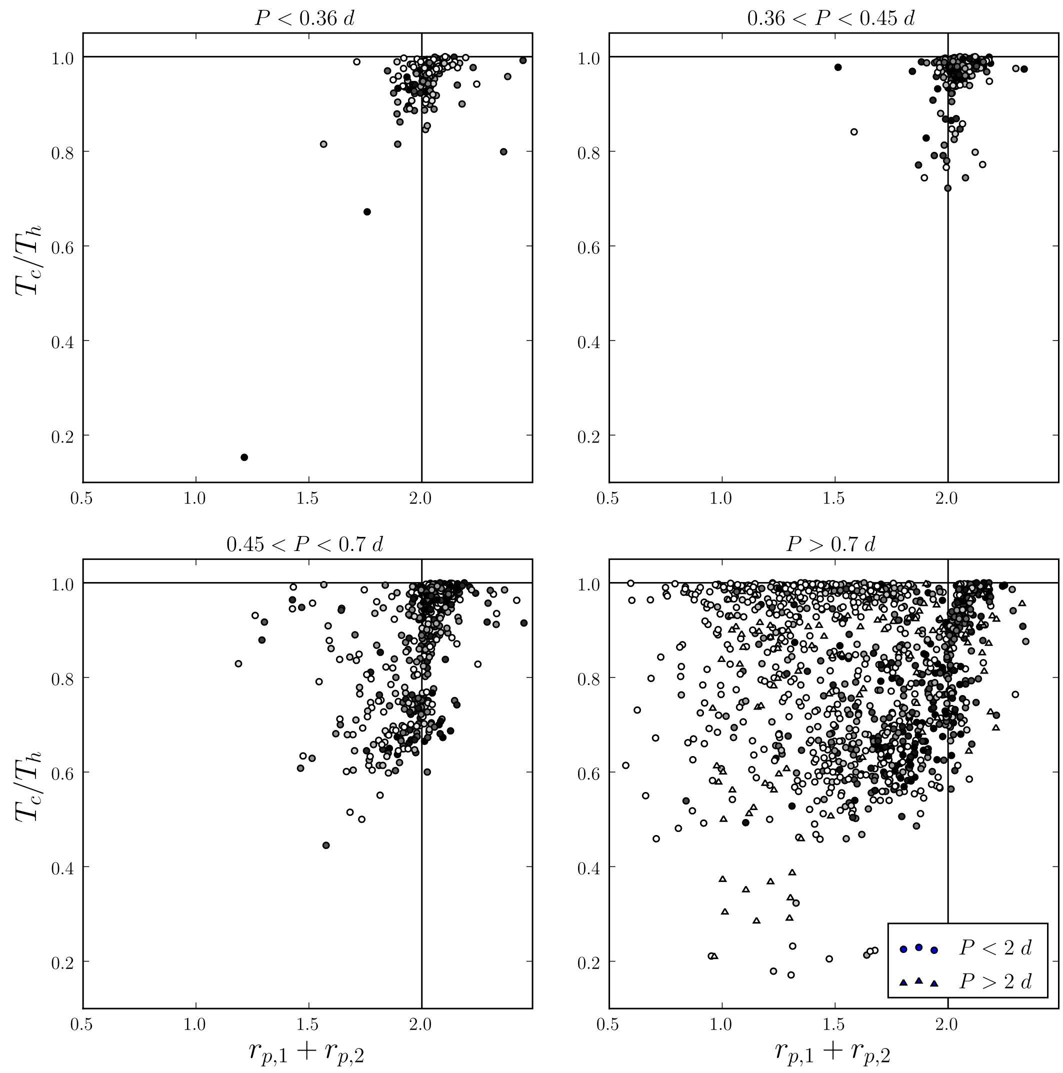
Dla okresów dłuższych niż 0.7 dnia gwiazd półrozdzielonych i rozdzielonych jest już bardzo dużo. Widać tu silną asymetrię między układami, w których składnik gorętszy (1) w większym stopniu wypełnia powierzchnię Roche'a (poniżej przerywanej linii), a tymi, gdzie składnik chłodniejszy (2) ma większy promień względny (powyżej przerywanej linii). Jest ona szczególnie widoczna w zakresie wypełnień $0.5 < r_{p,1}, r_{p,2} < 1.0$, gdzie dominują układy z chłodniejszym składnikiem bardziej wypełniającym powierzchnię Roche'a. Inną asymetryczną względem linii przerywanej grupę stanowią otoczone kropkowanym wielokątem gwiazdy o dużych różnicach temperatur. Taki rozkład jest logiczny, gdyż składnik gorętszy, po pierwsze, szybciej ewoluuje zwiększając swój promień, po drugie, już na starcie (ZAMS) wypełnia powierzchnię Roche'a w większym stopniu niż jego chłodniej-



Rysunek 3.11. Rozkład względnych biegunowych promieni obu składników (1 – gorętszy, 2 – chłodniejszy) wyrażonych w krytycznych biegunowych promieniach powierzchni Roche'a dla danego składnika. Białe wypełnienie oznacza stosunek temperatur $\geqslant 0.97$, a czarny $\leqslant 0.8$. Odcienie szarości odpowiadają stanom pośrednim. Na każdym z wykresów przedstawiony jest inny przedział okresów. Na ostatnim układy z okresami powyżej 2 dni (tylko te podejrzewane wcześniej o kontakt) zaznaczone są trójkątami. Podane są również liczby gwiazd w obszarach, na które dzielą wykresy linie ciągłe i przerywane.

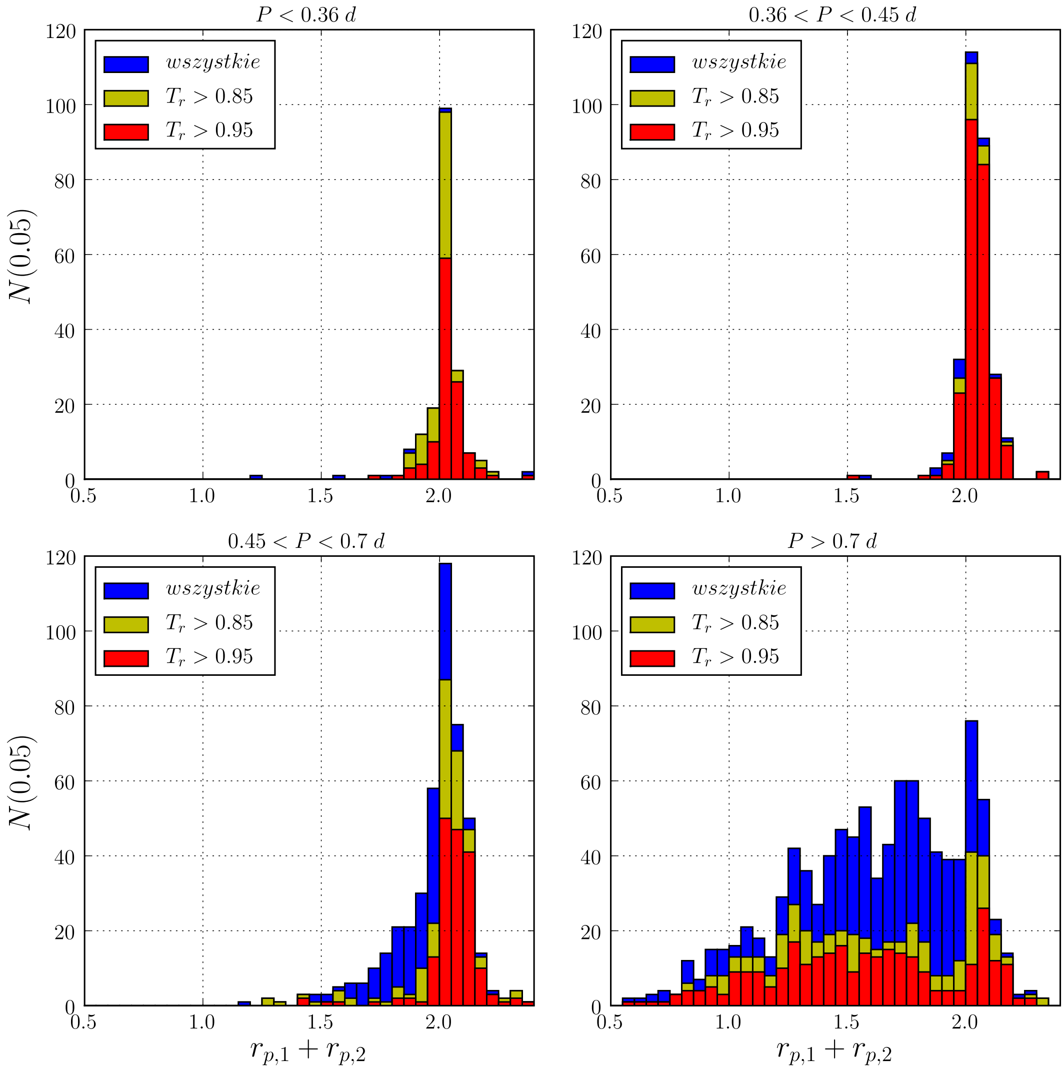
szy towarzysz. Przy przerywanej linii dla wypełnień $0.4 < r_p < 0.8$ widoczna jest natomiast spora grupa gwiazd o podobnych temperaturach, a prawdopodobnie także rozmiarach, czyli tzw. gwiazd bliźniaczych.

Jak widać, gwiazdy o okresach dłuższych niż 2 dni a podejrzane o kontakt w klasyfikacji ASAS (oznaczone trójkątami) często okazywały się być układami półrozdzielonymi lub bliskimi takim układom – układają się przy liniach $r_{p,1} = 1$ i $r_{p,2} = 1$. Szczegółowa analiza tych gwiazd znajduje się w rozdziale 4.3.



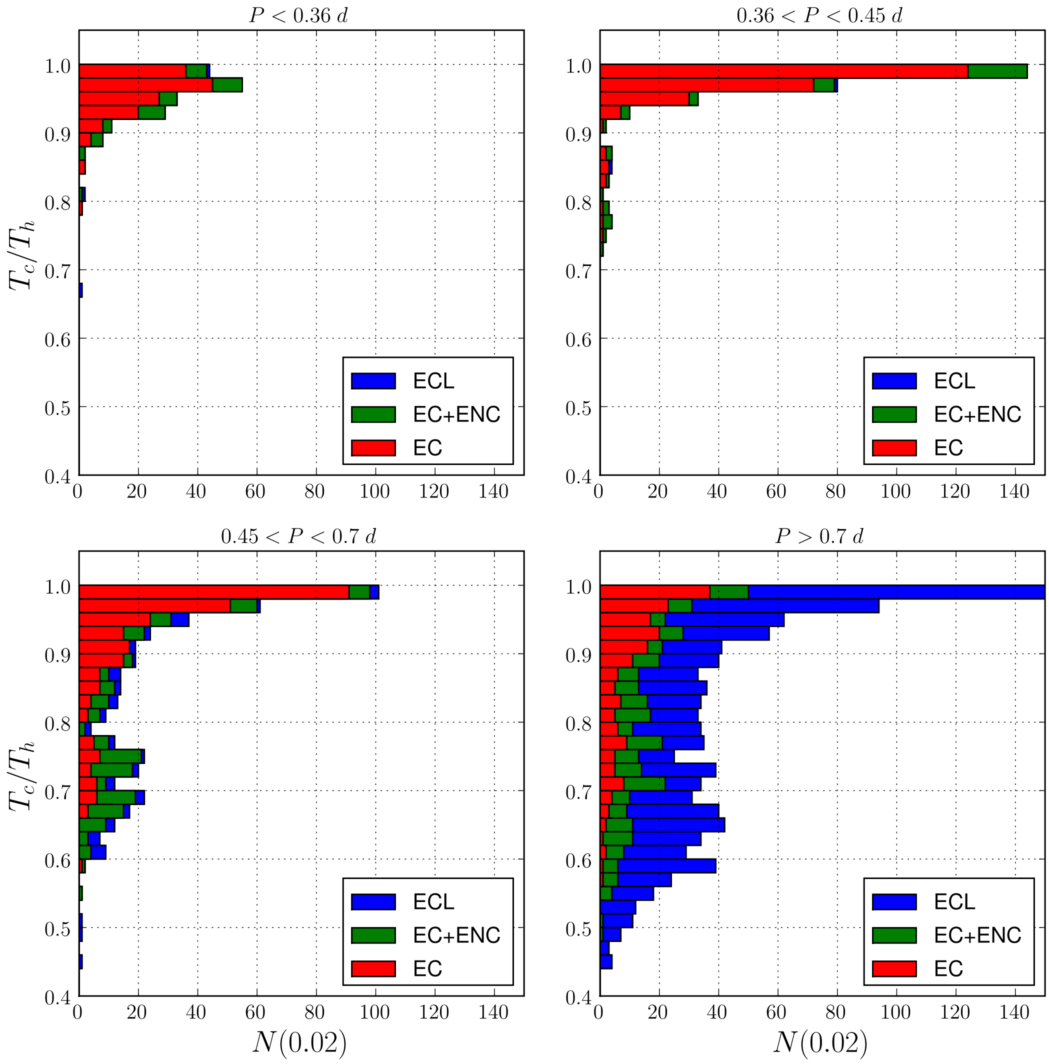
Rysunek 3.12. Rozkład sumy względnych biegunowych promieni obu składników wyrażonych w krytycznych biegunowych promieniach powierzchni Roche'a względem stosunku temperatur składnika chłodniejszego do gorętszego. Na każdym z wykresów czarne wypełnienie oznacza okresy najkrótsze a białe – najdłuższe dla danego zakresu. Odcienie szarości odpowiadają stanom pośrednim.

Zależność stosunku temperatur składnika chłodniejszego do gorętszego (T_c/T_h) od sumy wypełnień jest przedstawiona na rysunku 3.12. Widać, że grupy gwiazd o różnych okresach mają istotnie różną charakterystykę. Gwiazdy kontaktowe o najkrótszych okresach niewiele przepełniają powierzchnię Roche'a i mogą mieć umiarkowanie różne temperatury. Gwiazdy z przedziału okresów $0.36 < P < 0.45$ dnia mają średnio większe przepełnienia i bardzo zbliżone temperatury, pojawiają się jednak nieliczne przypadki o stosunku T_c/T_h mniejszym niż 0.9. Powyżej okresu 0.45 dnia pojawia się natomiast oddzielona grupa gwiazd o stosunku temperatur około 0.7. Jej kontynuacja w dziedzinie dłuższych okresów ma nieco większe różnice temperatur. Na ostatnim diagramie widać też liczną grupę gwiazd o podobnych temperaturach. Część z nich może być w rzeczywistości układami o dwa razy krótszym okresie, ale taka zmiana wymagałaby, by jeden składnik nie wnosił praktycznie nic światła do układu – duża liczba takich obiektów o krótkich okresach byłaby zastanawiająca.



Rysunek 3.13. Histogram liczby gwiazd z próbki $S_{2.4}SN_6$ w zależności od sumy wypełnień powierzchni Roche'a z podziałem na gwiazdy o podobnych, umiarkowanie różnych i istotnie różnych temperaturach (T_r oznacza stosunek temperatur). Na wykresach można śledzić jak zmieniają się liczbowe proporcje tych obiektów w zależności od okresu i wypełnienia. Histogramy różnych kolorów nie są kumulatywne.

Na rysunku 3.13 pokazane są histogramy liczby układów w zależności od sumy wypełnień powierzchni Roche'a z podziałem na okresy. Wysokość słupka koloru żółtego oznacza liczbę układów o zbliżonych lub prawie jednakowych temperaturach, a czerwonego – tylko o prawie jednakowych (słupki nakładają się na siebie, a nie sumują). Najbardziej podobne temperatury mają obiekty o okresach z przedziału $0.36 < P < 0.45$ dnia. Widać też dominację układów kontaktowych w dziedzinie krótkich okresów. Charakterystyczny jest też lokalny spadek liczby gwiazd bliskich kontaktu dla okresów dłuższych niż 0.7 dnia, widoczny także na rysunku 3.12. Sugeruje to, że zjawiska zachodzące w gwiazdach bliskich kontaktu mogą sprawiać, że gwiazdy wyglądają, jakby były w kontakcie.

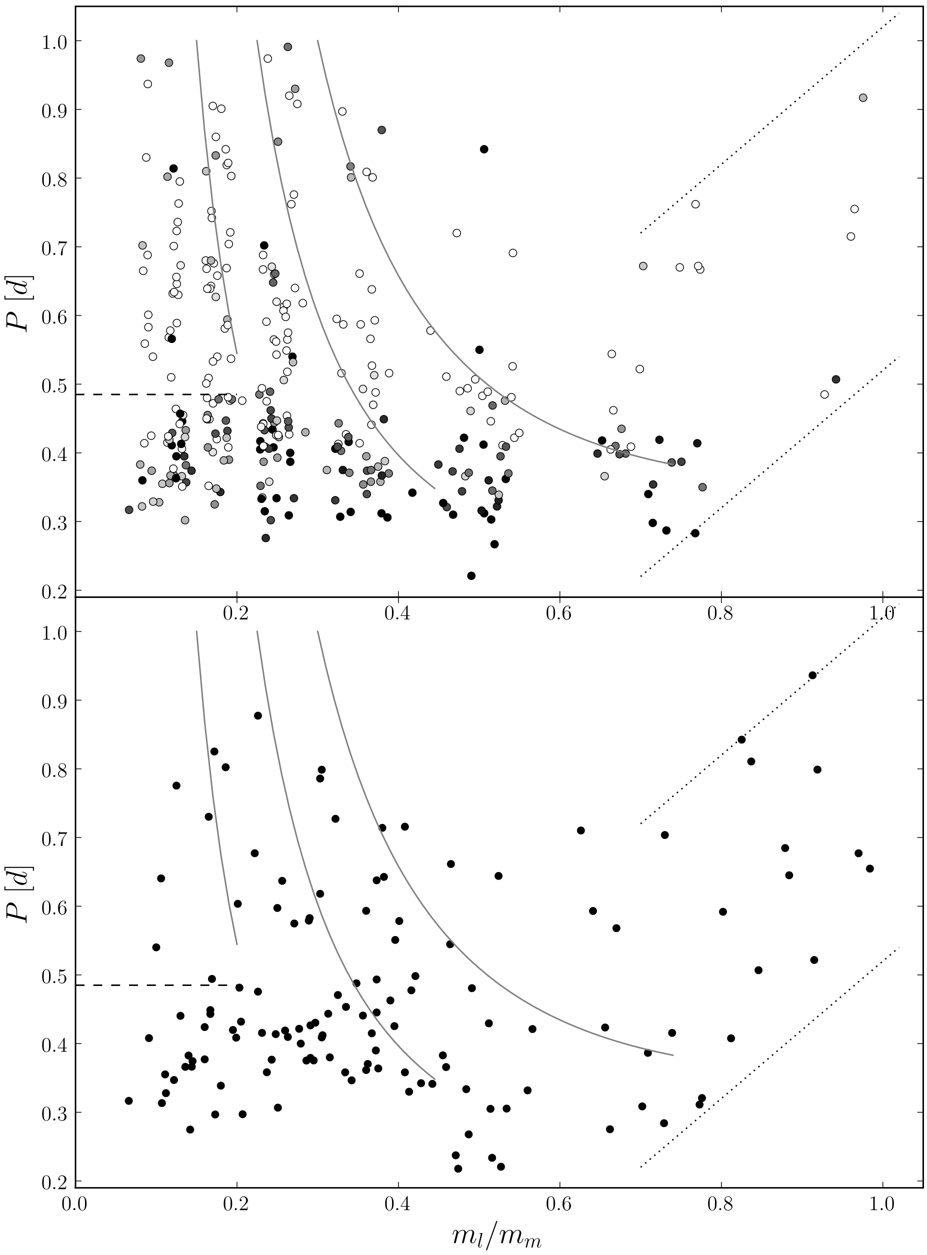


Rysunek 3.14. Histogram stosunków temperatur z podziałem na okresy dla próbki $S_{2.4}SN_6$. ECL – cała próbka, EC – gwiazdy kontaktowe, ENC – gwiazdy bliskie kontaktu. Widać silną dominację układów kontakowych w dziedzinie krótkich okresów (czerwony kolor). W grupach gwiazd o dłuższych okresach widoczne są maksima przy stosunkach temperatur dalszych od jedności. Układy rozdzielone (kolor niebieski) pojawiają się powyżej okresu 0.7 dnia.

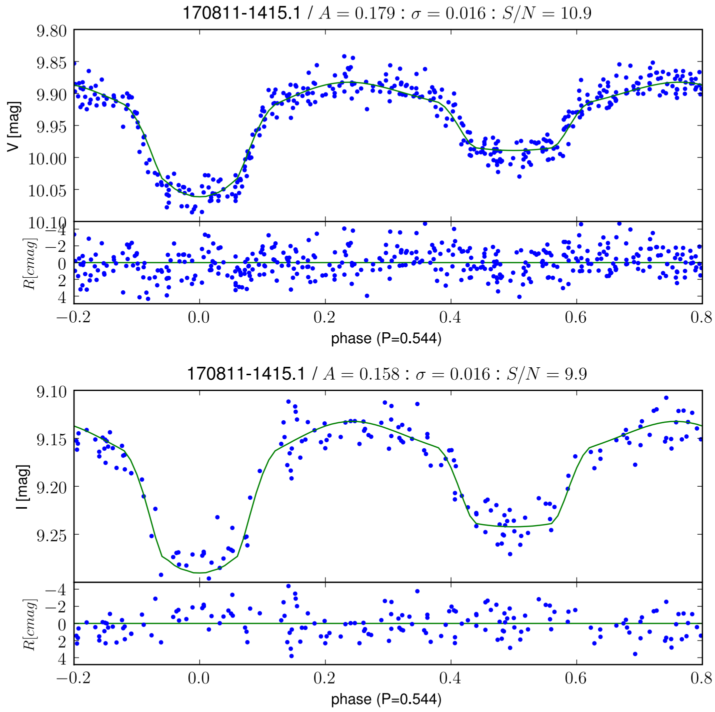
Histogramy na rysunku 3.14 przedstawiają natomiast rozkład liczby układów o różnych stosunkach temperatur dla czterech grup okresów. W dziedzinie krótkich okresów dominują układy kontaktowe, przy czym dla $P < 0\overset{d}{.}36$ są to głównie układy typu W, a powyżej okresu 0.36 – układy typu A. Struktura rozkładów dla układów długookresowych jest bardziej skomplikowana, a jej wyjaśnienie znajdzie się w kolejnym rodziale. Układy rozdzielone pojawiają się w dużej liczbie dość nagle powyżej okresu 0.7 dnia. Warto zauważyć, że wiele z nich ma również bardzo zbliżone do jedności stosunki temperatur.

Stosunki mas wyznaczone są z akceptowalną dokładnością właściwie tylko dla gwiazd kontaktowych i jak widać na rysunku 3.15 wyniki mojego modelowania mają rozkład zgodny z podobnym rozkładem dla całej próbki DDO (czyli zawierającej też te gwiazdy, które nie mają odpowiedników w katalogu ASAS). Aby zwiększyć czytelność, fotometryczne stosunki mas zostały na tym rysunku (górny panel) losowo rozrzucone wokół oryginalnie ułożonych na regularnej siatce wartości. Warto zwrócić uwagę na charakterystyczne cechy zaznaczone na obu wykresach w tym samym miejscu. Linia przerywana wskazuje na lukę między chłodniejszymi (ciemne punkty) gwiazdami o krótszych okresach i gorętszymi (jasne punkty) gwiazdami o dłuższych okresach widoczną przy niskich wartościach stosunku mas. Liniami ciągłymi oznaczone są trajektorie, po których poruszałyby się gwiazdy przy konserwatywnym transferze masy z zachowaniem momentu pędu. Rozkład gwiazd gorętszych w pewnym stopniu jest zgodny z tymi liniami, choć wydaje się, że są one za strome. Gwiazdy chłodniejsze o niskich wartościach stosunku mas musiały w trakcie ewolucji układu (zaczynając od q bliższego jedności) utracić istotną część momentu pędu – w przeciwnym wypadku miałyby dużo dłuższe okresy (porównaj z rys. 4, Smith 1984). Liniami kropkowanymi zaznaczone są ograniczenia okresu dla układów ze składnikami o podobnych masach widoczne w obu zestawach danych.

Policzenie ponad 2000 modeli pozwoliło znaleźć gwiazdy, które mogą być atrakcyjnym celem do dalszych, dokładniejszych i bardziej szczegółowych (w tym spektroskopowych) obserwacji. Warte zbadania mogą być na przykład układy kontaktowe o ekstremalnych stosunkach mas. Na rysunku 3.16 widać natomiast układ rozdzielony o składnikach różniących się względnie niewiele temperaturami, ale istotnie rozmiarami (stosunek mas wyznaczony dla układów rozdzielonych jest wątpliwy, mówi jednak o stosunku promieni). Ciekawa może być też historia takiego obiektu. Jest wątpliwe, by tak różne składniki powstały w trakcie formowania się układu. Bardziej prawdopodobne jest, iż konfiguracja taka powstała na skutek transferu masy z mniej masywnego na bardziej masywny składnik. Powierzchnia gwiazdy o mniejszej masie musiała jednak w pewnym momencie



Rysunek 3.15. Zależność okresu od stosunku mas składnika mniej masywnego (l) i składnika bardziej masywnego (m) dla układów kontaktowych z próbki $QS_{2.4}SN_6$ (góra) oraz wszystkich obiektów z przeglądu DDO (dół). Dla zwiększenia czytelności skwantowane, fotometryczne stosunki mas zostały losowo rozrzucone wokół wyznaczonych wartości. Na górnym panelu ciemniejsze punkty oznaczają gwiazdy o mniejszej temperaturze. Ciągłymi liniami zaznaczone są trasy, po których poruszałyby się gwiazdy przy konserwatywnym transferze masy z zachowaniem momentu pędu. Inne linie zaznaczają charakterystyczne miejsca: przerywana – lukę między chłodnymi gwiazdami o krótkich okresach i gorącymi o długich okresach, a kropkowane – obserwacyjne ograniczenia okresu dla układów o stosunku mas bliskim jedności. Wszystkie linie znajdują się na obu wykresach w tych samych miejscach.



Rysunek 3.16. Jedna z gwiazd, które mogą być atrakcyjnym celem do dalszych obserwacji. Jest to układ rozdzielony, którego składniki wypełniają w dużym stopniu swoje powierzchnie Roche'a (gorętszy i masywniejszy: 92%, drugi: 78%). Z otrzymanego w modelowaniu ekstremalnego stosunku mas ($q = 0.1$) wynika, że składnik chłodniejszy ma ponad trzykrotnie mniejszy promień niż gorętszy przy stosunku temperatur równym 0.92. Po etapie transferu masy układ ten musiał w jakiś sposób odejść od konfiguracji półrozdzielonej.

zapaść się znacznie poniżej powierzchni Roche'a. Możliwe, że składnik ten jest teraz na drodze do obszaru białych karłów.

Brak uwzględnienia trzeciego światła mógł spowodować zaniżenie stosunku mas w trakcie modelowania tego układu, dlatego ważne byłoby przeprowadzenie dla tego obiektu (i innych podobnych) obserwacji spektroskopowych.

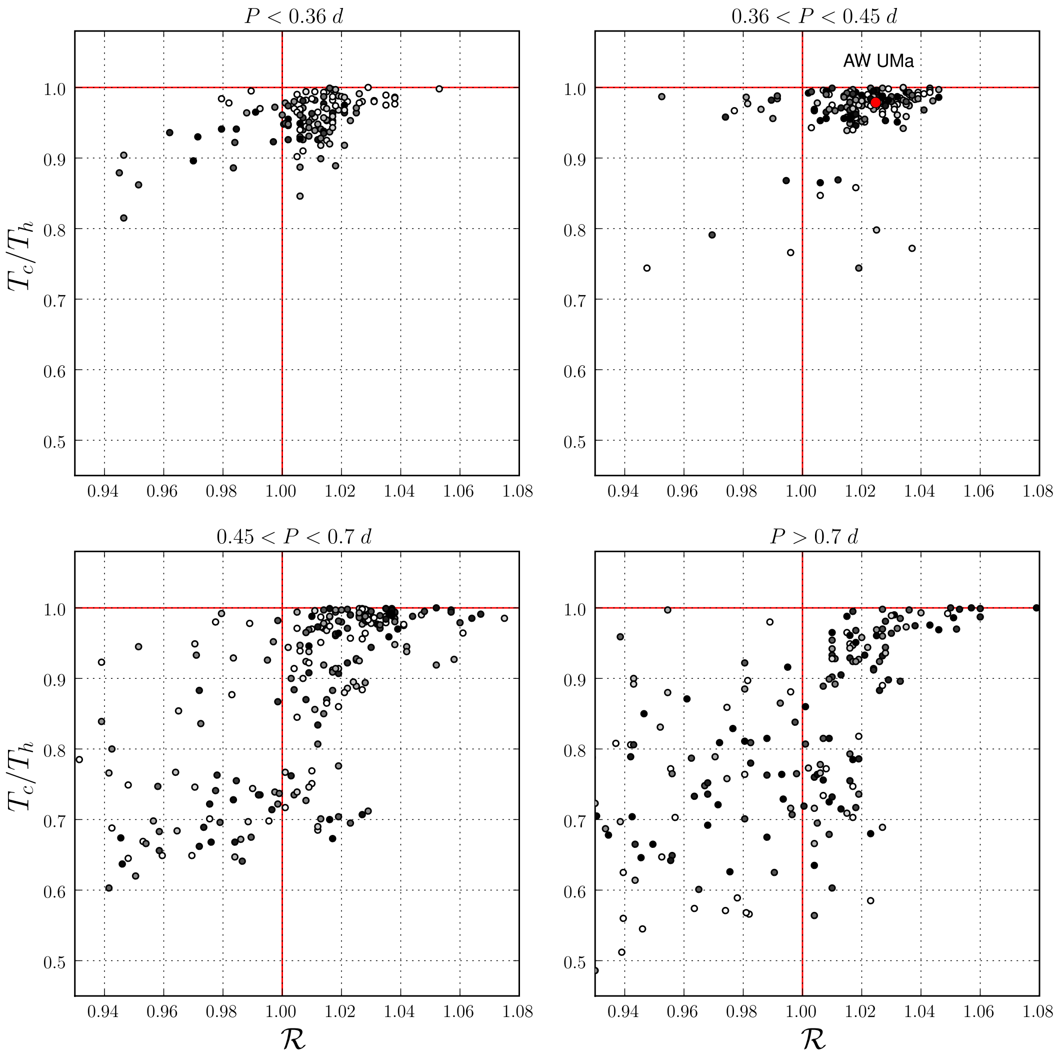
4. Wnioski

Zaprezentowane powyżej wyniki pozwoliły mi przyjrzeć się kilku opisanym we Wstępie teoriom pod kątem zgodności z obserwacjami. Najwięcej miejsca poświęcę problemowi słabego kontaktu termicznego, czyli układom odpowiadającym geometrycznie stanowi kontaktu, ale o różnych temperaturach, oraz teorii oscylacji termicznych (TRO). Istotną częścią analizy jest też zbadanie aktywności gwiazd kontaktowych i bliskich kontaktu oraz statusu długookresowych układów kontaktowych, a także sprawdzenie poprawności klasyfikacji przeprowadzonej na potrzeby katalogu ACVS. Pokrótce zarysuję również wątpliwości dotyczące samego modelu kontaktu, które zaczęły się ostatnio pojawiać w związku z zaskakującymi wynikami obserwacji układu AW UMa.

4.1. Kontakt a różnica temperatur składników

W ogólnie przyjętej teorii układów kontaktowych wokół obu obiektów rozciąga się wspólna otoczka, która posiada mniej więcej równą temperaturę na całej powierzchni. Teoria ta powstała jednak właśnie po to, żeby równą temperaturę wyjaśnić. Tymczasem dla wielu gwiazd o dużych różnicach temperatur z modelowania dostaje się rozwiązania kontaktowe. Jeśli nie chcemy zupełnie zrezygnować z tradycyjnego modelu Lucy'ego, mamy do dyspozycji dwie możliwości uzyskania układów w kontakcie geometrycznym, ale nie termicznym. Pierwszą jest założenie, że otoczka jest cienka i składniki w zasadzie utrzymują własną temperaturę, drugą, że w pewnych warunkach efektywność transportu energii jest niewielka. Oba efekty mogą też wystąpić jednocześnie.

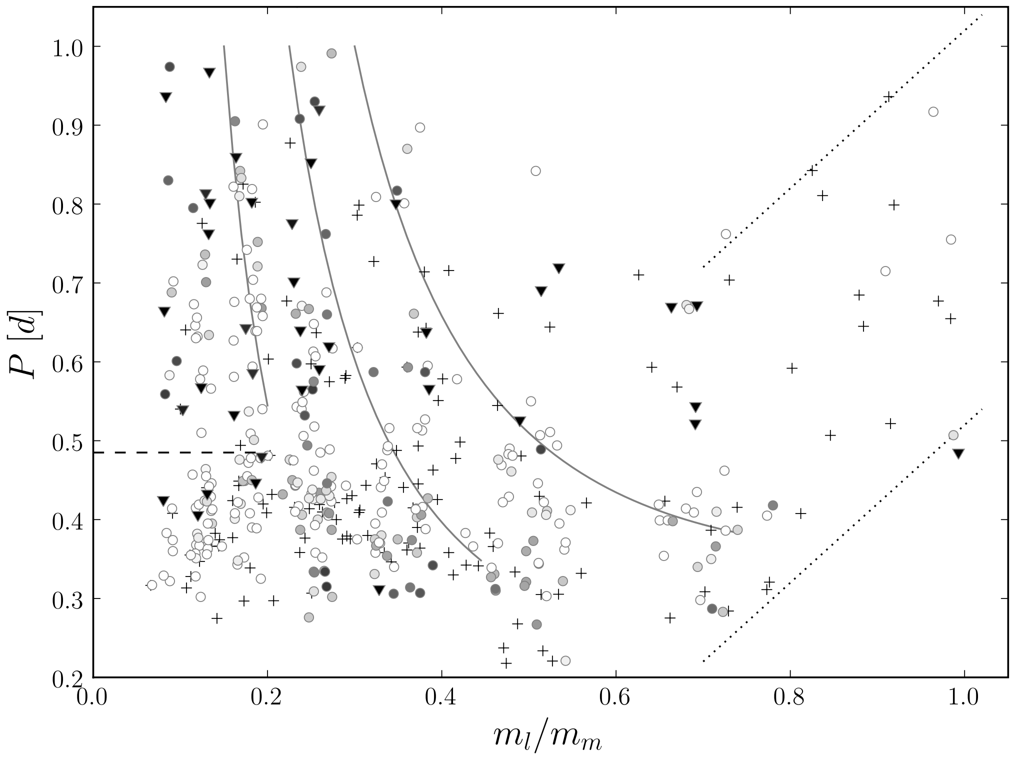
Jeśli chodzi o grubość wspólnej otoczki, to do wyrównania temperatur powierzchniowych obu składników powinna wystarczyć dość płytka warstwa. Sytuacja jest porównywalna z tym, że w zakresie widzialnym widzimy wgłąb Słońca tylko na kilkaset kilometrów – grubość tej warstwy, fotosfery, stanowi mniej niż jeden promil promienia Słońca. Zatem praktycznie każda gwiazda wchodząca w stan kontaktu powinna szybko wytworzyć otoczkę na tyle grubą, by przy wydajnym transporcie utrzymać taką samą temperaturę na całej powierzchni. Oczywiście, sama wydajność może silnie zależeć od grubości – w cienkiej otoczce



Rysunek 4.1. Zależność stosunku temperatur składnika chłodniejszego do gorętszego (T_c/T_h) od parametru wypełnienia $\mathcal{R}$, który głownie zależy od wypełnienia powierzchni Roche'a przez bardziej masywną gwiazdę. Na każdym z wykresów czarne wypełnienie oznacza okresy najkrótsze a białe – najdłuższe dla danego zakresu. Odcienie szarości odpowiadają stanom pośrednim. W większej liczbie układy o istotnych różnicach temperatur zaczynają się pojawiać dopiero dla okresów $P > 0\overset{d}{.}45$. Czerwoną kropką zaznaczone jest rozwiązanie kontaktowe dla gwiazdy AW UMa zaczerpnięte z pracy Pribulli i in. (1999).

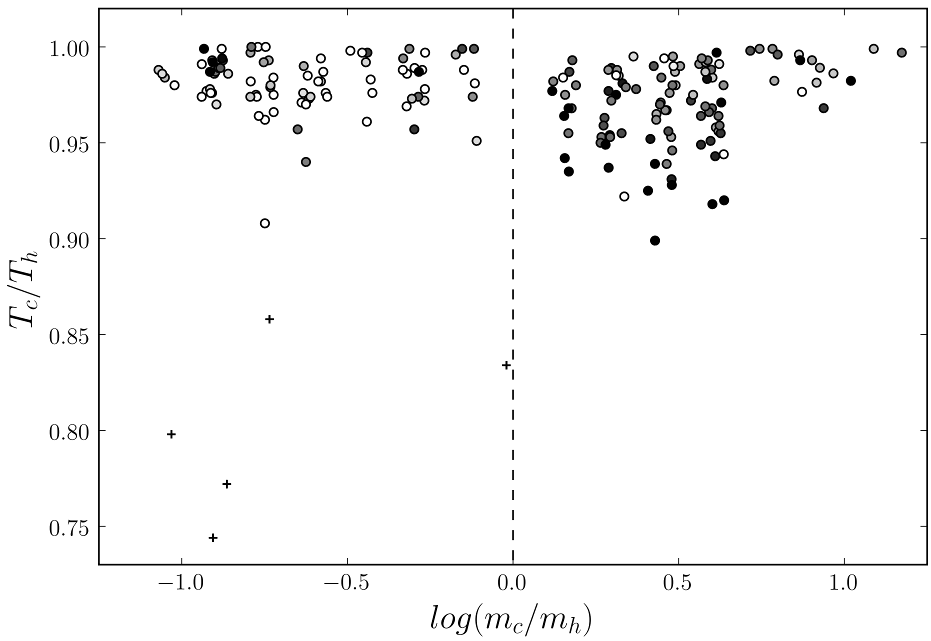
ruchy materii mogą być bardzo ograniczone. Jeśli jednak przyjmiemy w pełni wydajny mechanizm transportu energii to obserwowane temperatury gwiazd mogą być różne jedynie na samej granicy kontaktu (przepełnienie mniejsze niż 0.1%).

Podstawowym czynnikiem, który może utrudnić wyrównanie temperatur, gdy dojdzie już do kontaktu, jest więc, w ogólności, tylko nieefektywny mechanizm transportu ciepła. Zakłada się, że rozprowadzanie energii wygenerowanej w jednej gwieździe we wspólnej otoczce obu składników jest bardziej wydajne w gwiazdach późniejszych typów widmowych, mających otoczkę konwektywną. W gwiazdach z otoczkami radiacyjnymi teoria wspólnej otoczki nie przewiduje efektywnych mechanizmów tego transportu. Gwiazdy wcześniejszych typów widmowych niż F0 powinny zatem wykazywać różnice temperatur, które odzwierciedlałyby różnicę w energii generowanej w poszczególnych gwiazdach. Ponieważ w przypadku kontaktu rozmiar gwiazdy przekłada się na okres orbitalny, powinniśmy zauważyć tendencję do większych różnic temperatur dla dłuższych okresów.



Rysunek 4.2. Zależność okresu od stosunku mas składnika mniej masywnego (l) i składnika bardziej masywnego (m) dla układów kontaktowych z próbki $QS_{2.4}SN_6$. Aby zwiększyć czytelność (dyskretne) wartości stosunków mas zostały losowo nieznacznie rozrzucone. Kolorem oznaczony jest stosunek temperatur składników – kolor czarny oznacza największe różnice, biały podobne temperatury, a odcienie szarości wartości pośrednie. Widać, że poniżej okresu $P \approx 0\overset{d}{.}45$ tylko nieliczne układy mają istotnie różne temperatury składników (są one oznaczone trójkątami). Powyżej $P \approx 0\overset{d}{.}5$ takich układów jest już dużo więcej. Dodatkowo, krzyżykami zaznaczone zostały wszystkie gwiazdy z przeglądu DDO. Położenie i opis linii są takie same jak dla rys. 3.15.

Rysunek 4.1 przedstawia rozkład stosunku temperatur składnika chłodniejszego do gorętszego (T_c/T_h) względem wypełnienia powierzchni Roche'a $\mathcal{R}$ (zdefiniowanego w rozdziale 3.4) dla gwiazd podzielonych na cztery grupy ze względu na okres. Na każdym z wykresów czarne wypełnienie oznacza okresy najkrótsze a białe – najdłuższe dla danego zakresu. Odcienie szarości odpowiadają stanom pośrednim. Łatwo zauważyć, że układy o istotnych różnicach temperatur między składnikami zaczynają się pojawiać dla okresów dłuższych niż około 0.45 dnia (na diagramie dla okresów: $0\overset{d}{.}36 < P < 0\overset{d}{.}45$ układy te, co widać po odcieniu, grupują się głównie przy górnej granicy przedziału). Zatem tylko wśród tych gwiazd ew. przejście w trakcie ewolucji między stanem kontaktowym a niekontaktowym może spowodować istotną zmianę stosunku temperatur składników układu.



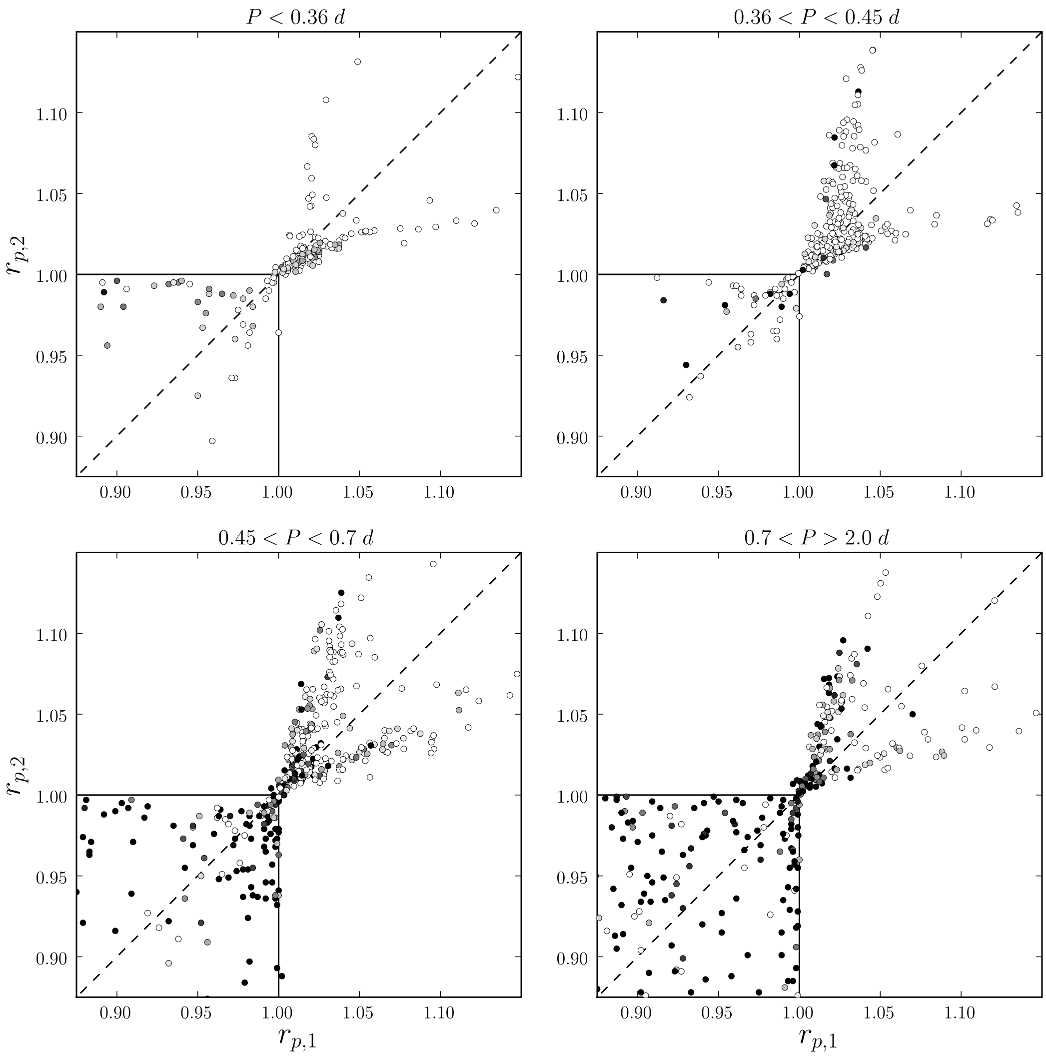
Rysunek 4.3. Zależność stosunku temperatur składnika chłodniejszego (c) do gorętszego (h) od stosunku odpowiadających im mas. Pokazane są gwiazdy kontaktowe o okresach mniejszych niż 0.5 dnia z próbki $QS_{2.4}SN_6$. Aby zwiększyć czytelność (dyskretne) wartości stosunku mas zostały losowo nieznacznie rozrzucone wokół wyznaczonej wartości. Kolorem oznaczona jest temperatura gorętszego składnika – kolor czarny oznacza $T < 5000\ K$, biały $T > 6000\ K$, a odcienie szarości wartości pośrednie. Pomijając gwiazdy o bardzo dużej różnicy temperatur (krzyżyki), gwiazdy z masywniejszym chłodniejszym składnikiem średnio mają T_c/T_h mniejsze niż układy z masywniejszym gorętszym składnikiem.

Na podstawie powyższej obserwacji można więc wprowadzić pewne ograniczenia do teorii oscylacji termicznych. W przypadku układów krótkookresowych gwiazdy albo im nie podlegają, albo oscylacje te przebiegają bez wychodzenia ze stanu kontaktu (widoczna grupka krótkookresowych gwiazd niekontaktowych o podobnych temperaturach zostanie opisana w rozdziale 4.5). W przypadku układów o dłuższych okresach nie ma zasadniczych przeciwwskazań by oscylacje termiczne miały miejsce, jedną z faz mógłby też być stan półrozdzielony. Trzeba jednak zaznaczyć, że oryginalnie teoria TRO miała wyjaśnić istnienie układów krótkookresowych, w których w obu składnikach zachodzi cykl p-p.

Warto przy okazji spojrzeć na rysunek 4.2, na którym przedstawiona jest zależność między okresem a stosunkiem mas krótkookresowych układów kontaktowych. Kolorem zaznaczone są wartości stosunku temperatur składników – białymi punktami gwiazdy o zbliżonych temperaturach, czarnymi o istotnie różnych, a odcieniami szarości stany pośrednie. Również na tym rysunku można dostrzec, że gwiazdy o znacznie różnych temperaturach (trójkąty) w większej liczbie pojawiają się dopiero wśród dłuższych okresów. Ponadto rozkład gwiazd na tym diagramie sugeruje, że krótkookresowe układy kontaktowe o stosunkach mas mniejszych niż 0.4 ewoluują w stronę niskich stosunków z istotną utratą momentu pędu (porównaj z rys. 4 w pracy Smith 1984). Szybka utrata momentu pędu może natomiast blokować wyjście ze stanu kontaktu w trakcie oscylacji termicznych lub znacząco fazę niekontaktową skracać. W powiązaniu z brakiem krótkookresowych gwiazd bliskich kontaktu o dużej różnicy temperatur składników, może być to argumentem za rozważaną przez niektórych teorią oscylacji termicznych z utratą momentu pędu.

Opisane powyżej rysunki mogą też posłużyć do podziału ciasnych układów podwójnych ze względu na ich charakterystyczne cechy. Wśród układów krótkookresowych widoczne są dwie grupy gwiazd, które w pewnym stopniu wzajemnie się przenikają. Pierwsza dominuje wśród okresów krótszych niż 0.36 dnia i charakteryzuje się niskim przepełnieniem otoczki (między 0 a 2%) i różnicą temperatur nie większą niż $\sim$ 9%. Według aktualnej nomenklatury są to w większości gwiazdy typu W i rzeczywiście, zgodnie z definicją bardziej masywny składnik jest w nich chłodniejszy niż jego mniej masywny towarzysz. Widać to na rysunku 4.3, gdzie układy o większych różnicach temperatur (z wyjątkiem pojedynczych o bardzo dużych różnicach, które są oznaczone krzyżykami) występują w większości po prawej stronie diagramu. Są one też chłodniejsze, co widać po ciemniejszych wypełnieniach kółek.

Drugą grupę stanowią układy o okresach dłuższych niż $\sim 0\overset{d}{.}36$, charakteryzujące się bardzo zbliżonymi temperaturami (różnice temperatur raczej poniżej 3%) i grubszymi wspólnymi otoczkami (do 5% ponad powierzchnię Roche'a) – patrz rys. 4.1. Grupa ta pasuje do definicji klasycznych układów typu A (lewa strona na rysunku 4.3). Gwiazdy takie uważa się za bardziej stabilne. Warto jednak zauważyć, że do układów tych zalicza się również AW UMa (czerwona kropka na rys. 4.1 – rozwiązanie pochodzi z pracy: Pribulli i in. 1999), która mimo wielu pojawiających się w literaturze rozwiązań kontaktowych okazała się niedawno układem rozdzielonym (a przynajmniej nie kontaktowym w sensie geometrii Roche'a).



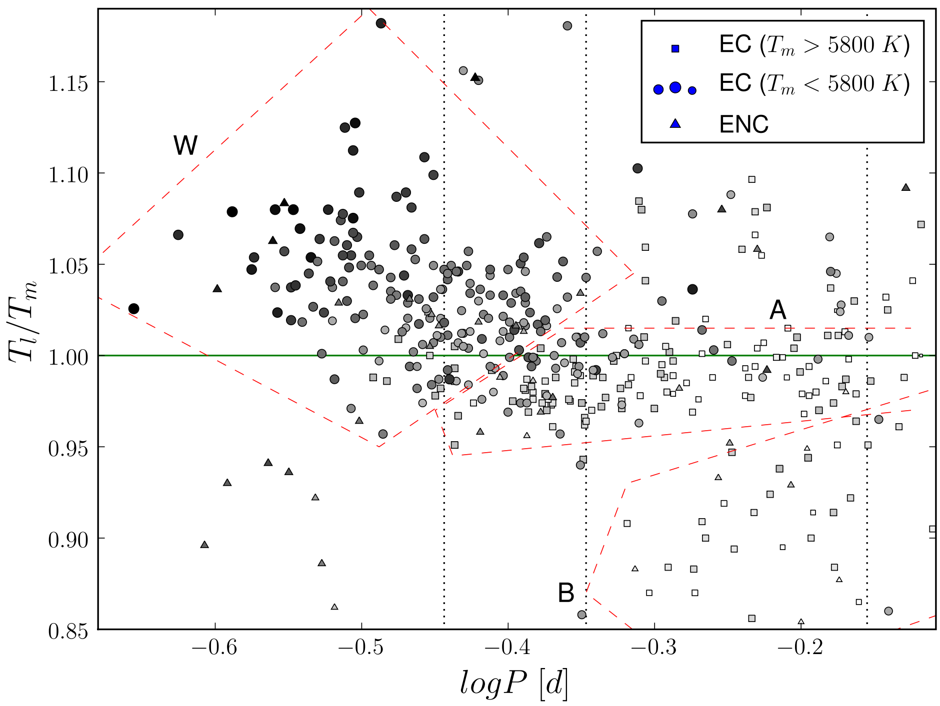
Rysunek 4.4. Rozkład względnych biegunowych promieni obu składników wyrażonych w krytycznych biegunowych promieniach powierzchni Roche'a dla danego składnika. Białe wypełnienie oznacza stosunek temperatur $\geqslant 0.97$, a czarne $\leqslant 0.8$. Odcienie szarości odpowiadają stanom pośrednim. Punkty leżące przy pionowej ciągłej linii oznaczają układy, w których gorętszy składnik wypełnia powierzchnię Roche'a, a przy poziomej te, w których jest to składnik chłodniejszy. Układy mające jednakowe wypełnienia leżą na linii przerywanej. W przypadku układów kontaktowych linia ta oznacza stosunek mas równy 1. Dla układów po lewej stronie od niej składnik gorętszy jest bardziej masywny, a po prawej składnik chłodniejszy jest bardziej masywny.

W żadnej z tych dwóch grup nie widać wyraźnej (i ciągłej) zależności między stopniem wypełnienia a różnicą temperatur składników, co potwierdza, że grubość otoczki ma na nią niewielki wpływ. Bardziej istotne muszą być różnice w budowie układu i jego składników, które mogą się przejawiać na przykład w postaci zwiększonej aktywności magnetycznej (jak w przypadku gwiazd W), zmniejszonej efektywności transportu energii lub strumienia materii.

Gwiazdy typu W, których istnienie miała za zadanie wyjaśnić teoria TRO, rzeczywiście grupują się bliżej granicy kontaktu niż gwiazdy typu A, ale przy samej granicy jest ich niewiele. To ostatnie jest kolejnym argumentem za tym, że cykle termiczne albo w tych układach nie mają miejsca, albo są dodatkowo tłumione, lub ewentualnie, że w trakcie cyklu większość czasu gwiazda spędza w głębszym stadium kontaktu. Co ciekawe, w przedziale okresów odpowiadającym typowi W stosunki temperatur układów bliskich kontaktu i półrozdzielonych (z chłodniejszym składnikiem wypełniającym powierzchnię Roche'a – patrz rys. 4.4) są podobne do układów kontaktowych. Nie widać więc efektu „rozłączenia" składników. Z układami tego typu, widocznymi również w zakresie $0.36 < P < 0.45$ dnia, związane są jednak pewne wątpliwości, które opiszę w jednym z kolejnych podrozdziałów (4.5).

Na rysunku 4.5 przedstawiona jest zależność stosunku temperatur od okresu orbitalnego dla gwiazd o okresach krótszych niż 0.8 dnia i stosunkach temperatur bliskich jedności. W przeciwieństwie do innych rysunków, na tym pokazany jest stosunek temperatury składnika mniej masywnego do temperatury składnika bardziej masywnego. W ogólności stosunek mas nie jest najlepiej wyznaczonym parametrem mojego modelowania, ale w przypadku układów kontaktowych, których podział jest przedstawiony na tym rysunku, wyznaczenie to jest wystarczająco poprawne (zwłaszcza, że interesuje nas tylko, czy wartość stosunku jest większa czy mniejsza od jedności). Jak widać na rysunku, wprowadzenie tradycyjnego podziału na układy typu W i układy typu A może być problematyczne – grupy te płynnie przechodzą jedna w drugą. Stawianie sztucznej granicy na stosunku temperatur równym jedności wydaje się nieuzasadnione, zwłaszcza, że wiele gwiazd ma temperatury składników bardzo zbliżone do siebie i o klasyfikacji decydowałby przypadek. Nie mówiąc o tym, że określony w ten sposób typ może ulegać zmianom w czasie.

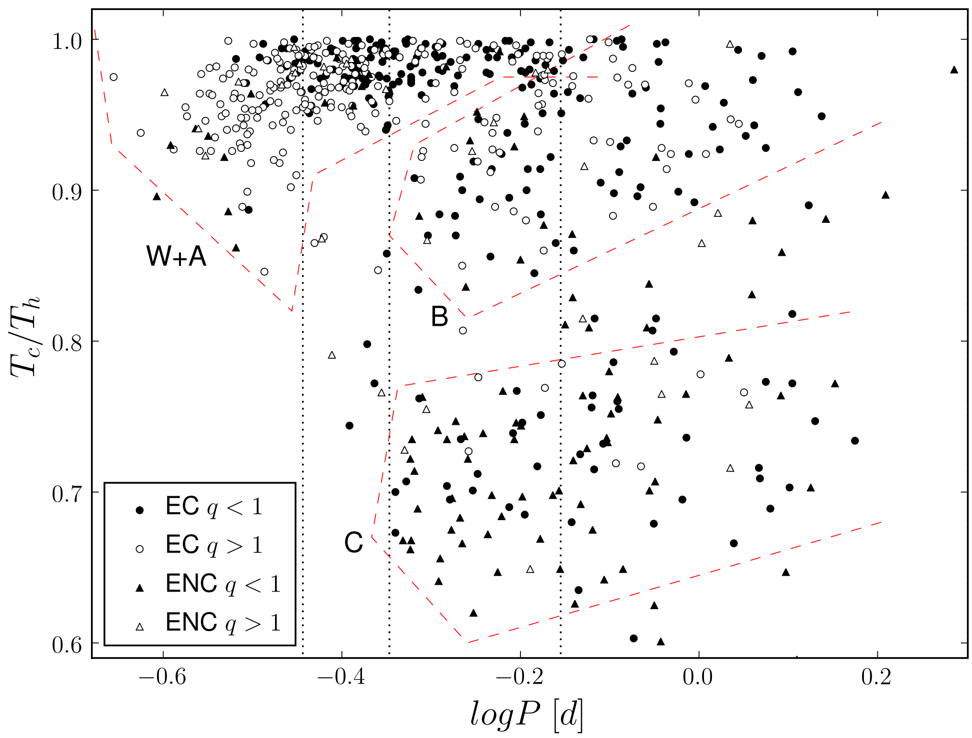
Podział zaproponowany przeze mnie na rysunku 4.5 również jest arbitralny, ale odnosi się do konkretnej fizycznej własności, a przy okazji zachowuje dość dobrą zgodność z pierwotną definicją. W ogólności można powiedzieć, że gwiazdy kontaktowe o okresie krótszym niż około 0.45 dnia, których składnik masywniejszy jest chłodniejszy niż Słońce, to gwiazdy typu W. Natomiast gwiazdy o okresach dłuższych niż 0.36 dnia, które mają podobne temperatury składników, i których bardziej masywny składnik jest gorętszy niż Słońce, to gwiazdy typu A. Na rysunku schematycznie zaznaczono obie te grupy (część obiektów jest poza



Rysunek 4.5. Zależność stosunku temperatur składników (mniej masywnego do bardziej masywnego) od okresu orbitalnego dla gwiazd kontaktowych (kółka i kwadraty) i bliskich kontaktu (trójkąty). Odcieniami szarości zaznaczona jest temperatura bardziej masywnego składnika (T_m). Czarny kolor oznacza najniższe temperatury, biały najwyższe, a odcienie szarości stany pośrednie. Liniami przerywanymi schematycznie zaznaczony jest podział na gwiazdy kontaktowe typu W oraz typu A, a także część grupy oznaczonej przeze mnie jako B, a lepiej widocznej na rys. 4.6. Wyjaśnienie tego podziału znajduje się w tekście. Warto zwrócić uwagę na znaną z poprzednich rysunków grupę krótkookresowych gwiazd niekontaktowych (po lewej, na dole).

zaznaczonymi obszarami). Podział ten nadal jest empiryczny, ale jak pisałem we Wstepie istnieje możliwość, że u jego podstawy stoi przejście między dominacją cyklów p-p i CNO oraz zmiany grubości otoczki konwekcyjnej. Wykorzystana przeze mnie granica 5800 K jest umowna, a samo wyznaczenie absolutnej temperatury obiektów może być, ze względu na metodę, obarczone znaczącym błędem systematycznym.

Jak już wspomniałem istnienie wśród układów długookresowych zarówno takich o jednakowych jak i o różnych temperaturach nie przeczy teorii TRO. Nie jest jednak jej potwierdzeniem. Rysunki 4.1 oraz 4.6 sugerują raczej istnienie trzech osobnych grup w przedziale okresów $0.45 < P < 0.7$ dnia. Gwiazdy grupy B łączą się z gwiazdami typu A przy górnej granicy tego zakresu, ale w ogólności istnieje między nimi przerwa w dziedzinie stosunków temperatur, są więc to prawdopodobnie obiekty różnego typu. Jak widać, nie ma wśród nich preferencji, który



Rysunek 4.6. Zależność stosunku temperatur składników (chłodniejszego do gorętszego) od okresu orbitalnego. Pełnymi symbolami oznaczone są układy kontaktowe (EC) i bliskie kontaktu (ENC), w których bardziej masywny składnik jest gorętszy, a pustymi te, w których bardziej masywny składnik jest chłodniejszy. Kropkowane, pionowe linie (dla $P = 0.36$, 0.45 i 0.7 dnia) dzielą diagram według używanego w poprzednich rysunkach schematu. Liniami przerywanymi zaznaczone są schematycznie obszary zajmowane przez gwiazdy kontaktowe typów W i A oraz dwie inne grupy oznaczone przeze mnie jako B i C (ich opis znajduje się w tekście).

składnik jest gorętszy – mniej czy bardziej masywny. Różnice temperatur między składnikami wynoszą od 5 do 15% (w powyższym przedziale okresów), widoczna jest też tendencja to zbliżania się stosunku temperatur do jedności w miarę zwiększania okresu (także dla okresów z kolejnego przedziału). Większość tych gwiazd posiada rozwiązania kontaktowe, więc taki trend mógłby sugerować, że im dłuższy okres ma gwiazda z tej grupy, tym lepszy jest kontakt cieplny między jej składnikami. Z drugiej strony gwiazdy te mogą mieć ogólnie słaby kontakt termiczny, a zmiana stosunku temperatur może wynikać ze średnio większego podobieństwa składników układów długookresowych.

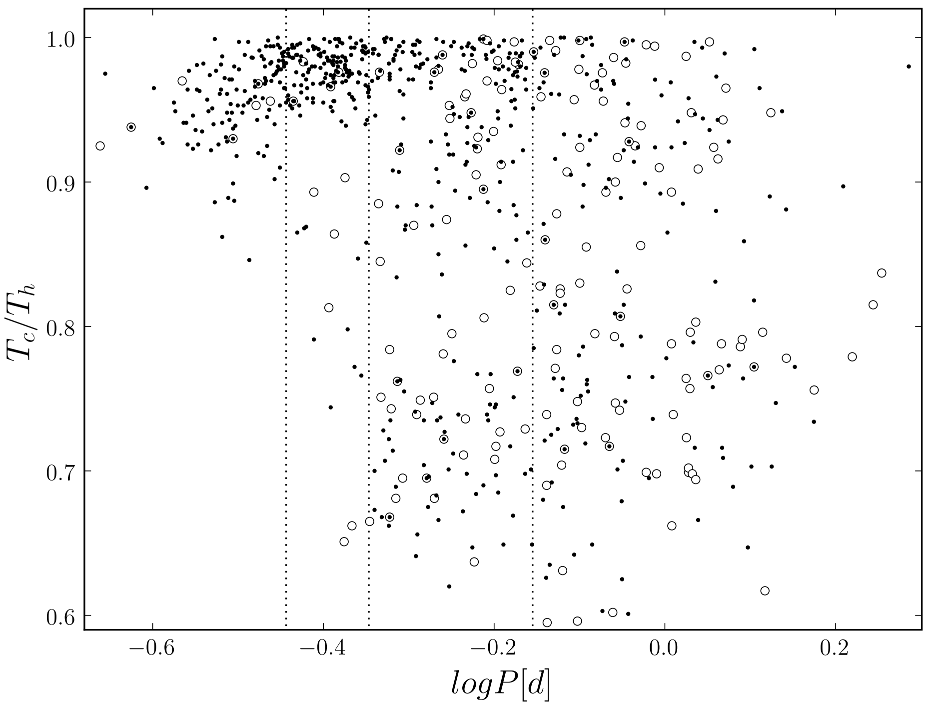
Do trzeciej, widocznie oddzielonej, grupy (C) o największych różnicach temperatur należą głównie gwiazdy bliskie kontaktu, w których składnik bardziej masywny jest gorętszy. Część gwiazd tego typu ma jednak rozwiązania kontaktowe (co widać na rys. 4.1) o różnicy temperatur tylko nieznacznie mniejszej niż dla rozwiązań niekontaktowych. W tej grupie, choć mniej wyraźna, także widoczna jest tendencja do bardziej zbliżonych temperatur wraz ze wzrostem okresu. Ze względu na brak kontaktu wniosek z końca poprzedniego akapitu jest jeszcze bardziej uzasadniony.

Zbadanie zależności między tymi trzema grupami wykracza poza ramy tej pracy, nie ulega jednak wątpliwości, że mogą być one skomplikowane. Przejścia między grupami mogą być zarówno wynikiem ewolucji układu jak i przejawem faz cyklu oscylacji termicznych. W tym drugim przypadku grupowanie się układów w określonych miejscach w przestrzeni parametrów *okres-stosunek temperatur* jest możliwe, ale też i zastanawiające. Na rysunkach 4.5 oraz 4.6 zaprezentowane są tylko układy kontaktowe i bliskie kontaktu. W analizie uwzględniającej ewolucję układów trzeba by jednak wziąć pod uwagę także układy rozdzielone. Podział i położenie grup W+A, B i C w pokazanej przestrzeni parametrów powinien znaleźć wytłumaczenie na gruncie teoretycznym. Jak widać nie można się jednak w podziale obiektów kontaktowych i bliskich kontaktu ograniczać tylko do współczynników wypełnienia. Na przykład, aktualnie o grupach B i C mówi się, że wykazują zmienność typu β Lyrae, ale jak widać grupy te dość istotnie się różnią. Podział ten powinien być wzięty pod uwagę.

Trzeba też pamiętać, że opisywane tu dane dotyczą tylko gwiazd, dla których udało mi się znaleźć dobrze dopasowany model. Nie ma więc wśród nich, na przykład, obiektów wykazujących silny efekt O'Connela, który jest prawdopodobnie wynikiem przepływu materii. Uwzględnienie tych obiektów (rys. 4.7) nie zmienia jednak opisanych powyżej wniosków dotyczących podziału na grupy. W gwiazdach typu W i typu A efekt O'Connella praktycznie nie występuje, powszechny jest za to w grupach B (gdzie dominują układy kontaktowe) i C (gdzie dominują układy bliskie kontaktu). Efekt O'Connella nie ma też bezpośredniego związku z różnicą temperatur.

Parametry wyznaczone z modelowania układów o różnej wysokości maksimów są w większości słabej jakości, stosunek temperatur charakteryzuje się jednak stosunkowo niewielkim błędem. Drugim parametrem przedstawionym na rysunku jest natomiast wyznaczony bardzo dokładnie okres. Wnioski płynące z tego rysunku powinny być więc poprawne. Mniej pewne jest wyznaczenie wypełnienia powierzchni Roche'a. Jeśli jednak zaufać wartościom z modelu, okazuje się, że 82% gwiazd z efektem O'Connella jest kontaktowa, a kolejne 10% bliska kontaktu. Układy kontaktowe z różnymi wysokościami maksimów dominują też w grupie C, w której gwiazdy bez tego efektu mają głównie rozwiązania niekontaktowe.

Zarówno występowanie tego efektu w gwiazdach grupy B, jak i związany z nim



Rysunek 4.7. Na diagramie wszystkie gwiazdy z rys. 4.6 zaznaczone są punktami. Na tym rysunku dodane są jednak modele gwiazd wykazujących efekt O'Connella (okręgi). Większość z nich (brak punktu w środku okręgu) miała słabe dopasowanie, które zostało odrzucone w procesie selekcji. Okres jest jednak od modelu niezależny, a wyznaczenie stosunku temperatur obarczone stosunkowo niewielkim błędem w stosunku do innych parametrów. Uwzględnienie tych modeli nie wpływa znacząco na podział obiektów na grupy.

silny wzrost liczby rozwiązań kontaktowych dla gwiazd z grupy C, potwierdzają wyrażoną wcześniej w tym rozdziale sugestię, że układy kontaktowe z grupy B mogą mieć błędne rozwiązania. Strumień materii, którego wynikiem jest efekt O'Connella może wprowadzać zmiany do krzywej blasku, które symulują stan kontaktu.

Na podstawie zaprezentowanych danych można dokonać jeszcze kilku spostrzeżeń. Po pierwsze gwiazdy o dłuższych okresach mają stopnie wypełnienia średnio większe niż te o okresach krótszych. Trzeba jednak pamiętać, że na przedstawionych wykresach dotyczą one procentowego przepełnienia powierzchni Roche'a bardziej masywnego składnika, nie są więc wielkościami bezwzględnymi. Po drugie przepełnienie strefy Roche'a o więcej niż 2-3% jej promienia praktycznie wyklucza obiekty o drastycznie różnych temperaturach w całym przedziale okresów (2% dla krótszych, 3% dla dłuższych). Jak zostało powiedziane na wstępie tego rozdziału, grubość otoczki nie powinna mieć znaczenia dla temperatury powierzchniowej składników. Wytłumaczeniem powyższej obserwacji może być inna budowa układu i składników grup obiektów o mniej zbliżonych temperaturach i mniejszych wypełnieniach oraz tych o bardziej zbliżonych temperaturach i większych wypełnieniach. Innym wytłumaczeniem może być skokowa zmiana w efektywności transportu energii po przekroczeniu pewnego progu przepełnienia.

Ciągłe przejście między gwiazdami typu A i gwiazdami typu W sugeruje, że podział taki może być zbyteczny, a postawienie między nimi granicy na stosunku mas składnika chłodniejszego do gorętszego równym jedności – sztuczne. Jak można zauważyć na rysunku 4.5, w dziedzinie krótkich okresów różnica temperatur zwiększa się wraz z malejącym okresem i jednocześnie (średnio) malejącą temperaturą. Potwierdza to hipotezę (Ruciński 1985), która mówi, że wpływ na to ma zwiększone zaplamienie głównych składników tych gwiazd. Wraz z malejącym okresem zwiększa się bowiem tempo rotacji, które jest jednym z głównych silników aktywności magnetycznej. Ponadto, istotna w procesie generacji pola magnetycznego, strefa konwektywna jest w chłodniejszych gwiazdach bardziej rozbudowana. Wzrost różnicy temperatur wraz ze skracającym się okresem powoduje też, że wśród gwiazd o najkrótszych okresach brakuje obiektów o jednakowych temperaturach.

4.2. Gwiazdy aktywne

Gwiazdy podwójne o krótkich okresach powinny charakteryzować się dużą aktywnością magnetyczną. Wpływ na to ma zarówno szybka rotacja (wymuszona siłami pływowymi) jak i rozbudowana warstwa konwektywna. Wykorzystując dane z katalogu ROSAT All Sky Survey (RASS; Voges i in. 1999) Szczygieł i in. (2008) zbadali stopień aktywności gwiazd podwójnych z bazy danych ASASa. Wykorzystując wyznaczoną przez nich aktywność (stosunek jasności w zakresie X do jasności bolometrycznej – L_X/L_{bol}), sprawdziłem jej związek z innymi parametrami otrzymanymi przeze mnie w tej pracy.

Wśród wszystkich badanych przeze mnie gwiazd około 20% wykazywało istotne zmiany jasności średniej w czasie (patrz tab. 4.1). Jeśli w analizie uwzględnimy tylko układy aktywne współczynnik ten rośnie do 49%, a jeśli dodatkowo ograniczymy się tylko do układów kontaktowych – do 56%. Dane te czytelnie sugerują, że zmiany jasności średniej związane są z silną aktywnością magnetyczną układów. Wpływ kontaktu na zmiany jasności może być natomiast spowodowany zarówno średnio krótszymi okresami układów kontaktowych (czyli szybszą rotacją, a więc i większą aktywnością), jak i zwiększonym wpływem aktywności magnetycznej na cały układ.

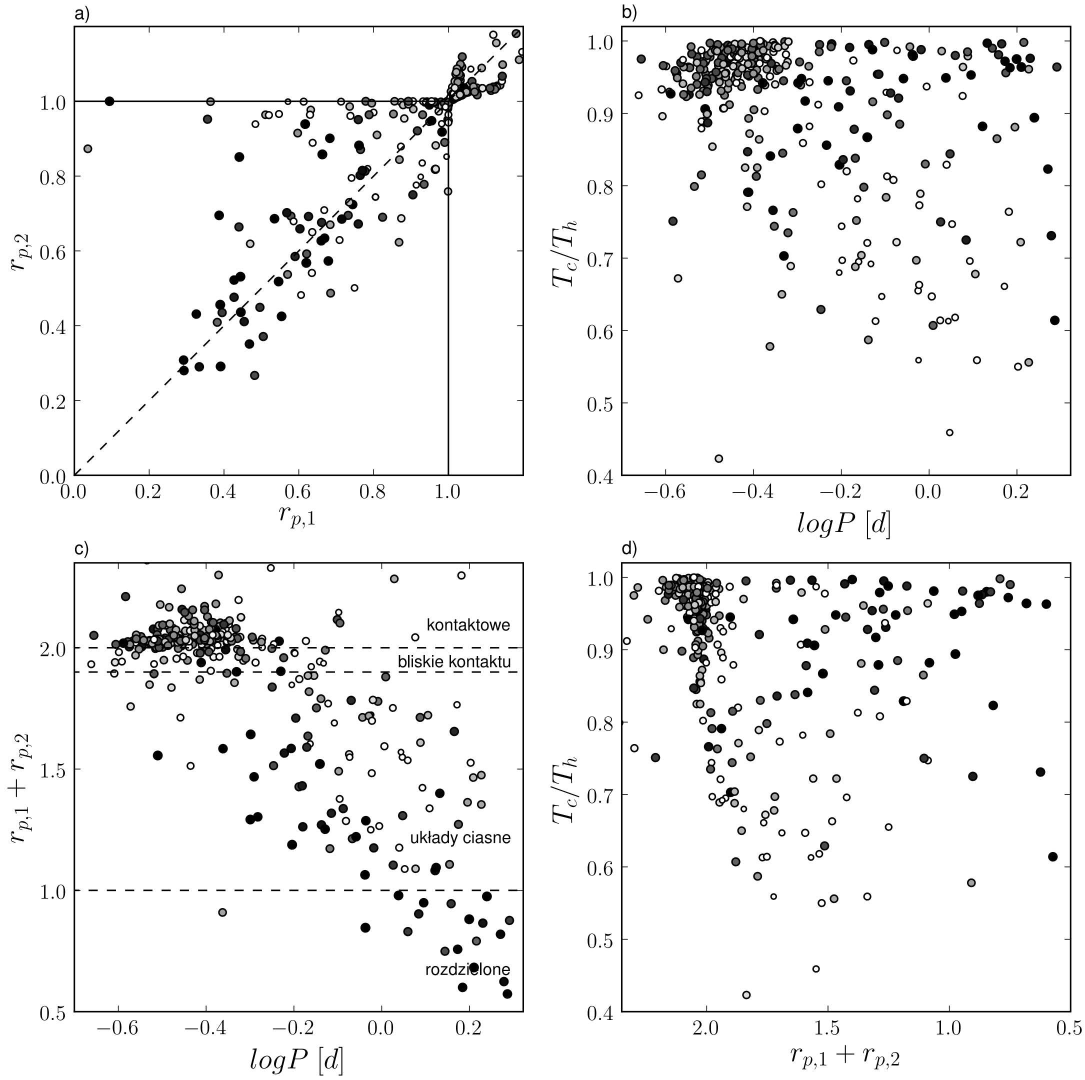
	SN_6	SN_6 (EC)	SN_6 z RASS	SN_6 z RASS (EC)
N	2260	1008	346	195
N_{bt}	448	298	169	109
f	20%	30%	49%	56%

Tabela 4.1. Procentowy udział gwiazd zmieniających istotnie jasność w czterech próbkach: standardowej SN_6 opisanej w rozdziale 3.4, tej samej ograniczonej do układów kontaktowych, podobnej do SN_6, ale tylko z gwiazdami aktywnymi oraz takiej jak poprzednia, ale tylko z układami kontaktowymi. N oznacza liczbę wszystkich układów w próbce, N_{bt} liczbę układów wykazujących zmianę jasności średniej, a f procentowy udział takich układów w całej próbce. Widać, że zmiany jasności średniej silnie wiążą się z aktywnością, a w pewnym stopniu także z kontaktem.

Wynik ten pośrednio dowodzi też, że zaskakujący efekt zmian jasności całej krzywej blasku (tzn. prawie niezależnie od fazy) nie jest wynikiem nałożenia się na zmienność zaćmieniową zmienności innej gwiazdy znajdującej się w tym samym miejscu na niebie. Gdyby tak było, to na wynik nie powinno mieć wpływu to, czy dana gwiazda jest kontaktowa lub aktywna. W niektórych przypadkach efekt ten można wyjaśnić niewielkim wkładem mniej masywnego obiektu do jasności całego układu, w wielu w innych wszystko wskazuje na to, że jasność obu składników zmienia się jednocześnie.

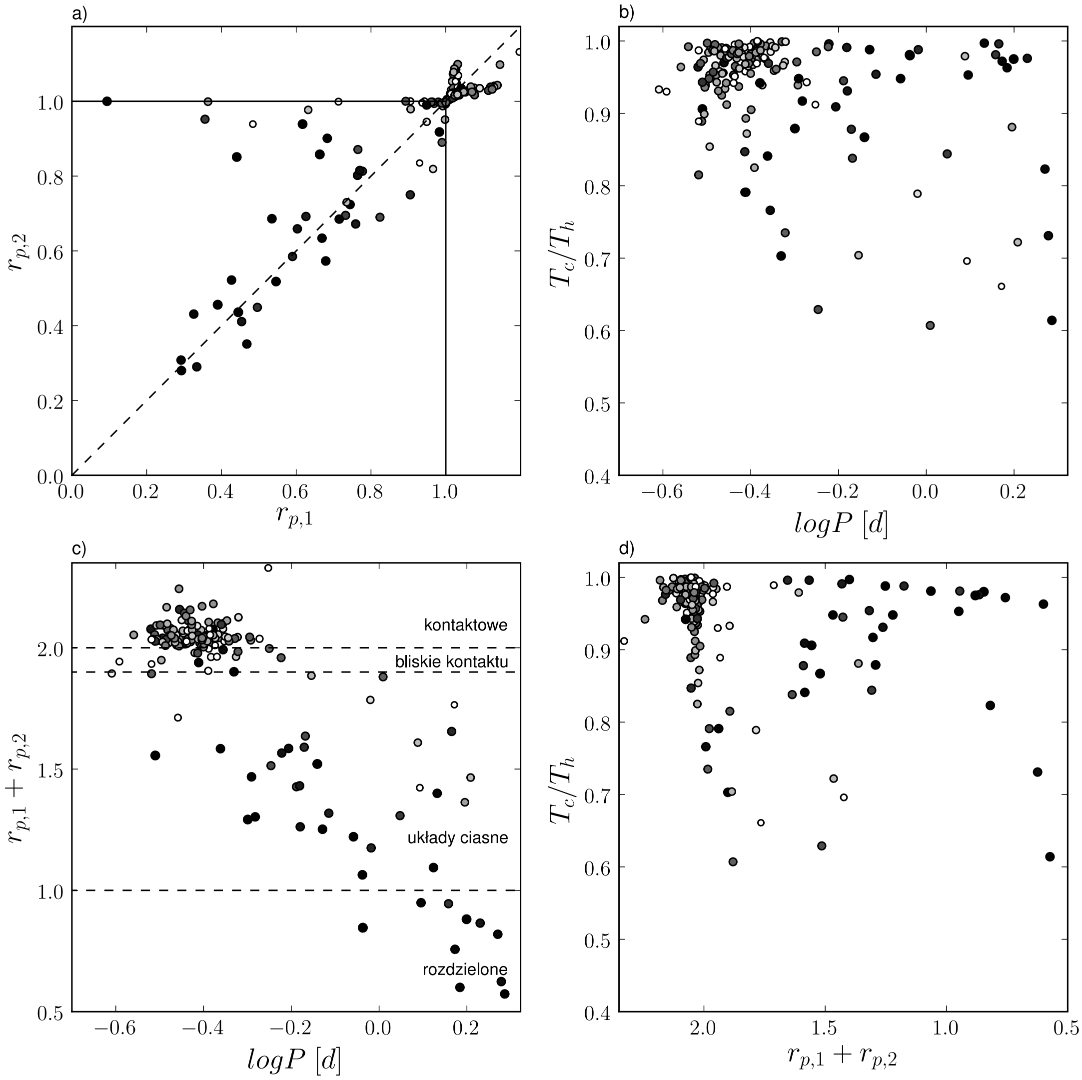
Na rysunku 4.8 widać jak w przestrzeni parametrów rozkładają się gwiazdy aktywne magnetycznie. Wykresy tych parametrów dla wszystkich gwiazd były już zaprezentowane wcześniej w tej pracy. Gwiazdy bardziej aktywne zaznaczone są większymi kółkami o czarnym wypełnieniu, a mniej aktywne mniejszymi o białym. Jak można się było spodziewać, najbardziej aktywne są gwiazdy niekontaktowe o podobnych temperaturach składników i podobnym wypełnieniu powierzchni Roche'a. To ostatnie w powiązaniu z tym, że gwiazdy te mają wyznaczone stosunki mas bliskie jedności sugeruje, iż promienie tych gwiazd są podobne. Są więc to zapewne tzw. gwiazdy bliźniacze. Drugą pod względem aktywności grupę stanowią gwiazdy kontaktowe, a najsłabiej aktywne są gwiazdy o dużej różnicy temperatur między składnikami. Wśród gwiazd półrozdzielonych aktywne magnetycznie wydają się tylko układy, w których chłodniejszy składnik wypełnia powierzchnię Roche'a (diagram a).

Jeśli weźmiemy pod uwagę tylko gwiazdy zmieniające średnią jasność w czasie (rys. 4.9), zobaczymy, że w przypadku układów niekontaktowych w okrojonej próbce zostały głównie te o większej aktywności. Jest to kolejnym dowodem na powiązanie tych dwóch cech. Wśród układów kontaktowych zaskakujące jest „zniknięcie” gwiazd o najkrótszych okresach, czyli głównie gwiazd typu W. W przypadku układów gwiazd bliźniaczych powodem, dla którego wykazują one



Rysunek 4.8. Aktywność gwiazd z próbki SN_6, znajdujących się w katalogu RASS, w zależności od różnych parametrów. Kolor biały oznacza $log(L_X/L_{bol}) < -4$, a czarny $log(L_X/L_{bol}) > -3.2$. Odcienie szarości odzwierciedlają stany pośrednie (dla zwiększenia czytelności wraz z odcieniem lekko zmienia się też rozmiar). Widać, że najbardziej aktywne są gwiazdy niekontaktowe o podobnych rozmiarach i temperaturach składników. Wśród układów półrozdzielonych aktywne są tylko te, w których chłodniejszy składnik wypełnia powierzchnię Roche'a. Na wykresie *d* oś pozioma została odwrócona by ułatwić porównanie z wykresami *b* i *c*.

silne zmiany jasności średniej jest na pewno wyższa aktywność niż w gwiazdach niejednakowych. Interesująca może być też sugestia, że cykle obu składników nie są w tych układach niezależne. Wspólne pole magnetyczne mogłoby powodować synchroniczne zmiany jasności składników o podobnej skali.



Rysunek 4.9. Taki sam jak 4.8, ale tylko dla gwiazd istotnie zmieniających średnią jasność w czasie. Wśród gwiazd kontaktowych ubyło tych o najkrótszych okresach. Wśród reszty pozostały głównie te bardziej aktywne, o jednakowych składnikach.

4.3. Gwiazdy kontaktowe długookresowe

W katalogu gwiazd kontaktowych ASASa istnieje procentowo niewielka, ale i tak większa niż spodziewana, liczba obiektów długookresowych. Najciekawszym przypadkiem jest jak na razie gwiazda 012917-7243.4 o okresie około 180 dni, której kontaktowe rozwiązanie wymaga wprowadzenia do parametrów orbity małego mimośrodu (Prieto i in. 2008). Przeprowadzone przeze mnie ponowne modelowanie z użyciem kodu Wilsona-Devinneya i krzywych blasku w dwóch filtrach (V i I) również wskazało na model kontaktowy z mimośrodem trochę większym niż w cytowanej pracy ($e = 0.056$ w porównaniu z $e = 0.039$).

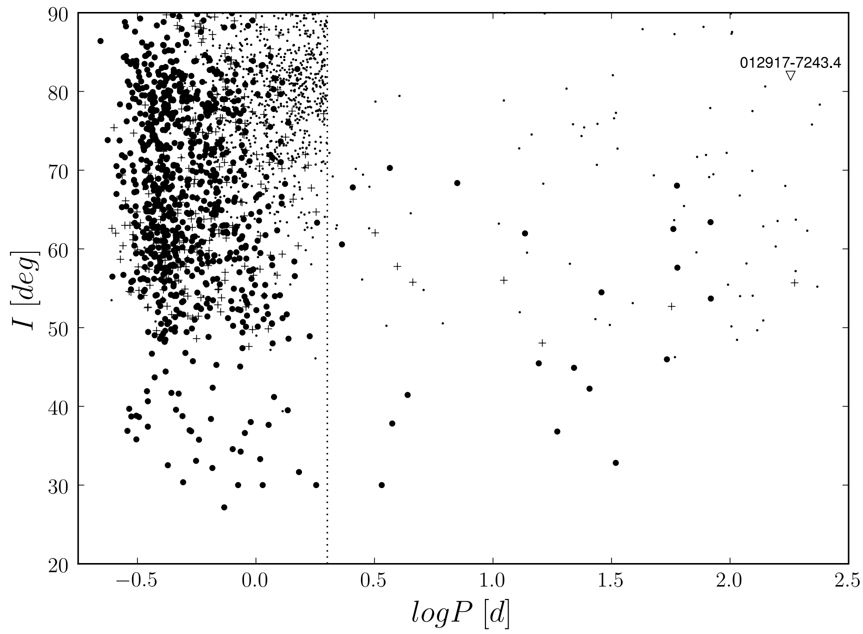
Próbka	N	$P > 1^d$	$P > 10^d$	$P > 100^d$
wszystkie	1777	479	167	46
$S_{2.4}SN_6$	1189	216	78	25
$S_{2.4}SN_6$ (EC)	837	78	13	0
$QS_{2.4}SN_6$	705	123	45	14
$QS_{2.4}SN_6$ (EC)	493	36	3	0

Tabela 4.2. Statystyka długookresowych gwiazd z katalogu ACVS o klasyfikacji EC i mieszanej (EC i ESD). Ze wszystkich 3441 gwiazd modelowaniu zostało poddanych 1777, z czego 167 miało okresy dłuższe niż 10 dni. W próbce gwiazd o dobrze dopasowanych modelach i $P > 10^d$ znalazło się 78, a w jeszcze bardziej rygorystycznej $QS_{2.4}SN_6$ tylko 45 obiektów. Im dłuższe okresy, tym mniejszy ułamek próbki okazywał się gwiazdami kontaktowymi. Układów kontaktowych o okresach dłuższych niż 100 dni w tych próbkach nie ma; o okresach z przedziału 10-100 dni jest kilkanaście, ale wśród najlepszych rozwiązań są tylko 3.

W próbce gwiazd o dobrze dopasowanych modelach ($S_{2.4}SN_6$) znalazło się 78 obiektów o okresach dłuższych niż 10 dni, a w bardziej rygorystycznej $QS_{2.4}SN_6$ – 45 (patrz tab. 4.2). Wśród nich odpowiednio 6 i 3 obiekty mają rozwiązania kontaktowe, przy czym w próbce gwiazd o dobrze wyznaczonych parametrach nie ma ani jednej gwiazdy o okresie dłuższym niż 100 dni. Wszystkie one okazały się gwiazdami elipsoidalnymi, głównie półrozdzielonymi. Gwiazdy te nie są tematem mojej pracy, mogą jednak zainteresować osoby zajmujące się układami, w których mniejszy składnik akreuje materię z towarzyszącego mu olbrzyma.

Chociaż wśród układów długookresowych gwiazd o rozwiązaniach kontaktowych okazało się być niewiele, to każdy przypadek byłby cenny i interesujący. Prosty test pokazuje jednak, że rozwiązania te są mało wiarygodne. Na rysunku 4.10 widać, że długookresowe układy kontaktowe nie mają nachyleń większych niż 70°, a stosunkowo dużo ma nachylenia poniżej $I = 50°$. Jest to nienaturalne biorąc pod uwagę rozkład dla gwiazd krótkookresowych, ale nie oznacza, że pojedyncze rozwiązanie kontaktowe którejś z gwiazd długookresowych nie może być poprawne. Niemniej, biorąc pod uwagę zarówno małą liczbę rozwiązań, jak i wątpliwości z nimi związane, można wnioskować, że prawdziwych długookresowych układów kontaktowych w całym katalogu ACVS jest nie kilkaset, a raczej kilka do kilkunastu.

W układach kontaktowych o małym nachyleniu dochodzi do zaćmiewania niewielkich części powierzchni gwiazd i amplituda zmienności jest niewielka. Podobną amplitudę zmienności i kształt krzywej blasku mają gwiazdy elipsoidalne o dużych kątach nachylenia orbity. Bez bardzo dokładnych obserwacji, pozwalających na wykrycie niewielkich różnic w krzywych blasku, rozwiązania takie mogą więc zostać ze sobą pomylone. W przypadku przeprowadzonego przeze mnie auto-



Rysunek 4.10. Rozkład wyznaczonych nachyleń układów w zależności od okresu dla próbki $S_{2.4}SN_6$. Pełne kółka to układy kontaktowe, krzyżyki - bliskie kontaktu, a małe kropki - niekontaktowe. Wszystkie układy kontaktowe o okresach dłuższych niż 2 dni mają nachylenia orbity mniejsze niż około 70°. Biorąc pod uwagę, że układy elipsoidalne łatwo mogą zostać pomylone z układami kontaktowymi o niskich amplitudach, taki rozkład nachyleń sugeruje, że wiele z otrzymanych rozwiązań kontaktowych może być fałszywych. Dla porównania długookresowa gwiazda kontaktowa 012917-7243.4 (oznaczona trójkątem) ma zgodnie z rozwiązaniem z pracy Prieto i in. (2008) nachylenie 82°.

matycznego modelowania dodatkowym problemem było to, że układy kontaktowe i elipsoidalne występują w bardzo odległych od siebie obszarach w przestrzeni parametrów. Na przykład, w pierwotnej analizie gwiazd długookresowych, gdy przeszukiwana siatka parametrów była ograniczona do rozwiązań niezbyt odległych od kontaktu, otrzymałem więcej układów kontaktowych. Poszerzenie przeszukiwanej przestrzeni sprawiło, że wiele z tych układów „przeskoczyło" do koszyka gwiazd półrozdzielonych, a część nawet do rozdzielonych.

Modelowanie układu bez uwzględnienia trzeciego światła, jeśli w rzeczywistości ono istnieje, może prowadzić do otrzymywania zaniżonej wartości parametru nachylenia orbity. Chcąc utrzymać kontaktową interpretację tych układów, musielibyśmy jednak założyć, że gwiazdom tym wyjątkowo często towarzyszy bardzo jasny trzeci obiekt, co czyni tę hipotezę mało prawdopodobną.

Podsumowując tę część analizy trzeba stwierdzić, że standardowa klasyfikacja ASASa nie odróżnia dobrze gwiazd kontaktowych od gwiazd ze zmiennością elipsoidalną. Gwiazdy te nie są więc tak liczne jak można się było na jej podstawie spodziewać. Warto jednak zwrócić uwagę, że jak wskazuje przykład gwiazdy 012917-7243.4, układy takie mogą istnieć i nie jest wykluczone, że część z moich rozwiązań jest prawidłowa.

4.4. Klasyfikacja

Klasyfikacja wykonana na potrzeby projektu ASAS była z konieczności przybliżona. Wykorzystane w niej współczynniki szeregu Fouriera pozwoliły szybko i z wystarczającą (na potrzeby stworzenia katalogu) dokładnością ocenić typ gwiazdy zaćmieniowej. Największymi problemami tej metody była niska rozdzielczość na granicy typów zmienności oraz degeneracja rozwiązań przy małych amplitudach zmian jasności.

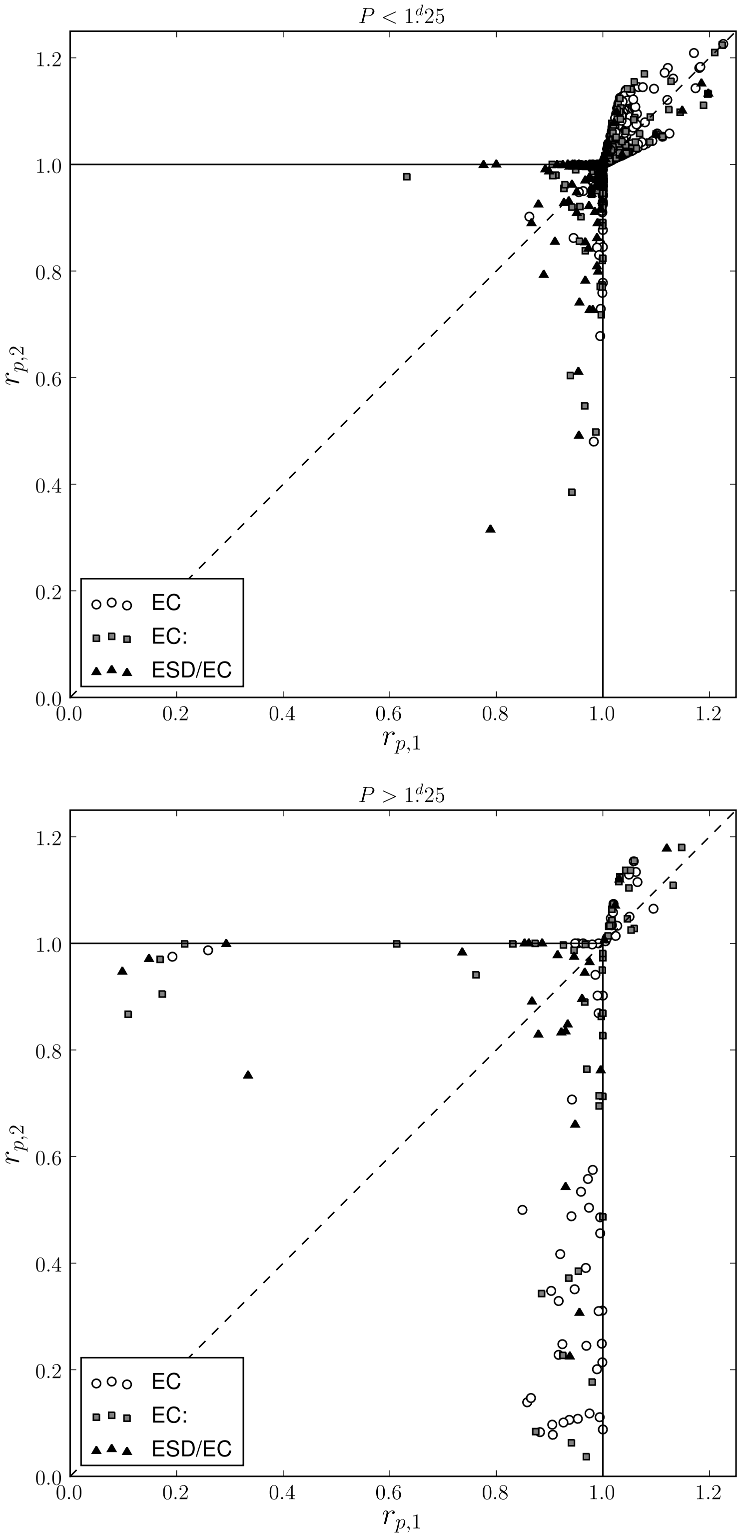
Dzięki otrzymanym z modelowania wynikom byłem w stanie zweryfikować typ zmienności dla ponad 2000 tysięcy gwiazd zaćmieniowych z katalogu ACVS [1]. W tej pracy przeanalizowałem zgodność klasyfikacji dla około 1200 gwiazd kontaktowych i bliskich kontaktu. Okazało się, że w większości przypadków typ zmienności z katalogu ACVS zgadza się z moim wyznaczeniem. Wyniki silnie jednak zależą od okresu.

	EC	ENC	ESD	ED	f_{EC}	$f_{EC,ENC}$
EC	604	47	6	3	91.5%	98.6%
EC:	194	66	8	12	69.2%	92.8%
ESD/EC	21	50	5	22	21.4%	72.4%

Tabela 4.3. Porównanie klasyfikacji ASASa (typy w pionie) z klasyfikacją opartą na modelowaniu krzywej blasku (typy w poziomie) dla gwiazd z okresami mniejszymi niż 1.25 dnia, które w katalogu ACVS miały jeden z trzech typów z pierwszej kolumny. Współczynniki f_{EC} i $f_{EC,ENC}$ mówią jaki procent danego typu okazał się w mojej analizie być gwiazdami kontaktowymi, a jaki kontaktowymi lub bliskim kontaktu.

Z gwiazd krótkookresowych, (patrz tab. 4.3) oznaczonych w klasyfikacji ASASa jako EC, dla aż 91% otrzymałem modele kontaktowe. Uwzględnienie gwiazd bliskich kontaktu powoduje wzrost współczynnika zgodności do ponad 98% – jeśli chodzi o te gwiazdy, do klasyfikacji z katalogu ACVS nie można mieć żadnych zastrzeżeń. Dla gwiazd o niepewnej klasyfikacji (EC:) współczynniki zgodności spadają do, odpowiednio, 69 i 93%. Nadal jest to bardzo dobry wyniki, a procentową nadwyżkę układów ENC nad EC według mojej klasyfikacji można wyjaśnić tym, że do wątpliwego typu EC zaliczyłem dość liczną grupę gwiazd sklasyfikowanych w ACVS jako EC/ESD. Poprawny wydaje się też wynik dla ostatniej

[1] tabela z typami zmienności jest dostępna na załączonej płycie DVD oraz na stronie: http://www.astrouw.edu.pl/asas/?page=eclipsing



Rysunek 4.11. Klasyfikacja ASASa na tle współczynników wypełnienia powierzchni Roche'a składników. Widać, że gwiazdy o okresach poniżej 1.25 dnia (diagram na górze) sklasyfikowane są całkiem dobrze. Dla dłuższych okresów (diagram na dole) klasyfikacja nie radzi sobie ze względu na dużą liczbę układów elipsoidalnych.

grupy, gdzie największe szanse klasyfikacja ASASa dawała układowi półrozdzielonemu, a w drugiej kolejności kontaktowemu. Tu układy kontaktowe stanowią tylko 21%, ale razem z ENC już 72%. Jedynym zaskoczeniem może być fakt, że w tej kategorii jest dużo więcej gwiazd rozdzielonych niż półrozdzielonych. Jednak jak wynika z rysunku 4.11, choć technicznie układy te są rozdzielone, to jeden ze składników jest bliski wypełnienia swojej powierzchni Roche'a (na rysunku to gwiazdy w niewielkiej odległości od pionowej i poziomej linii). Takie układy geometrycznie (odkształcenia, kształt zaćmień) są podobne do układów półrozdzielonych, klasyfikacja na podstawie krzywych blasku jest więc utrudniona. Istotną różnicę między układami typu ESD i ED stanowi zjawisko wypływu materii przez punkt L_1 – jego zachodzenie w układach półrozdzielonych nie musi jednak powodować znaczących zmian w krzywej blasku. Modelowanie, ze względu na większą rozdzielczość w porównaniu z, w zasadzie binarną, klasyfikacją opartą na współczynnikach szeregu Fouriera, pozwala lepiej ocenić rzeczywistą konfigurację, nie jest jednak wolne od problemów. Nieuwzględnienie w tym procesie przepływów materii (jeśli występują), może wprowadzać błędy systematyczne.

	EC	ENC	ESD	ED	f_{EC}	$f_{EC,ENC}$
EC	16	7	14	23	26.6%	38.3%
EC:	20	9	17	15	32.7%	47.5%
ESD/EC	4	4	5	14	14.8%	29.6%

Tabela 4.4. Tabela podobna do poprzedniej (4.3), ale dla gwiazd z okresami większymi niż 1.25 dnia.

Inną sytuację mamy natomiast dla układów długookresowych (tab. 4.4 i rys. 4.11). Pomijając klasyfikację ASASa ESD/EC, dla której w końcu spodziewamy się większej liczby układów półrozdzielonych niż kontaktowych, zgodność jest o wiele gorsza. Tylko około 1/3 gwiazd oznaczonych w katalogu ACVS jako kontaktowe (w tabeli EC i EC:) została dobrze sklasyfikowana. Paradoksalnie gwiazdy o bardziej niepewnej klasyfikacji okazały się mieć lepszą zgodność, ale ze względu na rozmiar próbki wniosek taki może być nieuzasadniony.

Problem z klasyfikacją układów długookresowych został już zresztą opisany w rozdziale 4.3, a z analizy w nim przeprowadzonej wynika dodatkowo, że współczynniki zawarte w zaprezentowanej tabeli mogą być zawyżone.

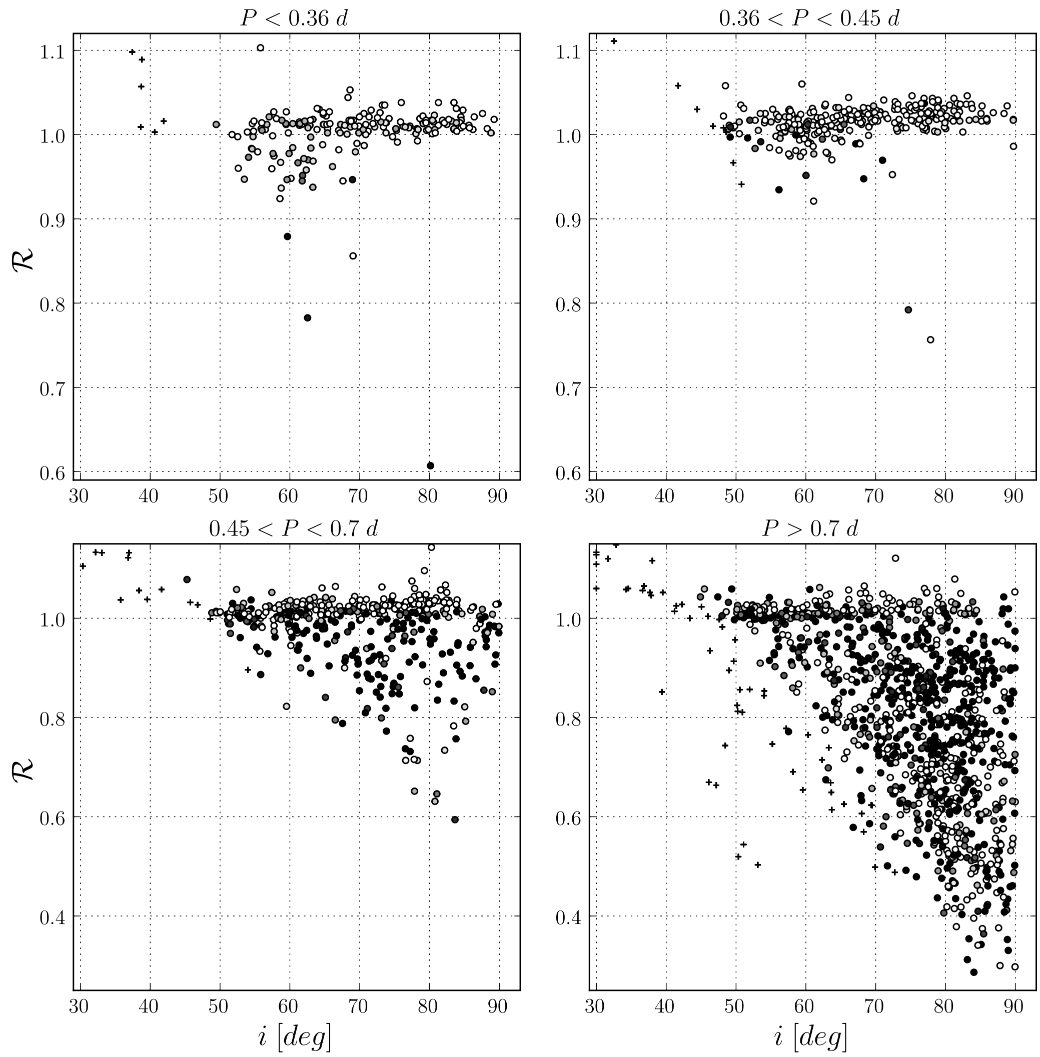
Weryfikacja ta nie jest ostateczna, bo wykonane przeze mnie modelowanie było z powodu automatyzacji i skali badań mocno uproszczone. Tym niemniej, dokładność takiej procedury jest i tak dużo lepsza niż w poprzedniej klasyfikacji ASASa.

4.5. Czy układy bliskie kontaktu mogą imitować kontakt?

Przez ponad 40 lat od pierwszych prób opisania układów o krzywej blasku typu W UMa niewiele tak naprawdę zostało wyjaśnione. Wiemy więcej jak takie układy mogą powstawać, mamy też bardzo dużo materiałów obserwacyjnych, choć proporcje między obserwacjami fotometrycznymi a spektroskopowymi nie są dla tych drugich korzystne. Wciąż jednak nie mamy pewności jakie mechanizmy powodują wyrównanie temperatur powierzchniowych składników tych gwiazd, jaka jest ich struktura, jak przebiega ich ewolucja; nie wiemy też czy układy te stanowią jednorodną grupę obiektów. Mimo prób podejmowanych w różnych pracach teoretycznych nie udało się jak do tej pory znaleźć rozwiązania, które byłoby szeroko akceptowane. Co prawda na całkowitą rezygnację z modelu wspólnej otoczki jest jeszcze za wcześnie, ale może warto poszukać dla niego jakiejś alternatywy.

Nie ulega wątpliwości, że układy uznawane za kontaktowe są „bardziej kontaktowe" niż ciasne układy rozdzielone i półrozdzielone. Ale na czym ich kontaktowość polega ciągle jest tajemnicą. Duże różnice mas składników, szybka rotacja, duże odkształcenia, obserwowane w wielu układach strugi materii (efekt O'Connella), przypadek gwiazdy AW UMa (Pribulla i Ruciński 2008), to wszystko sugeruje, że układy te mogą być bardzo skomplikowane; prosty model wspólnej otoczki o jednakowej entropii może w ogólności nie wystarczyć. Warto szukać dodatkowych zjawisk, które w takich układach mogą zachodzić – AW UMa pasuje na przykład dobrze do modelu z równikowym pasem materii otaczającym gwiazdy, które przeszły proces odwrócenia mas (Stępień 2009). Nie można jednak wykluczyć, że układy uznawane aktualnie za kontaktowe nie są jednorodną grupą i część z nich model wspólnej otoczki opisuje dobrze.

Moja analiza dostarczyła kilku sugestii wspierających powyższe wątpliwości. Jeden z problemów widać na rysunku 4.12, na którym przedstawione są rozwiązania w przestrzeni parametrów nachylenia osi I i wypełnienia powierzchni Roche'a $\mathcal{R}$. Wśród układów krótkookresowych widać grupę układów niekontaktowych o podobnych temperaturach, o których była już mowa w rozdziale 4.1 (rys. 4.1 oraz 4.5). Zastanawiające jest, dlaczego, z wyjątkiem pojedynczych przypadków bardzo blisko kontaktu oraz daleko od kontaktu, pojawiają się one dopiero dla nachyleń mniejszych niż około 70° (a większość nawet poniżej 65°). Czy jest to wynikiem nieuwzględnienia wpływu trzeciego ciała, czy też układy te są podobne do gwiazdy AW UMa, a mniejsze nachylenie ułatwia w jakiś sposób rozpoznanie ich prawdziwej natury? Spośród nich wiele może być w graniach błędu układami kontaktowymi, ale nadal pozostaje 19 takich, które są wystarczająco odległe od kontaktu. Błędy nie tłumaczą też, dlaczego gwiazd tego typu nie widać wśród



Rysunek 4.12. Nachylenie orbity i względem parametru wypełnienia $\mathcal{R}$ dla próbki $S_{2.4}SN_6$. Górne i dolne wykresy mają inne zakresy $\mathcal{R}$. Gwiazdy niekontaktowe o krótkich okresach (góra), z wyjątkiem kilku bardzo bliskich kontaktu oraz kilku dalekich od kontaktu, nie mają nachyleń większych niż $i \approx 70°$, co jest sprzeczne ze statystyką dla reszty układów. Wyjaśnieniem może być wpływ trzeciego światła albo nieadekwatny do sytuacji model. Przypadek gwiazdy AW UMa narzuca myśl, że układy do niej podobne mogą łatwiej ujawniać swoją niekontatkową naturę przy mniejszym nachyleniu. Biały kolor oznacza znikomą różnicę temperatur składników, czarny – istotną, a odcienie szarości – stany pośrednie. Krzyżykami oznaczone są układy o zmienności elipsoidalnej.

wyższych nachyleń. Przeciwko temu wytłumaczeniu przemawia ponadto widoczna wśród układów o okresach krótszych niż 0.36 dnia tendencja do zwiększania różnicy temperatur wraz z malejącym współczynnikiem wypełnienia (rys. 4.1).

Ponad jedna trzecia spośród tych gwiazd okazała się zmieniać cyklicznie okres z krótkimi skalami czasowymi, co sugeruje możliwość istnienia trzeciego ciała w układzie. Przeprowadzona przeze mnie dodatkowa analiza z uwzględnieniem trzeciego światła dla 4 gwiazd (101503-8112.2, 144109-0505.7, 173758-3911.4, 231150-4841.0) wskazała, że:

1. współczynnik wypełniania wzrastał, ale w trzech przypadkach nie przekroczył granicy kontaktu nawet w granicach błędu, a w czwartym przypadku (przy trzecim świetle porównywalnym ze światłem układu) granica kontaktu znalazła się na brzegu dopuszczonego przez błędy przedziału,
2. nachylenie układu wzrastało o 2-5 stopni (ciągle gwiazdy te nie przekraczałyby nachylenia 75°)
3. stosunek mas zbliżał się do jedności (czasem dość znacznie),
4. stosunek temperatur lekko zbliżał się do jedności (o kilka procent).

Wnioski dotyczące tych gwiazd nie są więc jednoznaczne. Wskazane jest przeprowadzenie dla nich dalszych obserwacji, zwłaszcza spektroskopowych.

Ostatnio krótkookresową gwiazdę niekontaktową o podobnej temperaturze składników odkryli Kałużny i in. (2009). Warte podkreślenia jest, że nachylenie orbity tego układu jest bliskie 90°, podczas gdy w moich danych takie nachylenie ma tylko jeden układ. Na podstawie modelowania autorzy stwierdzili, że układ ten jest albo rozdzielony, albo półrozdzielony o składniku wtórnym wypełniającym powierzchnię Roche'a. W przypadku moich rozwiązań, wśród układów o okresach krótszych niż 0.36 dnia, widać silną preferencję właśnie dla takich konfiguracji (patrz rys. 4.4).

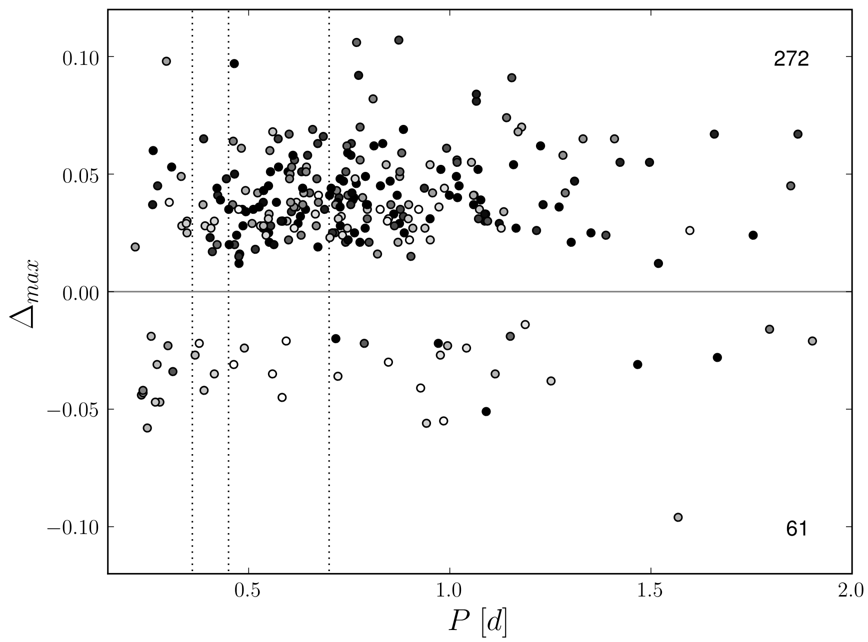
Pewną sugestię, że gwiazdy bliskie kontaktu podszywają się pod kontaktowe, można wysnuć z histogramu sumy wypełnień gwiazd o okresach dłuższych niż 0.7 dnia (rys. 3.13, rozdział 3.6). Widać na nim jednostajny wzrost liczby układów aż do sumy wypełnień 1.8. Potem następuje spadek, a następnie wzrost ich liczebności tuż za granicą kontaktu. Tę samą lukę widać też na rysunku 3.12. Wytłumaczeniem może być tu zarówno przyspieszenie ewolucji układu przy podanej granicy 1.8, jak też wynikające z zastosowania błędnego modelu uzyskiwanie rozwiązań kontaktowych dla układów bliskich kontaktu.

Ewidentnie mamy w przypadku klasyfikacji układów kontaktowych i bliskich kontaktu problem z rozdzielczością. W miarę dochodzenia do kontaktu powoli zmienia się kształt gwiazd i przyspiesza rotacja, ale poza tym niewiele się dzieje. W pewnym momencie składniki zbliżają się jednak wystarczająco, by do wspomnianych efektów dołączyły przepływy materii, które znacząco komplikują układ. We wstępnej fazie zjawisko to może być dość gwałtowne, gdyż transfer masy ze składnika bardziej masywnego na mniej masywny, który ma wtedy miejsce, powoduje skracanie okresu i zwężenie orbity, a w konsekwencji zwiększenie tempa przepływu. Gdy oba składniki przepełniają już swoje krytyczne powierzchnie Roche'a sytuacja powinna być w miarę stabilna. Jednak burzliwy etap wejścia w stan kontaktu opisywany jest w geometrii Roche'a tylko jednym punktem w przestrzeni parametrów, co wydaje się być nadmierną idealizacją.

Zapewne warto byłoby więcej energii włożyć w próby opisania układów bardzo bliskich kontaktu. Może gdyby uwzględnić wszelkie możliwe interakcje między nimi okazałoby się, że potrafimy poprawnie odtworzyć nawet krzywe blasku typu W UMa, a zachodzące procesy uniemożliwiają (lub przynajmniej utrudniają) wejście tych gwiazd w głębszy kontakt. To ostatnie jest konieczne byśmy w ogóle takie układy mogli zaobserwować.

4.6. Efekt O'Connella, aktywność, zmiany okresu.

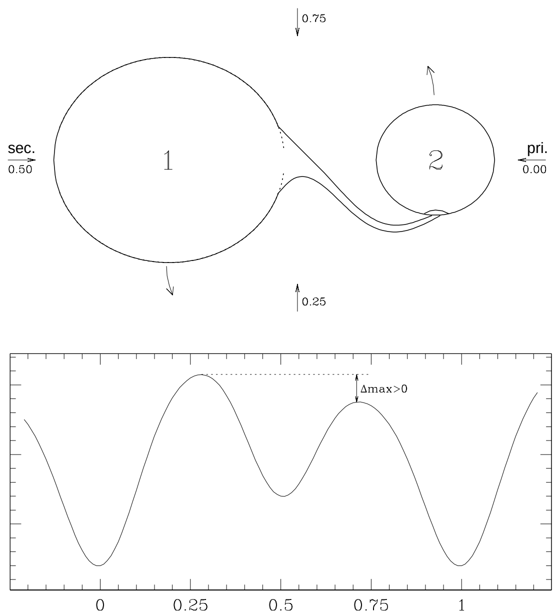
Oprócz wniosków i wątpliwości zawartych w poprzednich podrozdziałach, otrzymane wyniki pozwoliły mi dokonać kilka mniejszych spostrzeżeń.



Rysunek 4.13. Diagram prezentujący siłę efektu O'Connella mierzoną jako różnica wysokości maksimów. Wartość dodatnia oznacza, że maksimum następujące po minimum głównym jest wyższe niż maksimum następujące po minimum wtórnym. Pokazane są tylko układy, w których efekt ten ma wartość wyższą niż szum krzywej blasku dla danego obiektu. Białe wypełnienie oznacza jednakowej głębokości zaćmienia, czarne stosunek głębokości zaćmień 0.5, a odcienie szarości stany pośrednie. Widać, że większość gwiazd o „ujemnym" efekcie mogła być tak zakwalifikowana przez pomyłkę ze względu na problem z wyznaczeniem głównego zaćmienia.

Sugerowany w pracy Paczyńskiego i in. (2006) stosunek 3:2, dla układów wykazujących maksimum następujące po minimum głównym wyższe niż maksimum po minimum wtórnym, wydaje się zaniżony. Jak widać na wykresie 4.13, przy uwzględnieniu tylko rozwiązań o różnicy między maksimami większej niż wartość szumu, ponad 4 razy więcej gwiazd ma efekt „dodatni". Natomiast większość gwiazd wykazujących efekt „ujemny" ma minima jasności o podobnej głębokości, co może sugerować, że znak wartości efektu został dla nich błędnie wyznaczony. Jest zatem bardzo prawdopodobne, że tzw. efekt O'Connella może powodować tylko zwiększenie jasności w maksimum, które następuje po minimum głównym. Wynik taki jest zgodny z otrzymanym przez O'Connella (1951).

Różnica w statystyce między poprzednią a aktualną analizą danych z projektu ASAS wynika z dwóch czynników. Po pierwsze, pierwotna analiza uwzględniała wszystkie obiekty, a wiadomo, że gwiazdy o maksimach jednakowej wysokości będą miały losowy znak efektu. Po drugie, autorzy dysponowali w tamtym czasie prawie dwukrotnie mniejszą liczbą danych, a przy krótszych obserwacjach może się zdarzyć, że chłodna plama przypadkowo obniży wysokość jednego z maksimów. To co wtedy widzimy, choć imituje efekt O'Connella, jest jednak zjawiskiem tymczasowym i przy dłuższych obserwacjach ulega uśrednieniu.



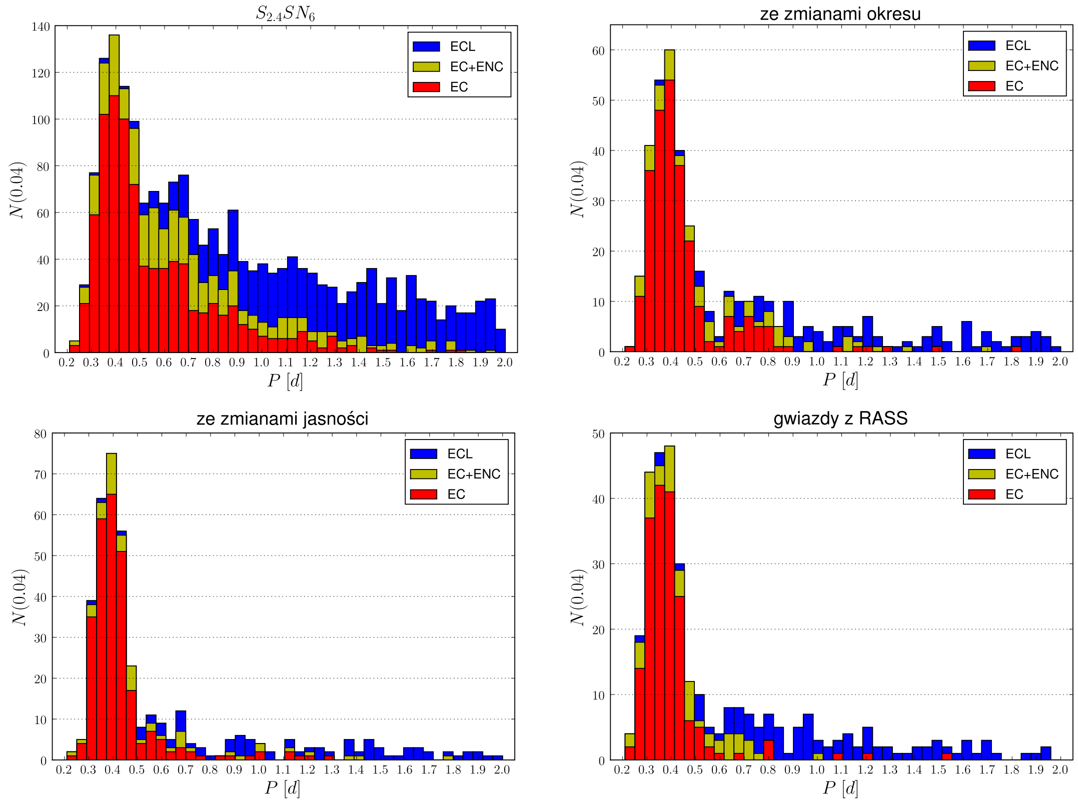
Rysunek 4.14. Prawdopodobne wyjaśnienie dla układów wykazujących tzw. efekt O'Connella. Prawdopodobnie jest to przepływ materii z jednego ze składników na towarzysza, czemu towarzyszy powstanie gorącej plamy w miejscu uderzenia. Temperatura samej strugi też może mieć wpływ na asymetrię maksimów. Taka sytuacja skutkuje powstaniem krzywej blasku pokazanej po prawej. Wartość Δ_{max} jest dla niej dodatnia.

Na tym tle silnie wyróżniają się gwiazdy o dodatniej wartości efektu, które mimo długich obserwacji wykazują się stabilną krzywą blasku. Prawdopodobnym wytłumaczeniem tego zjawiska jest strumień materii uderzający w powierzchnię drugiego składnika (rys. 4.14). Wytłumaczenie to jest dobre dla układów półrozdzielonych (tak jak na rysunku), ale dla gwiazd wykazujących efekt O'Connella dostaje się też rozwiązania kontaktowe. Wytłumaczeniem może być zarówno zafałszowanie wyniku modelowania przez nieuwzględniony przepływ materii lub analogiczna forma przepływu w układach kontaktowych.

Użycie nazwy efektu O'Connella do tymczasowego zjawiska wydaje się być błędne, w literaturze występuje jednak często, gdyż obserwatorzy nie mają do dyspozycji długich szeregów czasowych. Dobrze by było, by tę nazwę stosować do faktu fizycznego (strumień materii) niż do opisu krzywej blasku (asymetria maksimów). Moja analiza daje silną sugestię, że efekt ten jest związany tylko z jedną, ściśle zdefiniowaną cechą układu.

Na rysunku 4.15 przedstawione są rozkłady różnych próbek gwiazd w zależności od okresu i z podziałem na typy zmienności. Histogramy przygotowane zostały tak, że kolorem czerwonym oznaczone są układy kontaktowe (EC), zółtym – bliskie kontaktu (ENC), a niebieskim reszta gwiazd zaćmieniowych, przy czym wysokość do jakiej sięga słupek żółty jest sumą liczby gwiazd EC i ENC w danym przedziale okresów. Podobnie poziom do jakiego sięga słupek niebieski jest liczbą układów zaćmieniowych wszystkich typów (ECL). Na histogramie $S_{2.4}SN_6$ widać, że gwiazdy kontaktowe mają strukturę schodkową (okresy od 0.5 do 0.7 dnia oraz od 0.7 do 0.9), która odpowiada dwóm wybranym przeze mnie w analizie granicom okresów: $P = 0\overset{d}{.}45$ i $P = 0\overset{d}{.}7$. Inne charakterystyczne cechy to spadek liczebności układów bliskich kontaktu w okolicy okresu 0.9 oraz szybki spadek liczby układów niekontaktowych (i nie bliskich kontaktu) z przedziałem okresów 0.5-0.7 dnia.

Na kolejnych histogramach widzimy jak zmienia się rozkład gwiazd, gdy próbkę ograniczymy odpowiednio do gwiazd ze zmianami okresu, gwiazd ze zmianami jasności, lub gwiazd aktywnych z katalogu RASS. We wszystkich tych trzech próbkach widać zwiększoną dominację układów krótkookresowych. W próbce gwiazd ze zmianami okresu widać dodatkowo lokalne minimum przy okresie 0.6 dnia (widoczne zwłaszcza wśród układów kontaktowych), po którym następuje wzrost liczby takich gwiazd utrzymujący się w przedziale 0.6-0.8 dnia – cecha ta zupełnie nie występuje w próbce ogólnej, a nawet jest z nią sprzeczna (nie zauważa schodka przy okresie 0.7 dnia). Na rysunku 4.6 połączenie gwiazd typu A z grupą oznaczoną przeze mnie jako B widoczne jest właśnie w tym przedziale okresów.



Rysunek 4.15. Liczba obiektów w zależności od okresu i typu (ECL oznacza wszystkie gwiazdy zaćmieniowe). Na rysunku całej próbki $S_{2.4}SN_6$ widać strukturę schodkową – liczba gwiazd kontaktowych zmienia się skokowo przy $P \sim 0\overset{d}{.}5$ oraz $P \sim 0\overset{d}{.}7$. Interesujący jest spadek liczby gwiazd zmieniających okres przy $P = 0\overset{d}{.}6$, widoczny zwłaszcza wśród układów kontaktowych. Widać też podobieństwo rozkładów gwiazd zmieniających jasność średnią z rozkładem gwiazd z katalogu RASS, choć w tym drugim więcej jest układów rozdzielonych.

Interesującym wytłumaczeniem może być zatem przyspieszenie zmian okresu na skutek szybkiego transferu masy, poprzedzającego zerwanie (przejście $B \rightarrow A$) lub uzyskanie ($A \rightarrow B$) dobrego kontaktu cieplnego. Można też spekulować czy nie mogą to być oscylacje między tymi stanami. Teoria TRO, jak już wielokrotnie wspominałem, nie miała jednak na celu wytłumaczenia istnienia układów o tak długich okresach.

Jeśli chodzi o gwiazdy zmieniające jasność to następuje szybki spadek liczby takich układów przy okresie 0.5 dnia. Na tej podstawie można wnioskować, że kontakt i szybka rotacja mogą być ważnym czynnikiem, by takie zjawisko zaszło.

W próbce gwiazd aktywnych (na podstawie katalogu RASS) wśród układów kontaktowych widać zwiększony udział tych o najkrótszych okresach. Częściowo widać też podobieństwo z rozkładem gwiazd zmieniających okres. Występuje podobny spadek liczebności przy okresie 0.5 dnia, a potem wzrost w szerokim przedziale okresów. Można by więc przypuszczać, że szybka zmiana okresu może mieć jakiś związek z aktywnością magnetyczną (mechanizm Applegate'a, szybsze hamowanie magnetyczne). Jednak lokalne maksimum między 0.6 a 0.8 dnia składa się z innego typu gwiazd. Wśród tych ze zmianami okresu dominują układy kontaktowe, wśród aktywnych prawie ich nie ma.

Związek między aktywnością a zmianami jasności średniej powinien być bardziej oczywisty, widać jednak różnice zarówno wśród gwiazd o najkrótszych okresach, jak i tych o okresach dłuższych niż 0.45-0.5 dnia.

5. Podsumowanie

W ramach pracy doktorskiej zająłem się analizą gwiazd kontaktowych i powiązanych z nimi w ramach różnych teorii ciasnych układów podwójnych. W analizie wykorzystałem zbierane od 2001 roku w projekcie ASAS dane w filtrach V i I. Korzystając z katalogu gwiazd zmiennych ACVS (ASAS Catalogue of Variable Stars) wybrałem próbkę gwiazd zaćmieniowych jaśniejszych w maksimum niż $V_{max} = 12\ mag$. Próbka ta została automatycznie oczyszczona z odstających od krzywej blasku punktów, znalezione i odejęte zostały średnie zmiany jasności, wyznaczone też zostały zarówno liniowe jak i cykliczne zmiany okresu.

Z tej próbki, na podstawie klasyfikacji z katalogu ACVS, wybrałem następnie wszystkie gwiazdy kontaktowe lub podejrzane o kontakt o jasnościach średnich większych niż $\langle V \rangle = 11.5\ mag$, a z pozostałych gwiazd zaćmieniowych wszystkie te o okresach mniejszych niż 2 dni i jaśniejszych niż $\langle V \rangle = 11.5\ mag$. Wybrane w ten sposób gwiazdy poddane zostały półautomatycznemu modelowaniu kodem Wilsona-Devinneya z liczbą wolnych parametrów ograniczoną do niezbędnego minimum: potencjałów na powierzchni, kąta nachylenia orbity i temperatury chłodniejszego składnika. Ponadto dla każdej gwiazdy testowałem 12 różnych stosunków mas, a temperaturę gorętszego składnika wyznaczałem na podstawie koloru $\langle V - I \rangle$. Nie uwzględnienie plam w modelach zmniejszyło arbitralność otrzymanych wyników, choć jednocześnie ograniczyło liczbę dobrze dopasowanych modeli. W wyniku modelowania otrzymałem dla badanych gwiazd ich przybliżone stosunki mas, stosunki temperatur oraz stopnie wypełnienia powierzchni Roche'a.

Najważniejszymi wnioskami z otrzymanych przeze mnie wyników są:

1. Wśród gwiazd krótkookresowych nie ma prawie w ogóle gwiazd o dużych różnicach temperatur, nie zależy też ona wyraźnie od głębokości kontaktu. W tej dziedzinie okresów niewiele jest także gwiazd półrozdzielonych i rozdzielonych. Oscylacje termiczne przewidywane przez teorię TRO albo wśród tych gwiazd nie występują, albo na skutek utraty momentu pędu składniki w trakcie oscylacji nie wychodzą poza graniczny kontakt. Ewentualnie faza pozakontaktowa z dużą różnicą temperatur może być bardzo krótka.
2. Gwiazdy o istotnej różnicy temperatur oraz układy półrozdzielone pojawiają się w większej liczbie dopiero powyżej okresu $P \approx 0\overset{d}{.}45$. Istnieje też korelacja

stopnia wypełnienia powierzchni Roche'a i stosunku temperatur składników, ale nie jest ona do końca jednoznaczna. W tej dziedzinie okresów dane obserwacyjne nie przeczą teorii TRO, trzeba jednak zaznaczyć, że nie jest ona wymagana do wyjaśnienia istnienia takich układów (ale może być przydatna).

3. Położenie gwiazd kontaktowych na diagramie *okres – stosunek mas* sugeruje, że ewolucja w stronę ekstremalnych stosunków mas przebiega inaczej dla gwiazd wcześniejszych i późniejszych typów widmowych. Te ostatnie zdają się tracić moment pędu wystarczająco szybko, by powstrzymać wydłużanie się okresu na skutek transferu masy. Teoria TRO może być zatem prawdziwa dla obu grup gwiazd, ale szybsza utrata momentu pędu powoduje, że gwiazdom krótkookresowym trudno jest wyjść ze stanu kontaktu.
4. Biorąc pod uwagę zaprezentowane dane można tez dojść do alternatywnego wniosku, że układy o istotnie różnych temperaturach (dla $0\overset{d}{.}36 < P < 0\overset{d}{.}45$) stanowią osobną grupę. Przedłużeniem niekontaktowej grupy tych gwiazd jest bowiem grupa gwiazd kontaktowych o dużej różnicy temperatur. Oczekiwalibyśmy natomiast, że po wejściu w kontakt temperatury szybko zaczną się wyrównywać. Wyjaśnieniem może być symulowanie kontaktu przez układy bliskie wypełnienia powierzchni Roche'a, w których występują dodatkowe efekty (strumienie materii, wiatry gwiazdowe).
5. Rozwiązania kontaktowe o istotnie różnych temperaturach wśród gwiazd o krótkich okresach pojawiają się bardzo rzadko, ale wśród gwiazd o okresach dłuższych niż 0.45 dnia są już powszechne. Jeśli są one prawidłowe, to transport energii w układach wcześniejszych typów widmowych rzeczywiście jest utrudniony. Nie może być to jednak jedyny czynnik, gdyż w tej dziedzinie okresów nadal istnieje dużo układów o jednakowych temperaturach. Podobnie jak wyżej, symulowanie kontaktu może wyjaśnić ten efekt.
6. W dziedzinie krótkich okresów większość rozwiązań niekontaktowych grupuje się przy umiarkowanych nachyleniach orbity ($55-65°$) Przeprowadzona analiza sugeruje, że nie jest to wynikiem nieuwzględnienia trzeciego światła. Można zatem wnioskować, że część układów (na przykład te przypominające gwiazdę AW UMa) mogą okazywać swoją prawdziwą naturę, gdy obserwujemy je pod mniejszymi kątami. Układy te wymagają dalszych obserwcacji, zwłaszcza spektroskopowych.
7. Gwiazdy kontaktowe i bliskie kontaktu wykazujące zmienność typu β Lyrae nie są grupą jednorodną – układy EC i ENC tego typu grupują się przy różnych stosunkach temperatur składników.
8. Wśród olbrzymów gwiazdy kontaktowe prawie nie występują – istniejące poje-

dyncze obiekty są raczej wyjątkami, które powstały na skutek wielu sprzyjających okoliczności. Dużo jest za to wśród olbrzymów gwiazd półrozdzielonych, w których prawdopodobnie dochodzi do powstawania dysku akrecyjnego wokół mniejszego towarzysza.

9. Klasyfikacja gwiazd zaćmieniowych w katalogu ACVS jest w ogólności poprawna. Problemy pojawiają się dla gwiazd o dłuższych okresach, gdzie układy niekontaktowe o silnie odkształconym składniku mieszają się z gwiazdami kontaktowymi o niskich amplitudach.
10. Nazwa efektu O'Connella powinna być zastrzeżona tylko do opisu stabilnego zjawiska, prawdopodobnie występowania strumienia materii uderzającego w powierzchnię jednej z gwiazd; w innym przypadku łatwo jest pomylić go z przypadkowym wpływem chłodnej plamy. Moja analiza potwierdziła oryginalny wniosek O'Connella, że prawie wszystkie gwiazdy z tym efektem mają maksima natępujące po minimum głównym wyższe niż te następujące po minimum wtórnym.
11. W układach kontaktowych i bliskich kontaktu, prawdopodobnie na skutek aktywności magnetycznej, jasność obu składników może się zmieniać synchronicznie. Albo cykle magnetyczne są w tych gwiazdach powiązane, albo zmiany na jednej gwieździe szybko propagują się na drugą. Alternatywnym wytłumaczeniem może być jednak zmiana jasności tylko jednego składnika przy znikomym wpływie drugiego składnika do całkowitej jasności układu. Zagadnienie to wymaga dalszych badań.

Oprócz wniosków wynikających z analizy statystycznej ważnym wynikiem pracy jest katalog ponad 2000 modeli gwiazd zaćmieniowych z dostępem przez interfejs WWW[1]. Wśród nich znajduje się wiele obiektów, które warto poddać dokładniejszej analizie, np. gwiazdy podejrzane o ekstremalny stosunek mas. Zainteresowany użytkownik usługi będzie mógł obejrzeć szczegółowe wyniki analizy i wyszukać ciekawe dla niego układy zaćmieniowe. Kopia danych znajduje się też na załączonej do pracy płycie DVD.

Katalog z modelami gwiazd ma strukturę otwartą. Szybko i łatwo będzie można dodawać do niego nowe obiekty, a także poprawiać aktualne modele po uzyskaniu nowych danych, np. kolejnych obserwacji lub spektroskopowego stosunku mas. Policzenie nowego modelu przy znanym stosunku mas trwa krócej niż 10 minut, będzie więc mogło być przeprowadzone „na życzenie". Oprócz modeli wynikiem pracy jest też nowa klasyfikacja badanych układów, liniowe i nieliniowe efemerydy oraz tabela zmian jasności średniej.

[1] http://www.astrouw.edu.pl/asas/?page=eclipsing

Materiał zgromadzony w tej pracy zamierzam opublikować w trzech artykułach: jeden o modelowaniu i jego wynikach, drugi o zmianach jasności średniej i trzeci o zmianach okresu.

6. Podziękowania

Zagadnienie przeze mnie podjęte zostało zainspirowane przez zmarłego niedawno prof. Bohdana Paczyńskiego, któremu dedykuję tę pracę. Każda wizyta u Profesora na Uniwersytecie w Princeton była wspaniałym doświadczeniem zarówno z naukowego, jak i ogólnoludzkiego, punktu widzenia. Specjalne podziękowania należą się mojemu promotorowi, dr. hab. Grzegorzowi Pojmańskiemu, za pomoc i rady w całym okresie studiów doktoranckich, a w szczególności za cenne uwagi w trakcie przygotowywania niniejszej rozprawy. Jestem wdzięczny profesorom Kazimierzowi Stępniowi i Sławkowi Rucińskiemu za kształcące dyskusje i uwagi do wczesnej wersji pracy.

Chciałbym też podziękować całej braci akademickiej związanej z Obserwatorium, którą miałem okazję poznać w trakcie mojej 10-letniej w nim obecności. Klimat, jaki tworzyli, wart będzie pamięci do końca życia. Specjalne wyróżnienie należy się Dorocie Szczygieł, której różnorodny, pozytywny wpływ trwał przez całą moją obecność w Obserwatorium i będzie zapewne trwał nadal. Istotne znaczenie, zwłaszcza jeśli chodzi o rozwój umiejętności komputerowych, miała znajomość i szereg dyskusji z Janem Skowronem. Powyższej dwójce dziękuję też za udaną, wspólną organizację wielu przedsięwzięć, także naukowych.

Jestem wdzięczny mojej rodzinie za wsparcie, jakie otrzymywałem przez całe życie, w tym przez wszystkie lata studiów. Na wybór przeze mnie astronomii jako kierunku studiów istotny wpływ miał brat, który gorąco popierał moje zainteresowania. Tata, mimo wczesnej śmierci, w dużym stopniu wpłynął na moje życie poprzez wielką liczbę pozostawionych książek; pasja do nich stała się również moim udziałem. Mamie jestem wdzięczny za wychowanie, troskę i wspaniałe obiady, które pozwalały mi w pełni sił przystępować do pracy naukowej.

Na koniec chciałbym podziękować skryptowemu językowi programowania *Python* za to, że istnieje. Bez niego praca ta byłaby dużo uboższa.

Praca ta była współfinansowana przez grant promotorski nr N N203 304335.

Literatura

Applegate J. H., 1992, ApJ, 385, 621
Beasley, A. J., Ball, L. T., Budding, E., Slee, O. B., Stewart, R. T., 1993, AJ, 106, 1656
Bilir, S., Karataş, Y., Demircan, O., Eker, Z., 2005, MNRAS, 357, 497
Binnendijk, L., 1970, Vistas Astron., 12, 217
Boss, A. P., 1993, ASSL, 177, 355
Chambliss, C. R. 1992, PASP, 104, 663
D'Angelo, C., van Kerkwijk, M. H., Ruciński, S. M. 2006, AJ, 132, 650
Davidge, T. J., Milone, E. F., 1984, ApJS, 55, 571
Diaz-Cordoves, J., Gimenez, A., 1992, *Astronomy & Astrophysics*, 259, 227
Dischler, J., Söderhjelm, S., 2004, Proceedings of the Gaia Symposium "The Three-Dimensional Universe with Gaia". Editors: C. Turon, K.S. O'Flaherty, M.A.C. Perryman, s. 569
Duerbeck, H. W., 1984, Mitt. Astr. Gesell., 62, 87
Duquennoy, A., Mayor, M., 1991, *Astronomy & Astrophysics*, 248, 485
Eggleton, P. P., 1996, The origins, evolution, and destinies of binary stars in clusters, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 90, edited by E. F. Milone and J.-C. Mermilliod, s. 257
Eggleton, P. P., Kiseleva, L. 2001, ApJ, 562, 1012
Eggleton, P. P.; Kisseleva-Eggleton, L., 2006, Ap&SS, 304, 75
Fabrycky, D., Tremaine, S., 2007, ApJ, 669, 1298
Fisher, R. T., 2004, ApJ, 600, 769
Flannery, B. P., 1976, ApJ, 205, 217
Gazeas, K., Stępień, K., 2008, MNRAS, 390, 1577
Hastings W., 1970, Biometrika 57, 97
Hazlehurst, J., 1970, MNRAS, 149, 129
Hazlehurst, J., Refsdal, S., 1978, *Astronomy & Astrophysics*, 62, 9
Hendry, P. D., Mochnacki, S. W. 1998, ApJ, 504, 978
Hilditch, R. W., Bell, S. A., 1987, MNRAS, 229, 529
Hrivnak, B. J., Guinan, E. F., DeWarf, L. E., Ribas, I., 2001, AJ, 121, 1084
Irwin J. B., 1959, AJ, 64, 149
Kałużny, J., Krzemiński, W., 1993, MNRAS, 264, 785
Kałużny, J., Rucinski, S. M., 1993, Blue Stragglers. ASP Conference Series; Vol. 53; R.A. Saffer; p.164
Kałużny, J., Różyczka, M., Thompson, I. B., Złoczewski, K., wysłane do AcA, arXiv:0910.5609
Kähler, H., 2004, *Astronomy & Astrophysics*, 414, 317
Kiseleva, L. G., Eggleton, P. P., Mikkola, S., 1998, MNRAS, 300, 292
Kopal, Z., 1955, Ann. d'Astrophyccs., 18, 37
Kozai, Y. 1962, AJ, 67, 591
Kreiner, J. M., Kim, Ch.-H., Nha, I.-S., 2001, An Atlas of O-C Diagrams of Eclipsing Binary Stars by Wydawnictwo Naukowe Akademii Pedagogicznej, Poland.
Kuiper, G. P., 1941, ApJ, 93, 133

Leung, K. C., 2007, IAUS, 240, 124
Li, L., Han, Z., Zhang, F., 2004, MNRAS, 351, 127
Li, L., Han, Z., Zhang, F., 2005, MNRAS, 360, 272
Liu, L.; Qian, S.-B.; Boonrucksar, S.; Zhu, L.-Y.; He, J.-J.; Yuan, J.-Z., 2007, PASJ, 59, 607
Lucy, L. B., 1968a, ApJ, 151, 1123
Lucy, L. B., 1968b, ApJ, 153, 877
Lucy, L. B., 1976, ApJ, 205, 208
Maceroni C., van't Veer F., 1993, *Astronomy & Astrophysics*277, 515
Maeder, A., Georgy, C., Meynet, G., 2008, *Astronomy & Astrophysics*, 479, 37
Malkov, O. Yu., Oblak, E., Snegireva, E. A., Torra, J., 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 446, 785
Mayer P., 1990, Bull. Astron. Inst. Czechosl., 41, 231
Metropolis, N., Rosenbluth, A., Rosenbluth, M., Teller, M., Teller, E., 1953, J. Chem. Phys., 21, 1087
O'Connell, D. J. K., 1951, Riverview Pub., 2, 85
Paczyński, B., Sienkiewicz, R., Szczygieł, D. M., 2007, MNRAS, 378, 961
Paczyński, B., Szczygieł, D. M., Pilecki, B., Pojmański, G., 2006, MNRAS, 368, 1311
Papaloizou, J., Pringle, J. E., 1979, MNRAS, 189, 5
Perets, H. B., Fabrycky, D. C., 2009, ApJ, 697, 1048
Pickles, A. J., 1998, PASP, 110, 863
Pilecki, B., Fabrycky, D., Poleski, R., 2007, MNRAS, 378, 757
Pojmański, G. 1997, AcA, 47, 467
Pojmański, G. 1998, AcA, 48, 35
Pojmański, G. 2000, AcA, 50, 177
Pojmański, G. 2002, AcA, 52, 397
Pojmański, G. 2003, AcA, 53, 341
Pojmański, G., and Maciejewski, G. 2004, AcA, 54, 153
Pojmański, G., and Maciejewski, G. 2005, AcA, 55, 97
Pojmański, G., Pilecki, B., Szczygiel, D. 2005, AcA, 55, 275
Pourbaix, D., Tokovinin, A. A., Batten, A. H., Fekel, F. C., Hartkopf, W. I., Levato, H., Morrell, N. I., Torres, G., Udry, S., 2004, *Astronomy & Astrophysics*, 424, 727
Press W. H., Teukolsky S. A., Vetterling W. T., Flannery B. P., 1989, Numerical Recipes in C, 2nd edn. Cambridge Univ. Press, Cambridge
Pribulla, T., Chochol, D., Rovithis-Livaniou, H., Rovithis, P., 1999, *Astronomy & Astrophysics*, 345, 137
Pribulla T., Chochol D., Tremko J., Kreiner J. M., 2005, in Sterken C., ed., ASP Conf. Ser. Vol. 335, The Light-Time Effect in Astrophysics, p. 103
Pribulla, T., Ruciński, S. M., 2006, AJ, 131, 2986
Pribulla, T. i in. 2006, AJ, 132, 769
Pribulla, T., Ruciński, S. M., 2008, MNRAS, 386, 377
Pribulla, T., Vanko, M., Hambalek, L., 2009a, IBVS, 5886
Pribulla, T. i in. 2009b, AJ, 137, 3655
Prieto, J. L.; Stanek, K. Z.; Kochanek, C. S.; Weisz, D. R.; Baruffolo, A.; Bechtold, J.; Burwitz, V.; De Santis, C.; Gallozzi, S.; Garnavich, P. M.; Giallongo, E.; Hill, J. M.; Pogge, R. W.; Ragazzoni, R.; Speziali, R.; Thompson, D. J.; Wagner, R. M., 2008, ApJ, 673, 59
Qian, S.-B., 2003, MNRAS, 342, 1260
Qian, S.-B., Yang, Y.-G., Zhu, L.-Y., He, J.-J., Yuan, J.-Z., 2006, Ap&SS, 304, 25

Qian, S.-B., Kreiner, J. M., Liu, L., He, J.-J., Zhu, L.-Y., Yuan, J.-Z., Dai, Z.-B., 2007, IAUS, 240, 331

Rahunen, T., 1981, *Astronomy & Astrophysics*, 102, 81

Rasio, F. A., 1995, ApJ, 444, 41

Robertson, J. A., Eggleton, P. P., 1977, MNRAS, 179, 359

Rovithis-Livaniou, H., Tsantilas, S., Kalimeris, A., Rovithis, P., Djurasevic, G., Voloshina, I., 2005, The Light-Time Effect in Astrophysics, edited by C. Sterken, Proceedings of ASP Conference Series Vol. 335, 251

Ruciński, S. M., 1973, AcA, 23, 79

Ruciński, S. M., 1985, Interacting Binary Stars, Edited by J.E. Pringle and R.A. Wade. Cambridge Astrophysics Series, Cambridge: Cambridge University Press, 85

Rucinski, S. M., 1986, IAUS, 118, 159

Rucinski, S. M., Kaluzny, J. 1982, Ap&SS, 88, 433

Rucinski, S. M., 1993, PASP, 105, 1433

Rucinski, S. M., 1993, "The Realm of Interacting Binary Stars"; ed. Sahade i in., 1993, 111

Rucinski, S. M., 1995, AJ, 109, 2690

Ruciński, S. M., 1997, AJ, 113, 407

Ruciński, S. M., 1997, AJ, 113, 1112

Ruciński, S. M., 1999, ASPC, 185, 82

Ruciński, S. M., 2000, AJ, 120, 319

Rucinski, S. M., Maceroni, C., 2001, AJ, 121, 254

Rucinski, S. M.; Paczynski, B., 2002, IBVS, 5321

Ruciński, S. M., 2004, IAUS, 215, 17

Ruciński, S. M., 2006, MNRAS, 368, 1319

Ruciński, S. M., 2007, MNRAS, 382, 393

Ruciński, S. M., Pribulla, T., van Kerkwijk, M. H., 2007, AJ, 134, 2353

Shu, F. H., Lubow, S. H., Anderson, L., 1976, ApJ, 209, 536

Smith, R. C., 1984, QJRAS, 25, 405

Stępień, K., 1995, MNRAS, 274, 1019

Stępień, K., Schmitt, J. H. M. M., Voges, W., 2001, *Astronomy & Astrophysics*, 370, 157

Stępień, K., 2006a, AcA, 56, 199

Stępień, K., 2006b, AcA, 56, 347

Stępień, K., 2009, MNRAS, 397, 857

Szczygieł, D. M., Socrates, A., Paczyński, B., Pojmański, G., Pilecki, B. 2008, AcA, 58, 405

Tokovinin, A. 2004, RMxAC, 21, 7

Tokovinin, A., Thomas, S., Sterzik, M., Udry, S. 2006, A&A, 450, 681

Torres, G., 2001, AJ, 121, 2227

Vanbeveren, D., 2009, IAUS, arXiv:0909.3431

van Hamme, W., 1993, AJ, 106, 2096

van Hamme, W., Wilson, R. E., 2007, ApJ, 661, 1129

Voges, W. et al., 1999, *Astronomy & Astrophysics*, 349, 389

Webbink, R. F., 2003, ASPC, 293, 76

Wilson, R. E., Devinney, E. J. 1971, ApJ, 166, 605

Wilson, R. E., Devinney, E. J., 1973, ApJ, 182, 539

Yakut, K., Eggleton, P. P., 2005, ApJ, 629, 1055

Zhu, L. Y., Qian, S. B., 2007, IAUS, 240, 390