

Wyznaczanie typów Cefeid na podstawie danych z przeglądu "Pi of the Sky"

Jaromir Panas

16 kwietnia 2010

Streszczenie

Praca poświęcona jest zagadnieniu automatyzacji procesu rozpoznawania Cefeid. Badana jest zależność wyniku analizy Fourierskiej krzywej jasności od typu gwiazdy a następnie proponowany algorytm rozpoznawania typu Cefeidy. Na jego podstawie został napisany program realizujący w/w. zagadnienie. Program ma zbyt słabą sprawność do analizy wybranych, pojedynczych gwiazd, lecz może służyć do analizy dużej liczby danych i znacząco usprawnić proces klasyfikacji.

1 Wstęp teoretyczny

1.1 Cefeidy

Podstawową, mierzalną wielkością fizyczną gwiazd jest ich jasność. Na podstawie jej wartości możemy podzielić gwiazdy, na dwie grupy: o jasności w przybliżeniu stałej w naszej skali czasu oraz o jasności zmiennej okresowo, którymi zajmujemy się w tej pracy.

Ponieważ fizyczne przyczyny zmian jasności gwiazd mogą być różne, dzielimy je na podgrupy. W tym podziale wyróżniamy dwie główne kategorie:

- gwiazdy zmienne geometrycznie, dla których zmiana jasności wynika ze zmiany orientacji gwiazdy lub układu gwiazd względem obserwatora, m.in.:
 - gwiazdy zaćmieniowe, gdy gwiazda jest okresowo przesłaniana przez inny obiekt,
 - gwiazdy świecące niesferycznie, której rotacja powoduje zmiany jasności,
- gwiazdy zmienne fizycznie. Zmiany ich jasności wynikają z procesów zachodzących we wnętrzu lub otaczającej je materii. Dzielimy je na:
 - pulsujące, gdy zmiany dotyczą wnętrza gwiazdy,
 - zmienne atmosferycznie, gdy zmiany jasności wynikają z nieregularności procesów zachodzących w jej atmosferze,
 - gwiazdy wybuchowe, w których następuje jednorazowa lub wielokrotna dramatyczna zmiana.

W dalszej części, ze względu na pewne szczególne własności oraz trudności, pojawiające się przy ich odróżnianiu, będziemy się zajmować gwiazdami pulsującym, dla których oscylacje jasności wynikają z zmian promienia gwiazdy oraz jej temperatury. Należą do nich, między innymi, Cefeidy, na których poprawnym rozpoznaniu nam zależy.

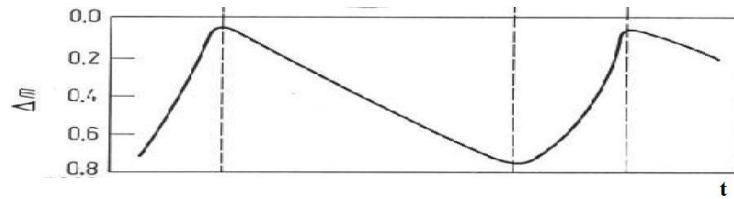
Cechą charakterystyczną Cefeid jest to, że mają dobrze określoną zależność okres-jasność. Dzięki temu mogą służyć do określania odległości w przestrzeni jako świece standardowe. Cefeidy jednak dzielimy na różne klasy, dla których te zależności są różne. Dlatego poprawne rozpoznanie Cefeidy jest bardzo istotne.

Podział gwiazd pulsujących, ze względu na ich typ, jest następujący:

- Cefeidy I populacji (klasyczne)- młode, masywne, jasne i bogate w metal. Ich oscylacje są najczęściej radialne i w modzie podstawowym.
- Cefeidy II populacji (W-Virginis)- starsze, lżejsze, słabiej świecące i ubogie w metal.
- inne, jak np. RR Lyrae, Delta Scuti, ZZ Ceti, ...

Cefeidy możemy z dalej podzielić ze względu na charakter ich pulsacji. Mogą one być radialne w modzie podstawowym, czyli zwyczajnie się rozszerzać i kurczyć, ale też mogą występować w kolejnych składowych harmonicznych, gdzie różne części gwiazdy odpowiednio kurczą się lub rozszerzają, a które nazywamy drganiami owertonowymi. Może nawet występować wiele rodzajów pulsacji jednocześnie, jak w przypadku gwiazd dwumodalnych, które drgają w modzie podstawowym i pierwszym owertonie. Wyróżnia się jeszcze typy oscylacji nieradialnych, opisywane harmonikami sferycznymi, jednak nie będziemy się nimi zajmować, gdyż jest to przypadek rzadki.

Jak widać, bardzo dużo informacji o gwiazdzie możemy uzyskać poprzez badanie, jak zmienia się jej jasność w czasie. Wykres tej zależności nazywamy krzywą blasku (jasności) gwiazdy. Ponieważ jednak wyznaczenie takiej krzywej, w sposób nadający się do analizy, może być problematyczne, wygodniej nam będzie posługiwać się sfazowaną krzywą jasności. Otrzymujemy ją, poprzez zebranie i umieszczenie wszystkich pomiarów na odcinku czasu długości dwóch okresów. Przykładową sfazowaną krzywą blasku dla Cefeid przedstawiono na Rysunku 1:



Rysunek 1: Przykładowa krzywa jasności Cefeidy. Źródło: [1]

Warto zwrócić uwagę na charakter oscylacji. Nie są sinusoidalne, lecz tempo narastania jasności jest większe, niż tempo jej spadania.

1.2 Rozpoznawanie Cefeid

Jedną z metod rozpoznawania Cefeid jest analiza Fourierska. Ponieważ oscylacje Cefeid różnych typów różnią się okresem, modami, w których drgają, amplitudą, podejrzewamy, że ta metoda będzie się dobrze realizowała w naszym zagadnieniu.

Analiza Fourierska polega na dopasowaniu do krzywej jasności badanej gwiazdy funkcji następującej postaci:

$$f(t) = A_0 + \sum_{n=1}^N A_n \sin\left(\frac{2\pi n}{T}t + \phi_n\right) \quad (1)$$

Parametrami dopasowania są wyrazy: A_n - amplitudy drgań w odpowiednich modach, T - okres drgań, ϕ_n - faza. N nazywamy rzędem dopasowania. Dodatkowo definiujemy nowe parametry:

$$R_{ij} = \frac{A_i}{A_j}$$

$$\varphi_{ij} = \phi_i - \phi_j$$

Wybór tych parametrów jest podyktowany faktem, że w części dalszej będziemy korzystać z plików wynikowych programu Cepheus (do analizy Fourierskiej krzywych jasności) oraz programu StarsParPlotter (do rysowania wykresów dla parametrów dopasowania), które wykorzystują te parametry.

Będziemy też jeszcze korzystać z dwóch innych parametrów, które jak dotąd się nie pojawiły. Są to A - całkowita amplituda zmienności jasności oraz skośność, czyli różnica faz między maksimum i minimum na krzywej jasności.

2 Automatyzacja rozpoznawania Cefeid

Zagadnienie, którym chcemy się zająć, to automatyzacja procesu rozpoznawania typu Cefeidy. Dane z przeglądu "Pi of the Sky" zawierają ogromną liczbę gwiazd i odpowiadających im krzywych jasności. Analiza tych danych i rozpoznanie na ich podstawie typu gwiazdy byłoby bardzo czasochłonne i wymagałoby dużego nakładu pracy. Dlatego poszukujemy metody, która pozwoliłaby automatycznie rozpoznać typ choćby części z badanych Cefeid.

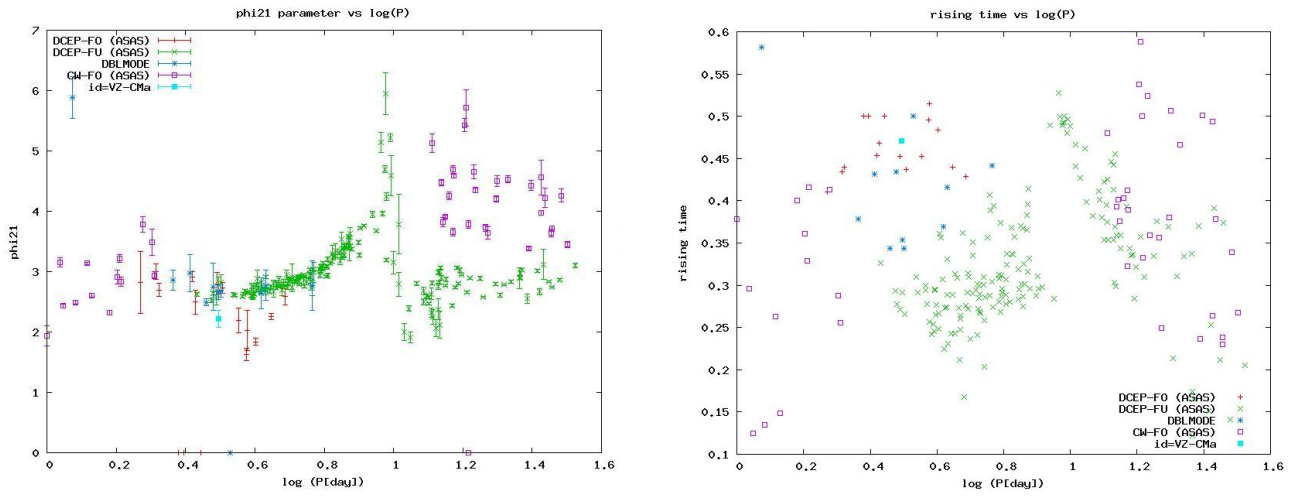
2.1 Dane

Aby móc zająć się zagadnieniem automatyzacji rozpoznawania Cefeid, potrzebujemy danych, czyli pewnej liczby Cefeid, dla których znamy krzywe jasności i wiemy jakiego są typu. Najlepiej, żeby zbiór tych danych obejmował możliwie jak największą liczbę gwiazd. Dane powinny też być możliwie jak najdokładniejsze. Ponieważ

w pracy staramy się napisać program i oszacować, czy będzie dobrze działał, dlatego w dalszej części posługiwać się będziemy Cefeidami z katalogu ASAS. Dla wielu z nich policzono już parametry Fouriera, z których możemy skorzystać. Dane te pochodzą z załączników do pracy: *Analiza danych fotometrycznych z przeglądów "Pi of the Sky" i ASAS* Anny Barnackiej. Uwzględniają one cztery rodzaje Cefeid: klasyczne, owertonowe, dwumodalne i II populacji.

2.2 Metoda

Spójrzmy na wykres, na którym na jednej osi okładamy logarytm naturalny okresu zmienności Cefeid, natomiast na drugiej wartości parametrów Fouriera. Badana przez nas metoda rozpoznawania Cefeid opiera się na spostrzeżeniu, że na tych wykresach punkty odpowiadające różnym gwiazdom grupują się względem typu Cefeidy. Na Rysunku 2. przedstawiono przykładowy wykres, na którym widać grupowanie się poszczególnych typów Cefeid:



Rysunek 2: Wykresy wartości parametru φ_{ij} oraz skośności dla różnych Cefeid w funkcji logarytmu z okresu zmienności.

Traktujemy zatem gwiazdy jako punkty w przestrzeni dziewięciowymiarowej, w której na poszczególnych osiach odkładamy parametry: A - amplituda, R_{21} , R_{31} , R_{41} , φ_{21} , φ_{31} , φ_{41} , skośność i logarytm okresu. Teraz potrzebujemy rozkładu, który będzie dobrze określał prawdopodobieństwo, że gwiazda jest danego typu w zależności od odległości od innych gwiazd w rozpatrywanej przestrzeni. W tym doświadczeniu badamy rozkład następującej postaci:

$$f(\mathbf{r}, K) \sim \frac{1}{|K|} \sum_{i=1}^{|K|} \prod_{j=1}^9 \frac{1}{\sigma_{Kj}} \exp \left[-w_j \frac{(x_{ij} - r_j)^2}{\sigma_{Kj}^2} \right] \quad (2)$$

gdzie \mathbf{r} - położenie badanej gwiazdy w przestrzeni parametrów, K - zbiór Cefeid danego typu, σ_j - odchylenie standardowe dla danego parametru dla zbioru K , \mathbf{x}_j - położenie elementu K w przestrzeni, w_j - waga. Zauważmy, że we wzorze sumujemy rozkłady Gaussa umieszczone w punktach, w których znajdują się wzorcowe gwiazdy, dzięki czemu rozkład respektuje kształt zbioru w przestrzeni. Dzielenie przez czynniki $|K|$ i σ_{Kj} występują w celach normalizacyjnych. Waga w_j ma uwzględniać, że poprawki wyższego rzędu w analizie Fouriera są obciążone większym błędem oraz fakt, że ich wartości powinny być bliskie zera, ponieważ nie występują pulsacje

w wyższych harmonicznych modach.

Ostatecznie, aby otrzymać coś na kształt prawdopodobieństwa, porównamy wartości funkcji f dla różnych typów Cefeid następująco:

$$P(K_j) = \frac{f(\mathbf{x}, K_j)}{\sum_i f(\mathbf{x}, K_i)} \quad (3)$$

2.3 Program *StarsParPloter2*

Program *StarsParPloter2* jest zmodyfikowaną wersją programu *StarsParPloter*, napisanego przy użyciu języka *C++*. Do pierwotnej funkcji programu, rysowania wykresów parametrów analizy Fouriera w funkcji logarytmu czasu, dodano podprogram liczący prawdopodobieństwo, że badana gwiazda jest danego typu. Z przyczyn praktycznych, modyfikacje wykonano w taki sposób, aby nowa wersja uruchamiała się tak samo jak poprzednia (**path** oznacza ścieżkę lokalizacji programu)[2]:

1. Utworzenie katalogu **path/roboczy**.
2. Skopiowanie do lokalizacji **path/roboczy** pliku wynikowego **FourierOut.txt** z programu *Cepheus*, zawierającego wyniki analizy gwiazd wzorcowych i badanych.
3. Utworzenie w lokalizacji **path/roboczy** pliku **Types.txt** zawierającego w kolumnach rozdzielonych znakami białymi kolejno: nazwę gwiazdy, okres zmienności i typ wg. ASAS. W przypadku gwiazd badanych, zamiast typu występuje znak '?'.
4. Uruchomienie programu.

Modyfikacje dotyczące wyniku działania programu objęły jedynie pojawienie się w katalogach wynikowych plików **pstwo.txt**, zawierającego wartości prawdopodobieństw, że bada na gwiazda jest danego typu, oraz umieszczenie na wykresach także gwiazd dwumodalnych. Oznaczenia na wykresach są zgodne z ASAS: DCEP-FU- klasyczne, pulsujące w modzie podstawowym, DCEP-FO- klasyczne, owertonowe, CW-FO- II populacji, poza oznaczeniem dla Cefeid dwumodalnych: DBLMODE.

Algorytm liczenia prawdopodobieństwa napisano zgodnie ze wzorami (2) i (3) z jedną modyfikacją. Jak widać na Rysunku 2 Cefeidy II populacji zajmują na wykresie dwa obszary z różnymi wartościami logarytmu okresu. Dlatego, aby odchylenie standardowe dla tej wartości nie było sztucznie zawyżone, uwzględniono średnią ważoną po mocy zbiorów odchylenia standardowego dla dwóch grup: o wartościach logarytmu okresu na dzień z zakresu 0-0,3 i 1,1-1,6.

Wartości wag w_j przyjęto $\frac{1}{4}$ dla parametrów R_{31} , R_{41} , φ_{31} , φ_{41} oraz w 1 dla pozostałych przypadkach. Dokładną postać programu podano w Załączniku 1.

3 Wyniki i wnioski

Wyniki jakie otrzymaliśmy, stosując program do analizy gwiazd wzorcowych (program zmodyfikowaliśmy tak, aby pojedynczo oznaczał je jako gwiazdy badane ('-') i liczył prawdopodobieństwo) były zadowalające. Większość gwiazd została rozpoznana poprawnie, to znaczy prawdopodobieństwo dla typu, do którego należała, było znacząco większe niż dla pozostałych typów. Niestety pojawiły się też sporadyczne przypadki, dla których rozpoznanie było złe, tzn. program wskazywał błędny typ z dużym prawdopodobieństwem (większym, niż dla typu, do którego gwiazda rzeczywiście należała). Maksymalne wartość błędnego rozpoznania, czyli prawdopodobieństwa dla typu innego niż rzeczywisty, wyniosła zależnie od klasy Cefeid: 71% dla II populacji, 69% dla dwumodalnych, 66% dla klasycznych i 21% dla owertonowych. W tej sytuacji, rozpoznany przez program typ Cefeidy można uznać za poprawny, jeżeli otrzymana wartość prawdopodobieństwa jest większa od pewnej wartości progowej. W tabeli przedstawiono przykładowe wyniki części zbioru Cefeid danego typu, jaką program

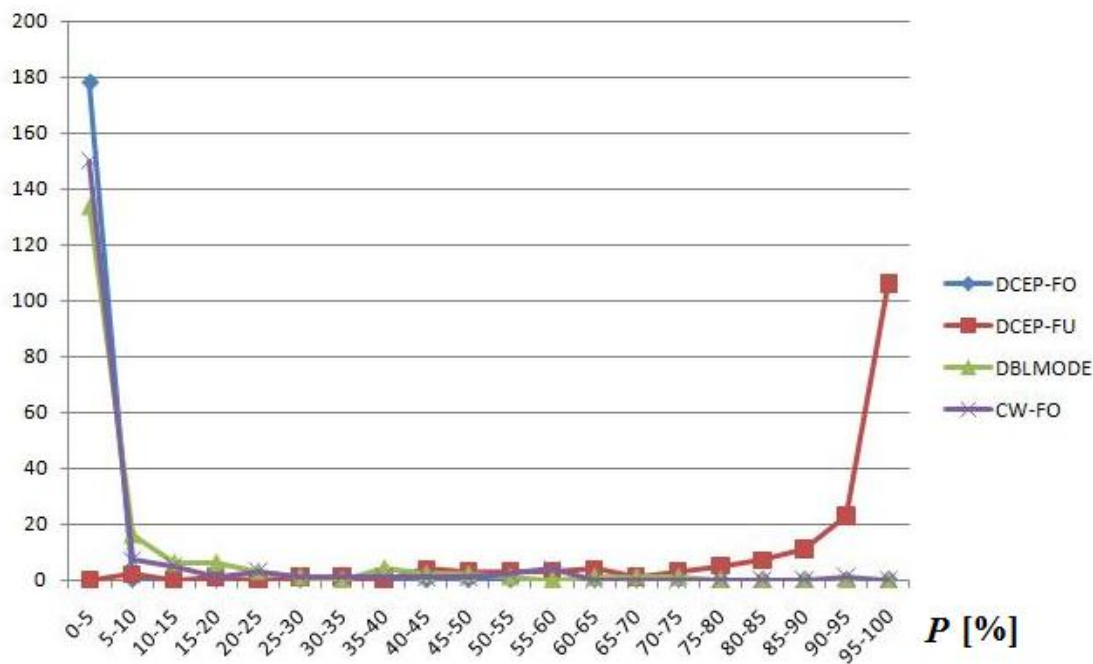
rozpoznał z prawdopodobieństwem większym niż pewna zadana wartość progowa.

| Wysokość proggu | DCEP-FO | DCEP-FU | CW-FO | DBLMODE |
|-----------------|---------|---------|-------|---------|
| 95% | 59% | 68% | 76% | 18% |
| 90% | 65% | 80% | 82% | 28% |

Jak widać już dla tak wysokiego proggu jak 95% program rozpoznaje poprawnie znacząco ponad połowę Cefeid (poza dwumodalnymi).

Dodatkowo zauważmy, że dane, którymi dysponujemy obejmują wprawdzie znaczną liczbę Cefeid klasycznych, ale niewielką pozostałych typów gwiazd. W szczególności dysponujemy jedynie osiemnastoma gwiazdami owertonowymi i dwunastoma dwumodalnymi. Co więcej zbiory te charakteryzują się dużym odchyleniem standardowym. Zwiększenie liczby gwiazd wzorcowych powinno znacząco polepszyć rezultaty: zmniejszy wagę, z jaką wchodzi poszczególne gwiazd odległych z grupy, w tym tych, które są rozpoznawane przez program, jako gwiazdy innego typu. Dzięki temu zmniejszy się próg, od jakiego możemy mieć pewność co do rozpoznania typu gwiazdy, więc zwiększy się ich liczba.

W przypadku Cefeid klasycznych mamy dużą liczbę gwiazd wzorcowych, więc możemy zobaczyć jak wygląda statystyka parametru P . Wyniki przedstawiamy na rysunku 3:



Rysunek 3: Zależność liczby Cefeid klasycznych od wartości parametru P z jaką zostały rozpoznanych jako gwiazdy danego typu.

Na osi poziomej odłożono przedziały wartości parametru P w procentach, natomiast na osi pionowej liczbę gwiazd, dla których program zwrócił zadaną wartość P . Widać, że im większe P , które jest proporcjonalne do prawdopodobieństwa, że badana gwiazda jest danego typu, tym większa liczba gwiazd rozpoznanych poprawnie. Dodatkowo sprawdziliśmy też, jak działa program dla danych, pochodzących z innego źródła. Sprawdzono cztery gwiazdy, o których wiemy. W tabeli przedstawiono nazwy gwiazd, wyniki działania programu oraz ich rzeczywiste klasy:

| id | DCEP-FO | DCEP-FU | CW-FO | DBLMODE | typ |
|-------------|---------|---------|-------|---------|---------|
| 072630-2555 | 78% | 0% | 0% | 22% | DCEP-FO |
| 113055-5653 | 7% | 0% | 0% | 93% | DBLMODE |
| 114058-6241 | 0% | 23% | 0% | 77% | DBLMODE |
| 122120-6217 | 0% | 97% | 0% | 3% | DCEP-FU |

W Załączniku 2 przedstawiono wykresy dla tych gwiazd otrzymane przy użyciu programu *StarsParPloter2*.

Literatura

- [1] Anna Barnacka, *Analiza danych fotometrycznych z przeglądów "Pi of the Sky"i ASAS* (praca magisterska), 2008
- [2] Krzysztof Wójcik, *Wyznaczanie typów Cefeid. Raport z pracy w grupie badawczej "Pi of the Sky"*, 2010
- [3] Wikipedia, wolna encyklopedia: http://pl.wikipedia.org/wiki/Gwiazda_zmienna
- [4] Strona internetowa Sternberg Astronomical Institute, Moscow University, GCVS Research Group: <http://www.sai.msu.su/groups/cluster/gcvs/gcvs/iii/vartype.txt>