

Uniwersytet Warszawski
Wydział Fizyki

Marek Biskup

Nr albumu: 181251

Analiza gwiazd zmiennych w
eksperymentcie *Pi of the Sky*
PRELIMINARY!!!!

Praca magisterska
na kierunku FIZYKA
w zakresie FIZYKA CZĄSTEK I ODDZIAŁYWAŃ
FUNDAMENTALNYCH

Praca wykonana pod kierunkiem
doc. dra hab. Grzegorza Wrochny
Instytut Problemów Jądrowych

Maj 2007

Oświadczenie kierującego pracą

Potwierdzam, że niniejsza praca została przygotowana pod moim kierunkiem i kwalifikuje się do przedstawienia jej w postępowaniu o nadanie tytułu zawodowego.

Data

Podpis kierującego pracą

Oświadczenie autora (autorów) pracy

Świadom odpowiedzialności prawnej oświadczam, że niniejsza praca dyplomowa została napisana przeze mnie samodzielnie i nie zawiera treści uzyskanych w sposób niezgodny z obowiązującymi przepisami.

Oświadczam również, że przedstawiona praca nie była wcześniej przedmiotem procedur związanych z uzyskaniem tytułu zawodowego w wyższej uczelni.

Oświadczam ponadto, że niniejsza wersja pracy jest identyczna z załączoną wersją elektroniczną.

Data

Podpis autora (autorów) pracy

Streszczenie

Abstract

Słowa kluczowe

gwiazdy zmienne, badanie okresów gwiazd zmiennych, bazy danych gwiazd

Dziedzina pracy (kody wg programu Socrates-Erasmus)

13.2 Fizyka

Klasyfikacja tematyczna

D. Software

D.127. a

D.127.6. a

Tytuł pracy w języku angielskim

Analysis of variable stars in the *Pi of the Sky* experiment

Spis treści

Wprowadzenie	5
1. Szybkozmiennie procesy astrofizyczne	7
1.1. Błyski gamma	7
1.1.1. Historia odkrycia i badań błysków gamma	8
1.1.2. Aktualny stan wiedzy i hipotezy na temat mechanizmów i badania GRB	10
1.2. Gwiazdy zmienne	11
1.2.1. Obserwacje gwiazd zmiennych	12
1.2.2. Gwiazdy zmienne z przyczyn wewnętrznych	13
1.2.3. Gwiazdy zmienne z przyczyn zewnętrznych	16
2. Eksperyment <i>Pi of the Sky</i>	19
2.1. Aparatura eksperymentu	19
2.2. Metody zbierania i przetwarzania danych	20
2.2.1. System trygerów	21
2.2.2. Redukcja danych	21
2.3. Bazy danych eksperymentu	22
2.3.1. Schemat bazy danych	23
2.3.2. Interfejs WWW do przeglądania danych	24
2.3.3. Inne bazy danych gwiazd	25
3. Identyfikacja gwiazd w dostępnych katalogach	27
3.1. Gwiazdy eksperymentu <i>Pi</i>	27
3.2. Inne katalogi gwiazd	27
3.2.1. Tycho	27
3.2.2. GCVS	29
3.2.3. ASAS	30
3.3. Identyfikacja	31
4. Algorytmy badania zmienności gwiazd	37
4.1. Wstęp	37
4.1.1. Przegląd metod	37
4.1.2. Oznaczenia	37
4.2. Metody statystyczne	38
4.2.1. Proprocessing danych	38
4.2.2. Jak często próbkować okres	38
4.2.3. Metoda Laflera-Kinmana	39
4.2.4. Metoda długości sznurka	41
4.2.5. Metoda minimalizacji dyspersji fazy (PDM)	41

4.2.6.	Metoda analizy zmienności (AoV)	42
4.2.7.	Metoda transformaty Fouriera (FT)	43
4.2.8.	Rozkład na ortogonalne wielomiany trygonometryczne	43
5.	Wyniki	45
5.1.	Porównanie algorytmów badania okresu	45
5.2.	Analiza gwiazd eksperymentu <i>Pi</i>	46
5.2.1.	Błędy pomiarów jasności	49
Bibliografia		59

Wprowadzenie

Rozdział 1

Szybkozmiennie procesy astrofizyczne

Procesy astronomiczne są ze swej natury długotrwałe. Wiek wszechświata szacuje się na mniej więcej 15 mld lat [AGE], ewolucja gwiazd trwa miliardy lat, Ziemia i Układ Słoneczny istnieją od kilku miliardów. Zdawać by się mogło, że wszystkie procesy astronomiczne przebiegają w skali nieporównywalnie większej niż długość ludzkiego życia. Okazuje się jednak, że niebo nie jest tak niezmiennie. Już setki lat temu obserwowano pojawianie się nowych gwiazd na niebie, a następnie ich gaśnięcie (dziś takie gwiazdy klasyfikujemy jako supernowe), bądź okresowe pojawianie się i znikanie gwiazdy (np. gwiazda *Mira* odkryta w 1596 roku – dziś klasyfikowana jako gwiazda zmienna okresowa). We współczesnej astronomii znamy wiele innych przykładów krótkotrwałych procesów astronomicznych. Dwa z nich, omawiane w tej pracy, to *błyski promieniowania gamma* (ang. Gamma Ray Burst – GRB) [GRB3] i *gwiazdy zmienne* [KUB].

GRB to potężne wybuchy, o mocy większej niż światło miliarda galaktyk, emitujące energię głównie jako wysokoenergetyczne fotony. Dotychczas geneza tego zjawiska nie została wyjaśniona i dlatego jest obiektem badań wielu prowadzonych obecnie eksperymentów.

Gwiazdy zmienne to gwiazdy, których parametry obserwacyjne (np. jasność) zmieniają się w czasie znacznie krótszym w przypadku normalnych procesów ewolucyjnych. Niektóre gwiazdy zmieniają swą jasność jednorazowo, by następnie powrócić do normalnego stanu. Inne stale zmieniają swoje parametry. Zmienność może zachodzić w sposób chaotyczny lub okresowy. Gwiazdy zmienne krótkookresowe mają czas zmienności rzędu dni (znane są gwiazdy zmienne w okresie rzędu minut). Te długookresowe zmieniają się z okresem kilku lat. Niektóre gwiazdy zmienne (jak flary) zmieniają swoją jasność jedynie na kilka minut. Badanie gwiazd zmiennych przyczynia się do lepszego zrozumienia procesów zachodzących we wnętrzach gwiazd. Ponadto niektóre typy gwiazd zmiennych mają prostą zależność okresu od absolutnej jasności i mogą służyć za świece standardowe.

Aby znajdować krótkotrwałe procesy astrofizyczne, o czasach trwania rzędu minut a nawet sekund, trzeba dysponować aparaturą umożliwiającą błyskawiczne rozpoczęcie obserwacji. Z kolei ciągła obserwacja fragmentu nieba pozwala na rejestrację tych zjawisk już od ich początku.

1.1. Błyski gamma

Błyski gamma to najsilniejsze eksplozje znane we współczesnej astronomii. W czasie wybuchu moc emitowanego promieniowania jest większa niż całkowita moc promieniowania pozostałej

części wszechświata. Energię emitowaną w pojedynczym wybuchu, trwającym od kilku do kilkuset sekund, szacuje się na $10^{44} - 10^{47}$ J [PIR99]. Jest to równoważne 10^{11} lat świecenia Słońca [PIR99]. Jeśli taki wybuch wystąpiłby w centrum naszej galaktyki, to intensywność promieniowania na Ziemi byłaby porównywalna z mocą docierającą do nas ze Słońca. Biorąc pod uwagę energię emitowanych fotonów (od megaelektronowoltów nawet do gigaelektronowoltów) stanowiłoby to zagrożenie dla życia na Ziemi. Krótki czas trwania wybuchu świadczy o małych rozmiarach obiektu emitującego promieniowanie. Energia jest emitowana przede wszystkim w obszarze promieniowania gamma i stąd nazwa. Dodatkowo obserwuje się towarzyszące, aczkolwiek znacznie słabsze, promieniowanie X, ultrafioletowe i widzialne. Obecnie rejestruje się mniej więcej jeden błysk na dobę w różnych, losowych miejscach nieba [GRB1]. Błyski pochodzą od bardzo odległych, pozagalaktycznych obiektów, więc są to zjawiska bardzo rzadkie we wszechświecie.

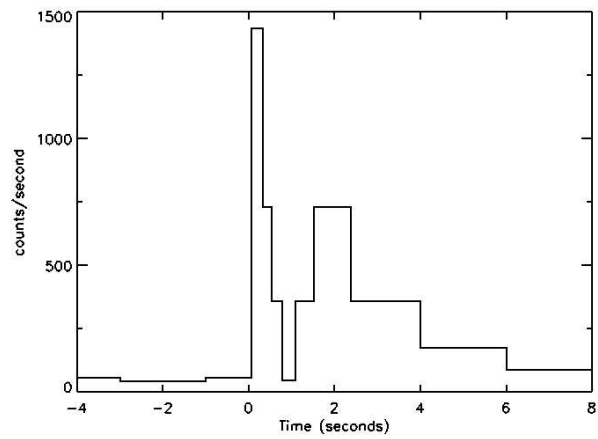
1.1.1. Historia odkrycia i badań błysków gamma

W roku 1959 USA rozpoczęło projekt *Vela*, którego celem było monitorowanie Ziemi i bliższej przestrzeni kosmicznej w poszukiwaniu sygnałów świadczących o przeprowadzaniu prób nuklearnych przez wrogie mocarstwa. W roku 1963 został podpisany pakt o zakazujący prób nuklearnych w atmosferze, wodzie i kosmosie (*Treaty Banning Nuclear Weapon Tests In The Atmosphere, In Outer Space And Under Water*, zwany również *Partial Test Ban Treaty* – PTBT; pakt ten dopuszczał jedynie podziemne próby nuklearne). Wśród państw, które go przyjęły były innymi przez USA i Związek Radziecki. Projekt *Vela* nabrał wtedy znaczenia jako projekt rozwijający środki i metody do kontroli stosowania się innych państw do paktu. Częścią projektu *Vela* był podprojekt *Vela Hotel*, zajmujący się wykrywaniem testów nuklearnych w kosmosie. W ramach tego projektu zbudowano w sumie 12 satelitów. Pierwsze 6 (nazwane *Vela Hotel*) służyło tylko do wykrywania eksplozji w kosmosie, a 6 kolejnych (*Advanced Vela*) także w atmosferze. Pierwsza para została wysłana w kosmos w roku 1963. Te satelity zostały zaprojektowane do działania przez 6 miesięcy, ale pracowały dobre 5 lat. Były zaopatrzone w detektory neutronów, promieniowania X i gamma.

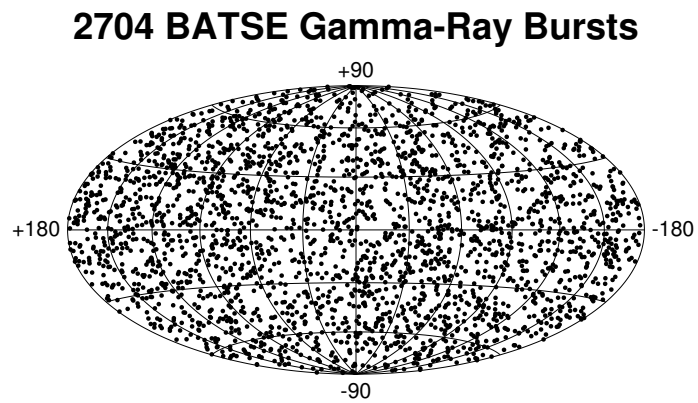
W roku 1967 satelity zarejestrowały silny sygnał w obszarze promieniowania gamma. Dokładna analiza kształtu sygnału (rys. 1.1) wyeliminowała eksplozję nuklearną jako potencjalne źródło promieniowania. Błysk zakwalifikowano jako pochodzenia kosmicznego, ale dokładne jego pochodzenie pozostawało długo niewyjaśnione. W kolejnych latach (1969-72) zarejestrowano 16 kolejnych błysków. Wszystkie te dane zostały przeanalizowane i opublikowane w 1973 roku [GRB3], kiedy to powstała nazwa GRB. Bogatsza aparatura badawcza satelitów *Advanced Vela* pozwoliła na szacowanie lokacji źródeł błysków (z dokładnością do kilku stopni) na podstawie różnicy czasów rejestracji sygnału przez poszczególne satelity. Dokładność pomiaru czasu była lepsza niż 0,2 sekundy, a tyle czasu potrzebowało światło aby przelecieć odległość między satelitami znajdującymi się po przeciwległych stronach Ziemi. Z danych wynikało, że błyski pochodzą z odległego obiektu (ponad 1 mln kilometrów) ale nie ze Słońca ani z Księżyca ani z żadnej planety. Podejrzewano, że pochodzą z poza Układu Słonecznego. Dane z rosyjskiego satelity *Konus* potwierdzały istnienie błysków gamma.

W następnym dziesięcioleciu badania nad GRB rozwinęły się. Wystrzelono satelity wyspecjalizowane do obserwacji tych zjawisk. W roku 1991 NASA wysłała satelitę zaopatrzonego w instrument *BATSE* (*Burst And Transient Source Experiment*). W ciągu dziewięciu lat jego działania wykryto i zlokalizowano 2704 wybuchy gamma [GRB1]. Okazało się, że źródła błysków są rozmieszczone izotropowo w przestrzeni (rys. 1.2). To wskazywało na pozagalaktyczne ich pochodzenie (galaktyczne źródła byłyby rozmieszczone w płaszczyźnie galaktyki).

Przełom w badaniach nad GRB nastąpił w 1997 roku. Wtedy to holenderski satelita



Rysunek 1.1: Sygnał pierwszego zarejestrowanego błysku gamma (vela 4a event, July 2, 1967).



Rysunek 1.2: Położenia wszystkich błysków zarejestrowanych przez BATSE (za <http://f64.nsstc.nasa.gov/batse/grb/skymap/>).

Beppo-SAX zarejestrował błysk i przesłał informacje do naziemnych obserwatoriów. Te z kolei rozpoczęły obserwację nieba w miejscu, skąd pochodził błysk (GRB 970228, czyli z dwudziestego ósmego lutego 1997 roku, zgodnie z oznaczeniami błysków). Udało się zaobserwować poświatę najpierw w częstotściach radiowych, potem w widzialnych [WIJ]. Przy kolejnym błysku wykrytym przez *Beppo-SAX* (GRB 970508) udało się zmierzyć przesunięcie ku czerwieni takiego gasnącego obiektu i dzięki temu oszacowano odległość od źródła – 7 mld lat [KECK, HST]. Z kolei, biorąc pod uwagę moc sygnału rejestrowaną na Ziemi, całkowitą ilość energii wyemitowaną w wybuchu oszacowano na 10 mld lat świecenia Słońca.

Od tego momentu stało się jasne, że kluczem do wyjaśnienia zagadki GRB są obserwacje w innych długościach fali: w świetle widzialnym, podczerwieni, częstotściach radiowych. Pomiar spektroskopowy pozwala wyznaczyć nie tylko przesunięcie ku czerwieni, a więc odległość od źródła, ale także linie widmowe poszczególnych składników źródła, więc można wyznaczyć jego skład chemiczny. Jednak wykrycie GRB za pośrednictwem światła widzialnego jest praktycznie niemożliwa – mała część energii jest emitowana w tych długościach fali. Dlatego potrzebne jest współdziałanie teleskopów optycznych z satelitarnymi detektorami promieniowania gamma (detektory naziemne nie na wiele się zdają, gdyż promieniowanie wysokoenergetyczne jest pochłaniane przez atmosferę). Powstało kilka eksperymentów naziemnych mających na celu szybkie zmienianie kierunku obserwacji, na podstawie danych przesyłanych przez satelity. Jednym z nich był ROTSE (*Robotic Optical Transient Search Experiment*).

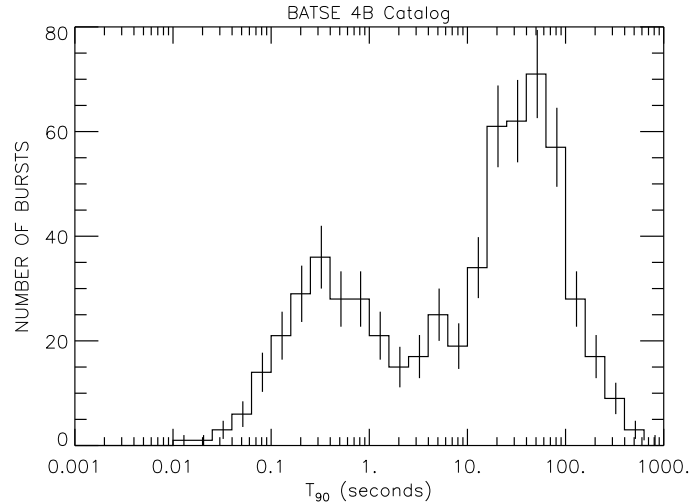
W 1999 właśnie ROTSE zdołał rozpocząć obserwację GRB 990123 już w 22 sekundy po zarejestrowaniu samego błysku [ROO], co pozwoliło na pełną analizę spektroskopową. Wykryto wtedy linie widmowe odpowiadające żelazu, co sugerowało, że sprawcą jest zapadająca się masywna gwiazda. Wtedy zaczęto przywiązywać wagę do szybkości przekazywania informacji od satelity do obserwatorów naziemnych. Satelita HETE2 (High Energy Transient Explorer), wystrzelony przez NASA w 2000 roku, miał możliwość przekazywania informacji o błysku tuż po jego zauważeniu, a także przeprowadzania własnych analiz. Od 2002 roku na orbicie okołoziemskiej krąży europejski satelita INTEGRAL, a w 2004 roku NASA wysłało satelitę SWIFT, którego głównym zadaniem jest obserwacja i analiza błysków gamma.

Od 1993 roku informacje o GRB są rozsyłane z satelitów do obserwatoriów naziemnych, podłączonych do sieci satelity BATSE (BATSE Coordinates Distribution Network – BACODINE). Później ta sieć zmieniła nazwę na *Sieć współrzędnych błysków gamma* (ang. The Gamma ray bursts Coordinates Network – GCN), która rozsyła informacje o nowych błyskach zarejestrowanych przez satelity a także komunikaty o obserwacjach tych błysków przez obserwatoria naziemne [GCN, GCN2]. Zrzesza ona praktycznie wszystkie liczące się obserwatoria GRB.

1.1.2. Aktualny stan wiedzy i hipotezy na temat mechanizmów i badania GRB

Od momentu odkrycia błysków gamma stan wiedzy na ich temat, jak i liczba zarejestrowanych przypadków, systematycznie się zwiększa. Obecnie około 3000 zjawisk zostało sklasyfikowanych jako GRB, z czego znakomitą większość (2704) zarejestrował satelita BATSE. Wszystkie te zjawiska są krótkotrwałe, ale da się wyodrębnić w nich wybuchy krótkie, trwające poniżej dwóch sekund oraz dłuższe, zanikające w ciągu minut (rys. 1.3). Krzywa blasku każdego z błysków jest unikalna i jak na razie nie udało się znaleźć żadnych prawidłowości. Wiadomo, że źródła są rozmieszczone równomiernie na sferze niebieskiej, co praktycznie wyklucza pochodzenie z naszej galaktyki. W przypadku długich błysków w kilkudziesięciu przypadkach obserwowano widzialną poświatę i dla kilku błysków zmierzono przesunięcie ku czerwieni.

Oszacowana w ten sposób odległość wynosi miliardy lat świetlnych.



Rysunek 1.3: Czasy trwania błysków zarejestrowanych przez BATSE (za <http://f64.nsstc.nasa.gov/batse/grb/duration/>).

Obecnie istnieje kilka prawdopodobnych hipotez co do mechanizmów powstawania błysków gamma [ZHA03]. Najpopularniejszą jest powstanie błysku w wyniku eksplozji *hipernowej*, czyli bardzo masywnej supernowej, która zapada się tworząc czarną dziurę. Ma to potwierdzenie w obserwacjach poświaty widzialnej długich błysków, gdzie zaobserwowano linie absorpcyjne charakterystyczne dla pozostałości po supernowych. Kilka błysków obserwowano w miejscach, gdzie wcześniej wystąpiła eksplozja supernowej. Przypuszcza się też, że GRB mogą powstawać w wyniku połączenia dwóch gwiazd neutronowych bądź w czasie tworzenia hipotetycznej gwiazdy kwarkowej [PAC05] – gwiazdy w której gęstość materii jest tak wielka, że kwarki istnieją w formie swobodnej, nie związane w nukleony.

Inną hipotezą jest, że GRB powstaje podczas zderzenia komety z gwiazdą neutronową. Nie wytrzymała ona jednak konfrontacji z danymi doświadczalnymi – liczba komet w naszej galaktyce i rozmieszczenie gwiazd neutronowych nie przewidują takich rozkładów przestrzennych i częstości GRB, jakie się obserwuje. W dodatku hipoteza ta może tłumaczyć tylko krótkie wybuchy gamma.

Obecnie znaczącym celem badań jest obserwacja błysku gamma w świetle widzialnym tuż po wybuchu w trakcie wybuchu a może nawet przed (spekuluje się, że poświata może być widoczna jeszcze przed GRB [PAC01]). W pierwszym przypadku ważna jest szybkość zmiany obserwowanego obszaru i dlatego przewagę mają małe, zwrotne teleskopy. Obserwacja w trakcie wybuchu jest z kolei możliwa tylko przy stałym monitorowaniu nieba. Tu z kolei prym wiodą szerokokątne obiektywy, pokrywające znaczne pole obserwacji.

1.2. Gwiazdy zmienne

Przeważająca część gwiazd na niebie ma stałą jasność, być może tylko nieznacznie zmieniającą się z czasem. Na przykład wahania jasności Słońca zachodzą w cyklu jedenastoletnim, a jego jasność zmienia się zaledwie o około promila ([Ray06]). Jednakże istnieje spora grupa gwiazd, których jasność zmienia się w zauważalny sposób. Za gwiazdy zmienne uznajemy te, których obserwowane cechy zmieniają się w znacznie krótszej skali czasowej od skali zmian

ewolucyjnych [KUB]. Zmiana jasności może być niewielka – na granicy obserwowalności, dość znaczna – gdy gwiazda zmienia jasność o kilkadziesiąt – kilkaset procent, jak również ogromna – przy wybuchu supernowej jej jasność wzrasta o wiele rzędów wielkości.

Gwiazdami zmiennymi interesowano się już kilkaset lat temu ([KUB]). Informacje o pierwszej obserwowanej gwiazdzie zmiennej pochodzą z 1054r. z Chin. Była to supernowa, która dała początek mgławicy oraz pulsarowi *Krab*. W latach 1572 i 1604 obserwowano kolejne supernowe. W 1596 David Fabricius odkrył, że gwiazda *Omicron Ceti* stawała się okresowo niewidoczna [HOFF96]. Te odkrycia miały wielkie znaczenia dla astronomii. Pokazywały one, że niebo nie jest usiane stałymi, świecącymi obiektami, (arystotelesowska sfera gwiazd stałych), ale że gwiazdy podlegają ewolucji i zmianom. Do roku 1786 znane było już dwanaście gwiazd zmiennych. W 1784 John Goodricke podał wyjaśnienie zmienności jednej z gwiazd (*Algol*). Zasugerował on, że jest to gwiazda podwójna, w której jeden ze składników okresowo zaćmiewa drugi co powoduje zmiany obserwowanej jasności. Wyjaśnienie to okazało się poprawne. Od roku 1850 liczba odkrywanych gwiazd zmiennych zwiększała się coraz szybciej, gdyż zaczęto takie gwiazdy systematycznie obserwować. Zmienność wielu gwiazd odkryto po 1890 roku, kiedy do zastosowań astronomicznych wkroczyła fotografia. Obecnie najpopularniejszy katalog gwiazd zmiennych – GCVS [GCVS2] – liczy nieomal 40000 gwiazd w naszej galaktyce, 10000 poza naszą galaktyką i ponad 10000 gwiazd podejrzanych o zmienność.

Szacuje się, że znany tylko około 10% gwiazd zmiennych o jasności mniejszej niż 12^m . Dla słabszych gwiazd nasza wiedza jest jeszcze uboższa [PAC01].

1.2.1. Obserwacje gwiazd zmiennych

Najprostsza jest obserwacja jasności gwiazdy w świetle widzialnym, gdyż można ją wykonywać nawet amatorskimi teleskopami lub kamerami. Zwykle w celu dokładnego pomiaru jasności (fotometria) porównuje się jasność obserwowanej gwiazdy z sąsiednimi stałymi gwiazdami o znanej jasności. Systematyczne obserwacje pozwalają na znalezienie okresu zmienności oraz amplitudy. Dokładniejszą informacją jest krzywa blasku, czyli zależność jasności od czasu. Ważnymi jej parametrami są wspomniane wcześniej okres i amplituda, ale także liczba minimumów, kształt krzywej (np. ostrość zbocza, symetryczność). Często zdarza się, że gwiazda nie jest okresowa, że ma kilka okresów, lub że parametry krzywej blasku zmieniają się od cyklu do cyklu.

Zmienność gwiazd może manifestować się nie tylko zmianą jasności ale również zmianą widma promieniowania. Mogą zmieniać się położenia pasm (co wskazuje na ruch powierzchni gwiazdy lub składników układów podwójnych) bądź gwiazda może zmieniać swoją jasność w wybranych częściach widma.

Obserwacja widma gwiazdy daje dodatkowe informacje, takie jak temperatura powierzchni gwiazdy i jej zmiany. W przypadku gwiazd podwójnych w widmie często dostaniemy linie pochodzące od każdego ze składników oddzielnie. Obserwacje widma pozwalają na odkrycie gwiazd zmiennych, których zmiany jasności w świetle widzialnym są niewielkie, natomiast są znaczne w innych długościach fali. Periodyczne przesunięcia linii widmowych mogą świadczyć o okresowych ruchach gwiazdy (z efektu Dopplera). Na przykład można rozpoznać gwiazdy, które okresowo kurczą się i rozprężają bądź układy podwójne zaćmieniowe. Na linie widmowe ma wpływ również silne pole magnetyczne gwiazdy.

Połączenie obserwacji widma i jasności pomaga odkryć przyczynę zmienności. Na przykład gwiazdy pulsujące zdradzają się tym, że ich powierzchnia okresowo przybliżyła się do nas i oddala. Ruchy te są wykonywane z tą samą częstotliwością co zmiany jasności gwiazdy. Około dwóch trzecich wszystkich gwiazd zmiennych jest właśnie gwiazdami pulsującymi. Możliwość takiego zachowania gwiazd odkrył Arthur Stanley Eddington w latach trzydziestych XX

wieku. Równania opisujące wnętrze gwiazdy dopuszczają niestabilne rozwiązania opisujące właśnie pulsujące gwiazdy. Najpopularniejsza niestabilność jest związana z oscylacjami zewnętrznych warstw gwiazdy. Taka zmienność jest dość łatwa do obrazowego wytłumaczenia. Jeśli gwiazda rozdyma się, to jej warstwy zewnętrzne rozprężają się, więc stają się też chłodniejsze. To powoduje, że są one przezroczyste dla promieniowania. Wtedy jednak gwiazda wypromieniowuje więcej energii, bo jej zewnętrzne warstwy nie absorbują energii emitowanej z wewnątrz. To z kolei powoduje, że gwiazda się ochładza i kurczy, jako że ciśnienie we wnętrzu maleje. Oczywiście kurczenie się gwiazdy powoduje ponowny wzrost jej temperatury i wszystko zaczyna się od nowa. Takie oscylacje nie zanikają ani nie powodują zniszczenia gwiazdy.

Dokładne zbadanie widm i krzywych blasku wielu gwiazd zmiennych doprowadziło do sklasyfikowania typów krzywych blasku gwiazd i odpowiadających im typów zmienności. Obecnie jest możliwe określanie przyczyn zmienności jedynie na podstawie analizy krzywej blasku.

Zasadniczo są dwie przyczyny zmienności gwiazd [Wikipedia]: wewnętrzne, gdy zmienność gwiazdy wynika z procesów zachodzących w jej wnętrzu lub na jej powierzchni (na przykład gwiazdy zmienne pulsujące, które okresowo zwiększają i zmniejszają swoją objętość) i zewnętrzne, gdzie za zmienność odpowiada położenie obserwatora względem gwiazdy (np. zaćmieniowe gwiazdy podwójne, bądź gwiazdy rotujące).

Systematyczny podział gwiazd zmiennych jest oparty o przyczyny zmienności gwiazd oraz krzywe blasku. W kolejnych rozdziałach opisane są poszczególne rodzaje gwiazd zmiennych.

1.2.2. Gwiazdy zmienne z przyczyn wewnętrznych

W tym przypadku za zmienność gwiazdy odpowiadają procesy fizyczne zachodzące w samych gwiazdach. Te gwiazdy dzielą się na trzy grupy: gwiazdy pulsujące, erupcyjne i kataklizmiczne. W obrębie każdej z grup wyróżnia się wiele podgrup. Typ zmienności gwiazd zwykle bierze nazwę od pierwszej odkrytej gwiazdy wykazującej taki rodzaj zmienności.

Gwiazdy pulsujące

Promień tych gwiazd zmniejsza się i powiększa, przy czym jest to zwykły proces ewolucji takich gwiazd.

Pierwszą podgrupą gwiazd pulsujących są *Cefeidy* i *gwiazdy Cefeido-podobne*. Mają one zwykle krótki okres zmienności, od kilku dni do kilku miesięcy, a ich zmienność jest bardzo regularna. W obrębie tej grupy wyróżniamy gwiazdy typu:

- *Delta Cephei*, zwykle zwane po prostu *Cefeidami* – są to żółte giganty zmieniające się bardzo regularnie. Amplitudy zmian ich jasności mieszczą się w zakresie od $0^m, 2$ do 2^m a okresy od około dnia do kilku tygodni. Cefeidy tego są używane jako świece standardowe. Ich absolutna jasność jest ściśle związana z okresem zmienności (z drobnymi poprawkami na skład chemiczny) – im dłuższy okres tym jaśniejsza gwiazda. Okres zmienności można łatwo zmierzyć, podobnie jak obserwowaną jasność. Z tych danych wyznacza się odległość do gwiazdy. Edwin Hubble użył tej metody do wykazania, że tzw. spiralne mgławice są w rzeczywistości odległymi galaktykami.
- *W Virginis* – podobne do Cefeid, ale należące do drugiej populacji więc mające mniejszą zawartość metali i przez to nieco inną zależność okresu od absolutnej jasności.
- *RR Lyrae* – podobne do Cefeid, ale nie tak jasne. Należą do drugiej populacji. Mają również dokładnie określoną zależność jasności od okresu więc też są wskaźnikami od-

ległości. Jasność zmienia się o około 0,2 do 2 magnitudo, a okres od kilku godzin do dnia i więcej. Ich jasność jest największa gdy promień jest maksymalny.

- *Delta Scuti* – jeszcze słabsze z jeszcze krótszym okresem. Często zwane *Cefeidami karłowatymi*. Często mają wiele nakładających się okresów i przez to ich krzywa blasku jest mocno skomplikowana. Okres zmienności to od kilkudziesięciu minut (nawet 20-30) do kilku godzin.
- *SX Phoenicis* – klasa zmienności podobna jak poprzednia, ale różniąc się długością okresu drgań.

Drugą podgrupą są niebieskobiałe gwiazdy zmienne z wczesnym typem widmowym (O i B). Często są to giganty i mają małą amplitudę zmian oraz krótki okres. Dalej dzielimy je na:

- *Beta Cephei* – okres rzędu 0,1 do 0,6 dnia i amplituda zmian 0,01 - 0,3 wielkości gwiazdowej; są najjaśniejsze gdy są najbardziej rozprężone.
- *PV Telescopii* – helowe supergiganty z okresem 0,1 do 1 dnia i amplitudą średnio $0^m, 1$.

Do kolejnej grupy, długookresowych i półregularnych gwiazd zmiennych, należą czerwone giganty, które kurczą się i rozprężają z częstotliwością rzędu raz na rok. Ich okres nie jest stały, ale zmienia się w kolejnych cyklach.

- *Mira* – chłodne, czerwone supergiganty, których pulsacje mają duże amplitudy. W ciągu okresu, który trwa wiele miesięcy mogą one pojaśnieć o $2^m, 5$ a nawet 11^m . Najbardziej znana gwiazda tego typu, Mira, zmienia jasność od prawie 2^m w maksimum do 11^m w minimum, z okresem 332 dni. Była to pierwsza odkryta gwiazda zmienna okresowa.
- Półregularne zmienne – zwykle czerwone supergiganty. Czasem wykazują zmienność okresową, by następnie przejść w fazę nieregularnych zmian jasności.
- *RV Tauri* – żółte supergiganty, których krzywa blasku ma na przemian głębokie i płytkie minima. Zmienność występuje zwykle z okresem 100-400 dni i amplitudą 3-4 magnitudo. Na tą zmienność może być nałożona wolna zmienność o okresie kilku lat.

Jeszcze jedną grupę tworzą gwiazdy zmienne nieokresowe, zwykle czerwone giganty, dla których trudno dopatrzeć się regularności zmian jasności. Często do tej grupy klasyfikowane są gwiazdy półregularne, które jednak nie zostały jeszcze dokładnie zbadane.

Inną możliwością okresowych zmian są okresowe deformacje powierzchni, na przykład oscylacje między różnymi kształtami elipsoidalnymi. Takie gwiazdy nazywamy pulsującymi niesferycznie i dzielimy na:

- *Alpha Cygni* – supergiganty; okresy od kilku dni do kilku tygodni, amplitudy rzędu $0^m, 1$. Okres zmian często wydaje się nieregularny, a to ze względu na nałożenie wielu wahań o podobnej częstotliwości.
- *ZZ Ceti* – bardzo krótkie okresy, od 0,5 do nie więcej niż 25 minut oraz drobne amplitudy, od 0,001 do 0,2 magnitudo.

Gwiazdy erupcyjne

Jest to druga podgrupa gwiazd zmiennych z przyczyn wewnętrznych. Powodem zmian jasności są erupcje na powierzchni gwiazdy (np. flary) lub wyrzucenia masy przez gwiazdę.

Pierwszą podgrupą są protogwiazdy, czyli młode obiekty, które jeszcze nie skończyły procesu kurczenia się z mgławicy do gwiazdy. Większość protogwiazd wykazuje nieregularne zmiany jasności. Wyróżniamy protogwiazdy typu:

- *Herbig Ae/Be* – ciągle jeszcze otoczone powłoką gazowo-pyłową; mają masę 2 - 8 mas Słońca. Uważa się, że za ich zmienność odpowiadają bryły gazowo-pyłowe krążące wokół gwiazdy.
- *T Tauri* – analogiczne jak poprzednie, ale o masie poniżej 2 mas Słońca. Znaczenie dla zmienności tych gwiazd mają również plamy słoneczne na ich powierzchni.
- *FU Orionis* – zmiany w jasności i widmie tych gwiazd są diametralne (nawet do 6^m). Okresy zmienności są długie – do kilkunastu lat.

Gwiazdami erupcyjnymi są też gwiazdy głównej sekwencji, jakkolwiek są to wyjątki. Zdarza się to głównie wśród najcięższych (*Wolf-Rayet*) i najlżejszych (*UV Ceti*) gwiazd. Pierwsze z nich to masywne, gorące gwiazdy u których okresowe wyrzucanie masy powoduje pojaśnienie o około $0^m, 1$. Drugi typ, często zwany flarami, to gwiazdy blade, które miewają regularne wybuchy na powierzchni. W ciągu kilku sekund zwiększają swoją jasność o nawet 2^m i następnie ciemnieją do normalnej jasności, w ciągu pół godziny lub mniej.

Duże gwiazdy stosunkowo łatwo tracą swoją materię. Z tego powodu wśród gigantów i supergigantów bycie gwiazdą erupcyjną jest stosunkowo częste. Możemy je podzielić na podgrupy:

- jasne, niebieskie gwiazdy zmienne – zwane również *S Doradus* – najjaśniejsze gwiazdy tej podgrupy.
- *Gamma Cassiopeiae* – zmieniają się nieregularnie, o nie więcej niż $1^m, 5$. Wyrzucanie masy jest spowodowane dużą prędkością liniową równika gwiazdy.
- *R Coronae Borealis* – zmienność tych gwiazd nie jest regularna. Większość czasu świecą one z maksymalną jasnością, jednakże w nieregularnych odstępach czasu ciemnieją znacznie (od 1 do 9 magnitudo) a następnie powoli wracają do normalnej jasności. Uważa się, że ta zmienność jest spowodowana gromadzeniem się pyłu w atmosferze gwiazdy. Chmura pyłu stopniowo oddala się od gwiazdy, ochładza się i staje się nieprzezroczysta. To powoduje pociemnienie gwiazdy a stopniowe rozpraszanie się pyłu (przez ciśnienie promieniowania) przywraca gwiazdę do jej normalnej jasności.

Ostatnią wspomnianą tutaj grupą są podwójne gwiazdy erupcyjne. Przykładem mogą być gwiazdy *RS Canum Venaticorum*, które są bliskimi gwiazdami podwójnymi z długookresową aktywnością chromosfery (jak np. wybuchy, które trwają od jednego do czterech lat).

Gwiazdy kataklizmiczne

Te gwiazdy przechodzą gwałtowny wybuch, który diametralnie zmienia ich parametry fizyczne.

Najbardziej znanym przykładem są *supernowe*. Emitują one tyle energii co cała galaktyka i ich pojaśnienie jest rzędu 20^m . Supernowe biorą się z gwałtownego wybuchu wnętrza gwiazdy.

Zewnętrzne powłoki są rozwiewane z prędkością tysięcy kilometrów na godzinę, a pozostałość tworzy pulsar. Wyrzucona materia tworzy mgławicę, zwaną pozostałością po supernowej. Przykładem takiej pozostałości jest mgławica kraba, która powstała z wybuchu supernowej obserwowanej w Chinach w roku 1054.

Gwiazdy *nowe* również powstają w wyniku dramatycznej eksplozji, ale, w przeciwieństwie do supernowych, wybuch nie niszczy całkowicie gwiazdy, ale powoduje wyrzucenie znacznej ilości materii (otoczki gazowej gwiazdy) i energii. Takie wybuchy mogą się powtarzać. Jasność *nowej* wzrasta w ciągu kilku godzin o 10 do 15 wielkości gwiazdowych, a następnie powoli (czas rzędu miesięcy) wraca do normalnej wartości. Istnieją również gwiazdy *nowe karłowate*, które zachowują się podobnie jak nowe, ale w znacznie mniejszej skali.

1.2.3. Gwiazdy zmienne z przyczyn zewnętrznych

Tu przyczyną zmienności nie jest sama gwiazda, ale jej rotacja, bądź obrót składników gwiazdy w przypadku układów podwójnych.

Gwiazdy podwójne, zaćmieniowe

Ponad połowa wszystkich gwiazd we wszechświecie występuje w układach podwójnych lub wielokrotnych [KUB]. Jeśli Ziemia leży blisko płaszczyzny orbity, przy obrocie składników wokół środka masy zaćmiewają się one nawzajem i obserwujemy to jako zmianę jasności gwiazdy. Gwiazdy zaćmieniowe można rozpoznać po dwóch minimach na krzywej blasku. Mniejsze występuje gdy ciemniejszy składnik zasłania ten jaśniejszy, a większe gdy jaśniejszy zasłania ciemniejszy. Wyróżniamy tu typy:

- *Algol* – jedno lub dwa minima są oddzielone okresem o prawie całkowicie stałej jasności.
- *Beta Lyrae* – bardzo bliskie układy gwiazd podwójnych; krzywe blasku takich gwiazd stale się zmieniają i praktycznie nie da się wyróżnić momentu rozpoczęcia kolejnego zaćmienia i zakończenia poprzedniego.
- *W Ursae Majoris* – mają okres krótszy niż jeden dzień. Są to tak bliskie układy, że powierzchnie gwiazd prawie się stykają.

Gwiazdy rotujące

Jeśli jasność gwiazdy jest zmienna w różnych częściach jej powierzchni (np. są ogromne plamy słoneczne) to przy rotacji jej obserwowana jasność będzie się zmieniać. Przyczyną zmienności może być:

- niesferyczność gwiazd, np. *elipsoidalne* gwiazdy zmienne – bardzo bliskie układy podwójne, w których składniki są rozciągnięte do elipsoid pod wpływem pola grawitacyjnego drugiej gwiazdy; takie gwiazdy w czasie obrotu zmieniają powierzchnię wystawioną w kierunku Ziemi i z tego względu zmienia się ich obserwowana jasność,
- plamy słoneczne – powierzchnia gwiazd nie ma stałej jasności, ale są jaśniejsze i ciemniejsze obszary (jak plamy na Słońcu). Przy obrocie gwiazdy obserwuje się zmiany jasności rzędu dziesiątych części magnitudo. Podgrupą są tu *FK Comae Berenices*, które obracają się bardzo szybko i mają przez to elipsoidalny kształt, oraz *BY Draconis*,
- pole magnetyczne (typy: *Alpha² Canum Venaticorum*, *SX Arietis*, pulsary zmienne optycznie).

Przejścia planety

W przypadku gwiazd z układem planetarnym, przejście planety przez tarczę gwiazdy również powoduje jej chwilowe pociemnienie. Jednakże jest to zmiana bardzo nikła i tylko wnikliwe i dokładne obserwacje pozwalają na wykrycie takich gwiazd.

Rozdział 2

Eksperyment *Pi of the Sky*

Eksperyment *Pi of the Sky* ma na celu stałą obserwację dużego fragmentu nieba w poszukiwaniu krótkotrwałych zjawisk optycznych. Motywacją do powstania eksperymentu są błyski gamma, a dokładniej istnienie optycznych poświat tych błysków. Do tej pory udało się rozpocząć obserwację w świetle widzialnym dopiero 22 s. po wybuchu [ROO]. Zarejestrowanie widzialnej poświaty już w czasie trwania błysku lub nawet wcześniej dostarczyłoby cennych danych o przebiegu takiego zjawiska.

Aparaturą eksperymentu są cyfrowe kamery CCD (Charge Coupling Device). Stały monitoring nieba wymaga stosowania szerokokątnych obiektywów aby objąć jak największy jego wycinek. Eksperyment ma docelowo używać wielu kamer obserwujących różne fragmenty nieba. Obserwowany miał być obszar π steradianów nieba i stąd nazwa eksperymentu. Aby odróżnić astronomiczne źródła światła od promieniowania kosmicznego stosuje się dwie kamery (docelowo: dwa zestawy) i eliminuje się obiekty widoczne tylko na jednej z nich (cząstka promieniowania kosmicznego trafi w jedną kamerę). Dane są analizowane na bieżąco w poszukiwaniu błysków. W dalszej analizie mierzy się jasność każdej gwiazdy i zapisuje do bazy danych. Pomiary jasności mogą służyć do dalszych badań, np. do analizy zmienności gwiazd.

Eksperyment jest obecnie umieszczony w obserwatorium Las Campanas w Chile [LCO], które należy do Carnegie Institution of Washington. Lokalizacja ta zapewnia dobre warunki obserwacyjne: bezchmurne noce, brak łuny od pobliskich miast. Na miejscu są inne polskie eksperymenty astronomiczne zajmujące się badaniem gwiazd zmiennych: ASAS [ASAS] i OGLE [OGLE]. Ich obecność pomaga z punktu widzenia logistyki.

2.1. Aparatura eksperymentu

W pierwszej fazie eksperymentu *Pi of the Sky* (dalej po prostu *Pi*) zdjęcia były robione komercyjną kamerą firmy Kodak o rozdzielczości 768x512 pikseli. Została ona zainstalowana na ruchomym montażu, umożliwiającym skierowanie kamery na wybrany fragment nieba, a także na śledzenie gwiazd w ich nocnym ruchu na sferze niebieskiej. Całość została umieszczona w Brwinowie pod Warszawą i zbierała dane przez 10 miesięcy, począwszy od listopada 2002. Specyfika polskiej pogody oraz obecność dużego miasta tuż koło miejsca prowadzenia obserwacji praktycznie wykluczała naukowe zastosowanie zbieranych danych. W tej wstępnej fazie kluczowe natomiast było zbadanie wymagań dla docelowej kamery oraz testy.

Równoległe opracowywany był docelowy projekt kamery, oparty na profesjonalnej matrycy CCD o rozdzielczości 2000x2000 pikseli. Elektronika kamery została zaprojektowana specjalnie w tym celu [KASP] i charakteryzuje się niskim poziomem szumów, porównywalnym z drogimi, profesjonalnymi kamerami przeznaczonymi na potrzeby astronomii. Kamera

zawiera migawkę również własnej produkcji, która wytrzymuje 10 milionów cykli otwarcie-zamknięcie (bezawaryjność jest szczególnie ważna z powodu odległości do obserwatorium). Optykę kamery stanowią obiektywy o ogniskowej 50mm i jasności 1,4. Pole widzenia to około 33x33 stopni. Nowa kamera pracowała w Brwinowie przez jeden miesiąc, a następnie w tym samym miejscu testowano moduł składający się z dwóch kamer.

Pod koniec czerwca 2004 zestaw dwóch kamer umieszczono w obserwatorium Las Campanas. Pracowały one do lipca 2005. Zdjęcie nieba zrobione tymi kamerami jest przedstawione na rysunku 2.1. Oprócz danych, z tej fazy projektu wyniesiono wiele doświadczenia odnośnie działania eksperymentu. Pozwoliło to na dalsze ulepszenie kamer, montażu i mechanizmu zbierania danych. Od maja 2006 w Las Campanas działają dwie kamery oparte na nowym projekcie. Od poprzednich różnią się matrycą CCD (ta sama rozdzielczość, ale inny producent), pozwalającą na dwukrotnie szybsze odczytywanie danych, i obiektywem (nieco dłuższa ogniskowa – 85 mm – tym razem obszar obserwacji o około 20x20 stopni).



Rysunek 2.1: Zdjęcie Drogi Mlecznej zrobione przez kamery eksperymentu *Pi* w obserwatorium Las Campanas.

Kamery mają dwa tryby pracy. Mogą obserwować stały wycinek nieba, podążając za ruchem gwiazdy, lub w przypadku otrzymania z sieci GCN sygnału o prawdopodobnym błysku gamma, kamery podążają do tamtego miejsca na niebie.

Obecne trwają prace nad dwoma zestawami po 16 kamer. Zestawy będą umieszczone w znacznej odległości (rzędu 100km), dzięki czemu stanie się możliwe identyfikowanie błysków pochodzących z satelitów na podstawie kąta paralaksy. 16-krotne zwiększenie ilości zbieranych danych stawia również nowe wymagania jeśli chodzi o moc obliczeniową potrzebną do ich analizy.

2.2. Metody zbierania i przetwarzania danych

Czas naświetlania pojedynczego zdjęcia wynosi 10 sekund. Następne dwie sekundy są przeznaczone na odczytanie sygnału, po czym rozpoczyna się naświetlanie kolejnej klatki. Każde zdjęcie ma rozdzielczość 2000x2000 pikseli po 16 bitów. Daje to 8MB na zdjęcie. Zdjęcia są wysyłane przez port USB 2.0 (w przyszłości będzie możliwe korzystanie z sieci ethernet – obecnie trwają prace nad testami działającego prototypu modułu ethernetowego do kamer)

i jego przepustowość bez problemu wystarcza na odebranie zdjęcia przez komputer w czasie owych dwóch sekund.

2.2.1. System trygerów

Tuż po odebraniu zdjęcia są analizowane komputerowo w poszukiwaniu błysków, czyli nagłych zmian jasności obiektów astronomicznych. W tym celu stosuje się, zaczerpnięty z eksperymentalnej fizyki wysokich energii, system kolejnych poziomów szczegółowości analizy, zwany systemem trygerów lub wyzwalaczy. Na pierwszym poziomie analizowane są wszystkie jasne punkty na zdjęciu, więc ilość czasu spędzona nad każdą gwiazdą jest bardzo ograniczona. Algorytmy na tym poziomie muszą być bardzo szybkie. Na drugim poziomie jest znacznie mniej danych i na analizę każdej gwiazdy można poświęcić więcej czasu. Tu odrzucana jest kolejna część danych a reszta wędruje do trygera trzeciego poziomu oraz do analizy wzrokowej.

Wstępne przetwarzanie obrazów obejmuje odjęcie ciemnej klatki i następnie podzielenie przez płaską klatkę. Ciemna klatka to zdjęcie przy zamkniętej przesłonie i jej odjęcie eliminuje wpływ spontanicznego gromadzenia się ładunku w matrycy CCD. Płaska klatka to zdjęcie jednorodnego obrazu. Podzielenie przez nią ma na celu wyeliminowanie błędów związanego w niejednorodną czułością pikseli.

Następnie obraz jest przetwarzany liniowym filtrem wyostrzającym. Filtr ten został specjalnie dobrany tak, aby wydajność późniejszego wybierania błysków była jak największa [LWP]. Po aplikacji filtra analizuje się wszystkie jasne punkty klatki. Gwiazdy stałe odrzuca się poprzez porównanie jasności pikseli z jasnościami na poprzednich klatkach. Odrzuca się też zmiany jasności spowodowane znanymi błędami aparaturowymi, takimi jak gorące lub zimne piksele (punkty matrycy, których odczyt daje często przekłamane wartości, bliską zera lub nasycenia – takie punkty zostały znalezione w fazie testów kamer), istnienie wielu jasnych pikseli obok siebie, spowodowane dużą jasnością pojedynczego obiektu. Odrzuca się obiekty widoczne tylko na jednej kamerze. Powstają one przy przejściu promieniowania kosmicznego.

Na drugim poziomie analizy (w slangu zwany drugim poziomem wyzwalania lub trygerem drugiego poziomu) odrzuca się błyski pochodzące od satelitów, samolotów i od znanych jasnych gwiazd przesłanianych chwilowo przez chmury. Satelity rozpoznaje się przez porównanie współrzędnych błysków ze współrzędnymi satelitów (współrzędne satelitów można znaleźć w sieci WWW) bądź na podstawie ich przemieszczenia względem poprzedniej klatki bądź kilku klatek wstecz (satelity często nie są widoczne na każdej klatce, ale błyskają od czasu do czasu, zależnie od ich obrotów i położenia Słońca – odstępów czasu między kolejnymi błyskami są jednak równomierne). Satelity, samoloty i meteory, ze względu na swój ruch, zostawiają często podłużny ślad. Taki obraz znacznie się różni od obrazu obiektów astronomicznych, które wyglądają jak gwiazda.

Wyzwalacz trzeciego poziomu analizuje około kilku do kilkudziesięciu przypadków na noc. Implementowane są tu skomplikowane algorytmy eliminacji błysków pochodzących z przesłaniania gwiazd przez chmury, samolotów, satelitów i promieniowania kosmicznego. Dodatkowo wszystkie takie przypadki są analizowane ręcznie.

2.2.2. Redukcja danych

System trygerów to system analizy danych online (dane analizowane na bieżąco, w czasie ich zbierania), który pozwala na znajdowanie krótkoczasowych zjawisk astrofizycznych zaraz po zrobieniu zdjęcia. Jednakże nawet na zdjęciach, gdzie nie wykryto takich nagłych zmian jasności, są cenne informacje dotyczące na przykład zmienności gwiazd. Niestety ze względów finansowych nie jest możliwe przechowywanie wszystkich zdjęć – dane zebrane w ciągu

jednej nocy zajmują około 50GB. W dodatku analiza danych w postaci surowej byłaby trudna i czasochłonna. Aby rozwiązać oba problemy dane są redukowane w celu wyodrębnienia najważniejszych informacji, czyli przede wszystkim jasności gwiazd.

Po przygotowaniu zdjęcia do obróbki (odjęcie ciemnej klatki, podzielenie przez płaską klatkę) najpierw przeprowadzana jest *fotometria*, czyli znajdowanie gwiazd na zdjęciu i ustalaniu współrzędnych na matrycy CCD (w pikselach) oraz jasności. W celu zwiększenia dokładności, fotometria jest dodatkowo przeprowadzana na sumach dwudziestu kolejnych klatek, dodanych cyfrowo. W ten sposób zredukowany jest wpływ szumu elektroniki a także poissonowskiej statystyki fotonów docierających do nas z gwiazd. Fotometria na sumach klatek pozwala znaleźć i dokładnie zmierzyć jasność gwiazd o rząd wielkości ciemniejszych niż w przypadku fotometrii na pojedynczych klatkach, gdzie słabe gwiazdy giną w szumie elektroniki. W eksperymencie stosowane są dwa rodzaje fotometrii: szybka i precyzyjna. Szybka polega na sumowaniu grupy pikseli wokół środka gwiazdy i odejmowaniu kilku pikseli z niedalekiego otoczenia (lokalne tło). Precyzyjna dopasowuje profil gausowski do wartości w pikselach. Dla pojedynczych klatek fotometria szybka daje równie precyzyjne wyniki jak fotometria precyzyjna, aczkolwiek jest znacznie szybsza. Dla klatek posumowanych po 20 fotometria precyzyjna pozwala na znaczne zwiększenie dokładności.

Kolejnym krokiem jest *astrometria*, czyli odwzorowanie współrzędnych obrazka na współrzędne niebieskie. To jest robione przy pomocy referencyjnych gwiazd. Na zdjęciu znajdowane są charakterystyczne, znane gwiazdy. Następnie za pomocą dopasowania powierzchni trzeciego stopnia ze współrzędnymi tych gwiazd jako punktami kontrolnymi tworzone jest wspomniane wcześniej odwzorowanie. Jako referencyjne gwiazdy wybrano te badane przez satelitę Hipparcos. Katalog zawiera ponad 118 tys. gwiazd, a oprócz położen znane są także paralaksy.

Na podobnej zasadzie konstruuje się odwzorowanie jasności. W ten sposób liczone są współrzędne niebieskie oraz jasności w skali wielkości gwiazdowej (standardowa skala jasności w astronomii) dla wszystkich gwiazd ze zdjęcia. Wszystkie te dane są zapisywane do bazy danych, a całe zdjęcie jest przechowywane tylko przez kilka kolejnych dni. Ten krok nazwany został *katalogowaniem*.

2.3. Bazy danych eksperymentu

Eksperyment *Pi* zbiera każdej nocy około trzech tysięcy zdjęć z każdej kamery. W obecnej fazie pracują dwie kamery, docelowo ma ich być 32. Każde zdjęcie zajmuje 8MB. Jak wcześniej wspomniano, ze względu na rozmiar danych, tylko dane o jasnościach gwiazd są zapisywane. Jest to także ogromny strumień danych – na każdym zdjęciu jest mniej więcej 1000 gwiazd, więc każdej nocy przybywa 6 mln nowych pomiarów. W ciągu roku daje to ponad 2 miliardy. Taka ilość informacji wymaga solidnego systemu do ich przechowywania. Podstawowe wymagania to stabilność (dane nie mogą zostać stracone), skalowalność (danych przybywa każdej nocy; system musi sprostać także przechowywaniu pomiarów z wszystkich 32 kamer), wydajność (wyciąganie potrzebnych informacji z bazy musi być szybkie), łatwość operowania na danych (dane trzeba na bieżąco przetwarzać), bezpieczeństwo (przypadkowe bądź celowe skasowanie lub zniszczenie danych jest niedopuszczalne) oraz niskie koszty (ze względu na to, że eksperyment *Pi* jest projektem naukowym fundusze są ograniczone).

Po szczegółowej analizie wymagań oraz możliwości wybrano bazę danych *PostgreSQL* [PSQL]. Decydujące, w porównaniu z komercyjnymi bazami danych, była dostępność bazy za darmo. W porównaniu z plikami o własnym formacie lub plikami tekstowymi zdecydowała stabilność tej bazy oraz skalowalność i łatwość wyciągania informacji. Jakkolwiek baza PostgreSQL spisuje się znakomicie i spełnia wszystkie nasze oczekiwania, rozważamy przej-

ście na jakiś komercyjny system zarządzania bazą danych (DBMS), który oferuje rozproszone przechowywanie danych oraz większą szybkość.

Dane mogą być dostępne na kilka sposobów. Najszybszym i dającym największe możliwości jest bezpośredni dostęp do linii poleceń SQL. Program `psql`, który służy do tego celu jest częścią dystrybucji bazy PostgreSQL. Jest to zarezerwowane wyłącznie dla doświadczonych członków eksperymentu, gdyż bezpośrednia manipulacja danymi wymaga pewnej biegłości i ostrożności. Jest też możliwy dostęp do bazy w trybie „tylko do odczytu”.

Drugim sposobem, jest używanie programu napisanego specjalnie na potrzeby eksperymentu [MS06]. Ten sposób dostępu jest przeznaczony dla użytkowników danych eksperymentu *Pi* zainteresowanych badaniami nad nimi. Umożliwia wyciąganie z bazy dużych ilości danych i zapis do lokalnego pliku w celu dalszej analizy. Program został napisany w języku Java [Java] i może być uruchomiony na dowolnym komputerze z zainstalowaną maszyną wirtualną tego języka. Umożliwia on zdalny dostęp do bazy za pomocą predefiniowanych zapytań oraz umożliwia dodawanie własnych zapytań. Wyniki mogą być wyświetlone na ekranie lub zapisane do pliku. Obecnie są wspierane pliki tekstowe i html, ale w przyszłości planuje się dodać także inne formaty plików, w miarę potrzeb użytkowników.

Ostatnim ze sposobów jest użycie interfejsu WWW który pozwala na interaktywną pracę. Ten interfejs jest dokładnie opisany w rozdziale 2.3.2.

2.3.1. Schemat bazy danych

Schemat bazy danych jest przedstawiony na rysunku FIXME. Tabela **Superstar** przechowuje informacje o wszystkich gwiazdach obserwowanych w eksperymencie. Każda gwiazda w tej tabeli (od tej pory zwana *supergwiazdą* – dla odróżnienia od wierszy w tabeli **Stars**) jest identyfikowana przez unikalny numer (przydzielany wewnątrz eksperymentu, a nie ogólnie przyjęty). Jest ona scharakteryzowana takim parametrami jak nazwa, współrzędne niebieskie, typ, a także odnośniki do innych baz danych gwiazd, takich jak Tycho [TychoWeb], GCVS [GCVS2] i ASAS [ASAS] (na rysunku i w tekście zostały przedstawione tylko najważniejsze atrybuty gwiazd). W rzeczywistości w bazie danych przechowywanych jest więcej szczegółowych informacji.

Tabela **Stars** (rys. FIXME) zawiera gwiazdy obserwowane przez pojedynczą kamerę (ta sama gwiazda obserwowana przez inną kamerę to inny wpis do tabeli **Stars**). Jest ona związana z tabelą **Superstar** relacją wiele do jednego – każda gwiazda ma jedną supergwiazdę, ale supergwiazda ma wiele gwiazd (tyle ile jest kamer). Poza kluczem głównym `id`, gwiazda ma takie parametry jak średnia jasność, średnie położenie (oba policzone na podstawie wszystkich pomiarów danej gwiazdy), identyfikator kamery, która robi pomiary, a także wiele innych, bardziej specjalistycznych.

Ostatnią tabelą jest **Measurements**, w której zapisane są dane gwiazd z poszczególnych zdjęć. Każdy wiersz odpowiada pomiarowi jasności jednej gwiazdy na jednym zdjęciu i zawiera między innymi informacje takie jak jasność, współrzędne niebieskie, czas pomiaru, identyfikator zdjęcia, współrzędne na matrycy CCD.

Baza danych jest zoptymalizowana pod względem szybkości selekcji informacji. Wiele zapytań wykorzystuje takie informacje jak jasność gwiazdy, liczba pomiarów jej jasności, współrzędne. Te wielkości mogą być łatwo policzone na podstawie pomiarów przyporządkowanych każdej gwiazdzie. Jednak liczenie ich w czasie wykonywania zapytania spowolniłoby opóźniłoby znacznie dostarczenie wyników. Dlatego tabela **Stars** zawiera wiele nadmiarowych danych, takich jak średnia jasność z pomiarów, średnie położenie z pomiarów, liczba pomiarów, dyspersja z jasności i współrzędnych pomiarów.

Te optymalizacje wyjaśniają wprowadzenie tabeli **Stars** zamiast przechowywania tylko

identyfikatora kamery dla każdego pomiaru. Otóż istotne jest policzenie średniego położenia na niebie i jasności pewnej supergwiazdy dla każdej kamery osobno. Umożliwia to wykrycie błędnych pomiarów (spowodowanych np. przez cząstkę promieniowania kosmicznego) lub błędów w działaniu kamer.

Inne optymalizacje to indeksy na tych polach tabel po których najczęściej występuje wyszukiwanie (współrzędne, jasność, liczba pomiarów i in.) oraz zapytania w aplikacjach optymalizowane pod względem szybkości.

2.3.2. Interfejs WWW do przeglądania danych

Interfejs WWW jest oparty o serwer *Apache* [APACHE], skryptowy język *php* [Php] wraz z szablonami *Smarty* [Smarty] po stronie serwera oraz skryptowy język *Javascript* [Javascript] po stronie przeglądarki. Do generowania wykresów na serwerze użyto biblioteki *JpGraph* [JpGraph]. Głównymi zaletami tych narzędzi jest brak opłat licencyjnych, stabilność i wydajność.

Podstawowym zadaniem interfejsu WWW jest umożliwienie wyszukiwania gwiazd o zadanych parametrach, takich jak współrzędne, jasność, dyspersja jasności z pomiarów, liczba pomiarów, okres zmienności dla gwiazd zmiennych. Przy wyszukiwaniu podaje się zakres odpowiednich parametrów. Wyniki wyszukiwania są prezentowane na trzy sposoby. Można dostać liczbę znalezionych gwiazd, listę gwiazd lub wykresy. Lista gwiazd może być posortowana na kilka sposobów, np. względem jasności, współrzędnych, nazwy, etc. Wyniki są ograniczone do pewnej liczby na stronę. Wypisywanie np. stu tysięcy gwiazd byłoby zbyt wielkim obciążeniem dla serwera jak i dla przeglądarki. Aby dostać kolejne gwiazdy wystarczy kliknąć na odpowiedni link. Jednakże do wybierania dużego zbioru gwiazd preferowana jest aplikacja napisana w Javie wspomniana w rozdziale 2.3.

Wyniki wyszukiwania mogą być prezentowane jako wykresy mapy nieba i diagramu zmienności. Mapa nieba to wykres w którym na osiach są współrzędne niebieskie *Ra* i *Dec* gwiazdy (*Ra* – Right ascension, *Dec* – Declination), a gwiazdy zaznaczone są punktami. Diagram zmienności na osiach ma jasność gwiazdy i dyspersję (średni błąd kwadratowy) z jej wszystkich pomiarów. Ten diagram jest przydatny gdy poszukuje się gwiazd zmiennych. Na tych wykresach, ze względów wydajnościowych, nie może być więcej niż 1000 gwiazd. Reszta z nich jest pomijana. Oba wykresy są interaktywne – użytkownik może zaznaczyć fragment rysując prostokąt myszką i następnie wybrany fragment wykresu zostanie powiększony. Każde powiększenie wykresu powoduje zapytanie do bazy danych z nowymi parametrami. Jeśli więc zawężony został obszar nieba to na wykresie zmienności również będą rysowane tylko gwiazdy z tamtego obszaru nieba.

Po kliknięciu na nazwę gwiazdy w tabelce bądź na pojedynczą gwiazdę na wykresie jasności przechodzi się na stronę WWW poświęconą tej gwiazdzie. Główną częścią tej strony jest krzywa blasku gwiazdy, czyli wykres zależności jasności gwiazdy od czasu. Aby ułatwić analizę zmienności gwiazd, krzywa blasku zawiera też pomiary z drugiej kamery. Są one zaznaczone bledszymi punktami. Pozwala to np. na sprawdzenie, czy pojaśnienie gwiazdy jest spowodowane przez niedokładność fotometrii na jednej z kamer, czy też jest rzeczywistym efektem. Podobnie jak poprzednie wykresy, ten również jest interakcyjny i może być powiększany. Oprócz krzywej blasku na tej samej stronie jest również drugi wykres, tzw. *fazowana krzywa blasku*, gdzie na osi X zamiast czasu jest czas modulo okres zmienności gwiazdy. Taki wykres jest szczególnie ważny przy badaniu gwiazd zmiennych okresowych. Po wybraniu odpowiedniego linku, mamy możliwość ręcznego podawania dokładnych parametrów wykresu: przedziału czasu, jasności, okres, a także możemy uśredniać kolejne pomiary. Uśrednianie pomaga zmniejszyć wpływ błędów systematycznych i lepiej zobaczyć zmiany jasności gwiazdy

w dłuższym przedziale czasu.

Dane z wykresów można ekstrahować do prostej tabelki html, zawierającej tylko czas pomiaru oraz jasność lub do bardziej rozbudowanej tabelki, gdzie widać również współrzędne gwiazdy (niebieskie i na matrycy CCD) i błąd pomiaru. Można też eksportować dane jako makro programu ROOT [ROOT]. Pierwszy sposób jest przydatny do szybkiej analizy pomiarów. W dokładniejszej analizie przydatne są dane zawarte na rozbudowanej tabelce, na przykład położenie na brzegu matrycy CCD oznacza gorszą jakość pomiaru (większe zniekształcenia optyki). Z kolei makro ROOTa pozwala na wykonanie ładnego wykresu, nadającego się do publikacji naukowej.

Obok wykresów, na stronie gwiazdy jest tabelka zawierająca szczegółowe informacje o niej, w tym identyfikator, nazwa, współrzędne, średnia jasność, identyfikator tej samej supergwiazdy na drugiej kamerze, identyfikator tej gwiazdy w innych katalogach, takich jak Tycho, GCVS, ASAS. Kliknięcie na taki identyfikator powoduje przejście na stronę poświęconą tej gwiazdzie z informacjami z tamtych katalogów. Mamy również link do wyszukiwania gwiazd o bliskich współrzędnych w bazie gwiazd Simbad [Simbad], Tycho, GCVS i ASAS. W przypadku systemu Simbad będziemy przekierowani na stronę systemu. Dla pozostałych wyświetli nam się lista gwiazd z tamtych baz, które są w promieniu dwóch minut kątowych od naszej gwiazdy.

2.3.3. Inne bazy danych gwiazd

Po skonstruowaniu bazy danych gwiazd oraz interfejsu WWW do przeglądania tych danych, stało się jasne, że system jest wystarczająco ogólny, żeby przechowywać również inne istniejące katalogi gwiazd, takie jak Tycho, ASAS, czy GCVS. Aby nie mieszać danych pochodzących z eksperymentu z innymi danymi postanowiliśmy założyć oddzielne bazy danych PostgreSQL dla każdego z zewnętrznych katalogów. Wszystkie bazy danych mają ten sam schemat, więc istniejące, jak i rozwijane oprogramowanie można wykorzystać także do pracy z innymi bazami niż z eksperymentu *Pi*. W szczególności interfejs WWW jest taki sam (zarówno z punktu widzenia użytkownika jak i programisty) dla wszystkich baz danych. Ułatwia to zarówno rozwijanie istniejącego oprogramowania, tworzenie nowego jak i używanie systemu.

Rozdział 3

Identyfikacja gwiazd w dostępnych katalogach

Posiadanie bazy danych gwiazd wymaga jakiegoś połączenia z innymi katalogami gwiazd, aby porównywać i publikować wyniki naukowe. W eksperymencie *Pi* dane są porównywane obecnie z katalogami Tycho, GCVS i ASAS. Tycho jest dużą bazą danych (około 2,5 miliona wpisów) gwiazd o jasności do około 11^m , 5. GCVS jest najpopularniejszą bazą danych gwiazd zmiennych i podejrzanych o zmienność. ASAS jest innym katalogiem gwiazd zmiennych. Katalogi GCVS i ASAS zostały wzięte w celu badania zmienności gwiazd w eksperymencie *Pi*. Ze względu na nieco mniejszy zasięg Tycho (w *Pi* rejestrowane są gwiazdy do 13^m) nie wszystkie gwiazdy udało się zidentyfikować. Z kolei GCVS i ASAS zawierają tylko po około 50 tys. gwiazd więc większość z około 2 mln gwiazd *Pi* nie ma tam odpowiedników.

3.1. Gwiazdy eksperymentu *Pi*

Do analizy przedstawionej w tej pracy użyto danych pochodzących z pomiarów między czerwcem 2004 a lipcem 2005, czyli zbieranych za pomocą kamer o polu widzenia 33×33 stopnie. Fotometria została przeprowadzona na klatkach posumowanych po 20 (na poziomie bitmapy obrazu – zwykle dodawanie piksel po pikselu). Dzięki temu zmniejszony został błąd każdego pomiaru. Szczegóły dotyczące gwiazd w bazie danych przedstawia tabela 3.1.

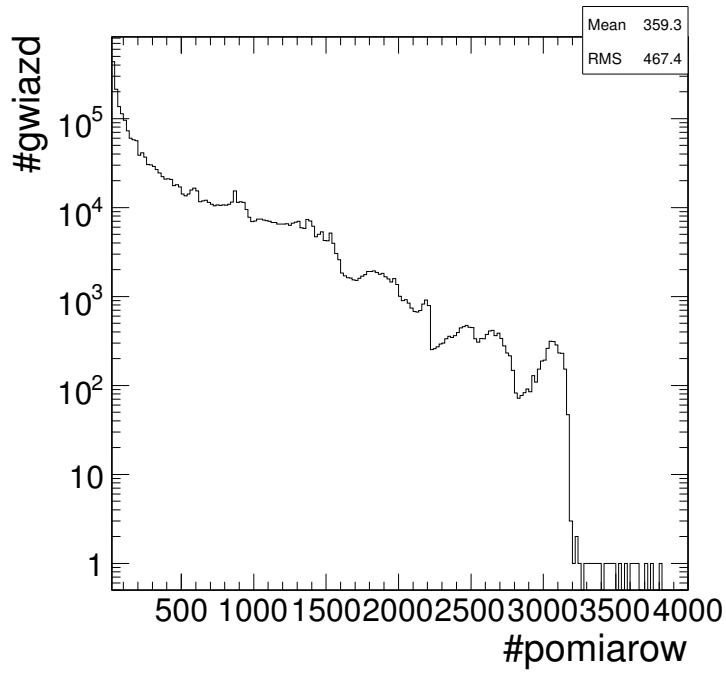
W bazie jest dużo gwiazd z małą liczbą pomiarów – pojedynczym lub dwoma. Takie fałszywe gwiazdy biorą się z niepoprawnego sklasyfikowania planetoid za gwiazdy lub z szumów. Także bardzo słabe gwiazdy są często niewidoczne i są rejestrowane jedynie na skutek fluktuacji liczby fotonów docierających do detektorów. Oczywiście pomiary jasności takich gwiazd będą obarczone dużym błędem.

W analizie zostały wzięte pod uwagę gwiazdy z liczbą pomiarów większą od 20. Rozkład liczby pomiarów gwiazd (z pominiętymi gwiazdami o liczbie pomiarów mniejszej niż 20) przedstawia rysunek 3.1. Rozkład jasności tych gwiazd jest na rys. 3.2

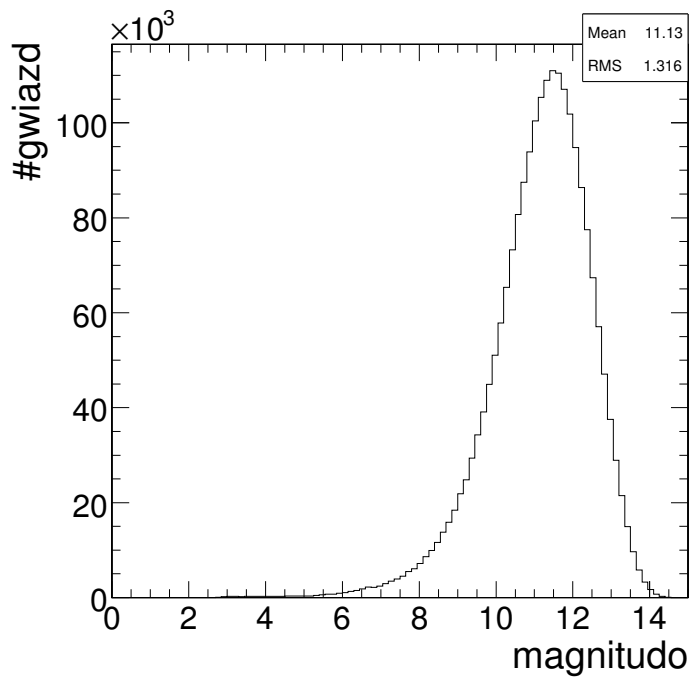
3.2. Inne katalogi gwiazd

3.2.1. Tycho

Katalog Tycho-2 (zwany w tej pracy Tycho) zawiera 2,5 mln najjaśniejszych gwiazd na niebie [Tycho00]. Dane zostały zebrane w ramach eksperymentu Tycho zainstalowanego na satelicie



Rysunek 3.1: Rozkład liczby pomiarów dla gwiazd. Oś X zaczyna się od 20 pomiarów.



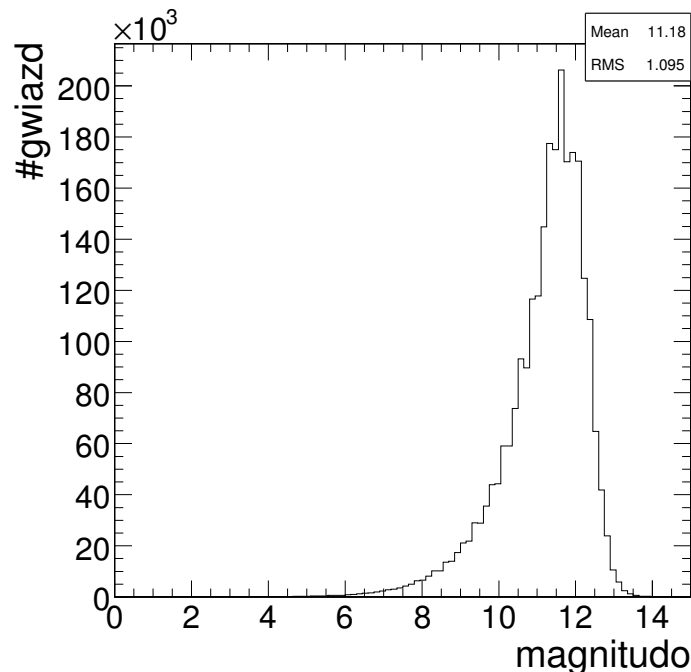
Rysunek 3.2: Rozkład jasności gwiazd w obserwowanych przez P_i .

Wszystkich gwiazd	4 528 556
Supergwiazd	2 904 096
Gwiazd z #pom $\in (1, 10]$	1 977 296
Gwiazd z #pom $\in (10, 20]$	415 199
Gwiazd z #pom > 20	2 136 061
Wszystkich pomiarów	791 301 754
Pomiarów dla gwiazd z #pom > 20	778 174 499

Tabela 3.1: Zawartość bazy danych Pi .

Hipparcos wysłanym przez Europejską Agencję Kosmiczną. Najpierw obserwacje zostały zebrane w katalogu nazwanym Tycho (lub Tycho-1), a katalog Tycho-2 powstał z dokładniejszej analizy danych z tego samego eksperymentu [Tycho00-2]. Zawiera on gwiazdy o jasności do około 11,5 magnitudo. Autorzy szacują, że jest w nim 99% gwiazd o magnitudo poniżej niż 11 i 90% gwiazd o magnitudo do 11,5.

Dokładność pomiarów położenia sięga 0,1 sekundy łuku (dla jasnych gwiazd ta dokładność nawet dziesięciokrotnie lepsza), a jasności to od około $0^m,013$ dla gwiazd jasnych (do 9^m) do średnio $0^m,25$ dla gwiazd ciemnych (powyżej 12^m). Dane te są znacznie dokładniejsze, niż w eksperymencie Pi . Oprócz pomiarów położenia i jasności gwiazdy w świetle widzialnym (V_T) dostępne są także pomiary jasności w świetle niebieskim (B_T) oraz ruch własny gwiazd.



Rysunek 3.3: Rozkład jasności gwiazd z katalogu *Tycho*.

3.2.2. GCVS

Generalny katalog zmiennych gwiazd (ang. General Catalogue of Variable Stars – GCVS) zawiera dane prawie 73 tys. gwiazd zmiennych (w tym gwiazdy zmienne spoza naszej galaktyki)

i podejrzanych o zmienność. Dane pochodzą z różnych obserwacji i są jedynie gromadzone przez autorów katalogu.

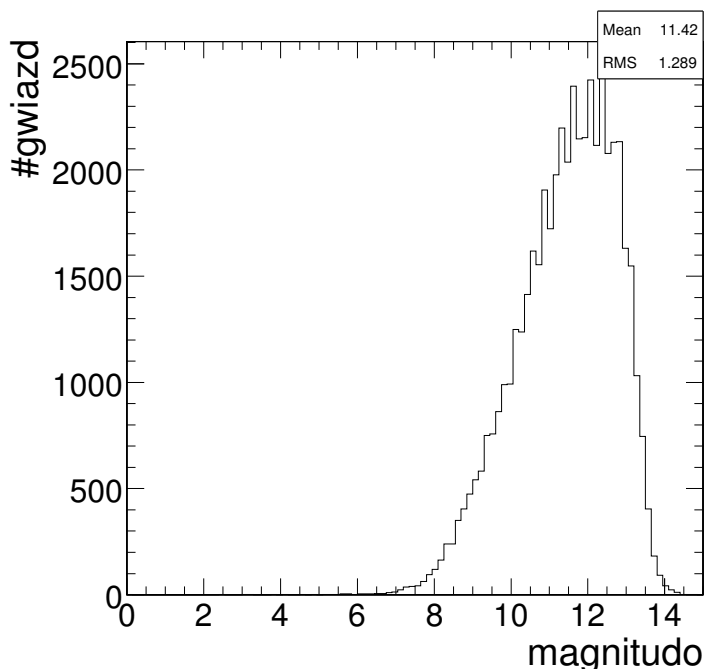
3.2.3. ASAS

Projekt *Automatycznego przeglądu całego nieba* (ang. All Sky Automated Survey – ASAS) powstał w obserwatorium astronomicznym Uniwersytetu Warszawskiego. Jego celem jest automatyczna obserwacja nieba małymi urządzeniami astronomicznymi oraz zbieranie danych o zmienności gwiazd. W fazie trzeciej projektu, rozpoczętej w roku 2000, używane były trzy urządzenia z układami CCD o rozdzielczości 2000x2000 pikseli [ASAS3]. Dwa z nich to kamery zaopatrzone w obiektywy szerokokątne, o polu widzenia 9x9 stopni. Ostatni to teleskop o ogniskowej 750mm i polu widzenia 2x2 stopnie. Wszystkie były zainstalowane na ruchomym montażu i podłączone do komputera zbierającego dane. Obecnie trwa kolejna faza eksperymentu.

ASAS robi zdjęcia różnym fragmentom nieba, powracając do tej samej części co 1-3 dni. W sumie obserwował około 15 mln gwiazd. Spośród tej liczby około 50 tys. gwiazd zostało odkrytych jako zmienne, w tym zmienność blisko 39 tys. nie była dotąd znana.

Katalog ASAS z jakiego korzystamy zawiera 50 531 gwiazd zmiennych, wraz z ich pomiarami jasności (średnio 280 na gwiazdę), określonym typem zmienności, okresem zmienności, położeniem, średnią jasnością. Katalog ten był używany do testowania algorytmów znajdowania okresu zmienności na rzeczywistych danych.

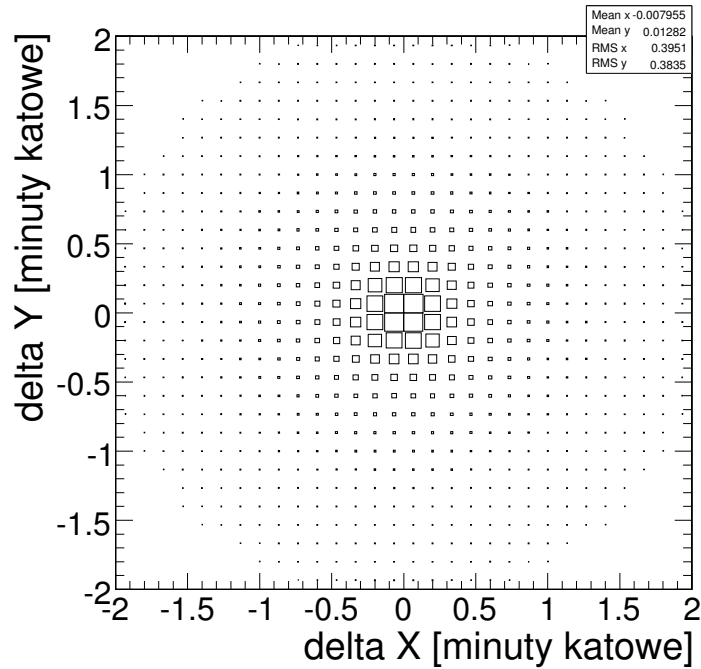
Eksperyment *Pi* wzorował się w dużej mierze na eksperymencie ASAS – część rozwiązań i oprogramowania została wzięta z niego bezpośrednio. Kamery *Pi* są zainstalowane razem z kamerami ASASa w obserwatorium Las Campanas w Chile.



Rysunek 3.4: Rozkład jasności gwiazd z katalogu ASAS.

3.3. Identyfikacja

Podstawowym katalogiem, względem którego identyfikowano gwiazdy, był katalog Tycho. Do identyfikacji użyto współrzędnych niebieskich gwiazd. W eksperymencie *Pi* rozmiar kątowny pojedynczego piksela wynosi jedną minutę kątową. Położenie gwiazd jest jednak mierzone z większą dokładnością na podstawie kilku pikseli na których jest gwiazda (ze względu na rozmycie atmosferyczne a także wpływ niedoskonałości optyki i nieidealność matrycy CCD obraz gwiazdy nie jest punktowy, jak byłoby w idealnym przypadku, ale jest rozłożony na kilka pikseli). Wykres 3.5 pokazuje, że błąd pomiaru współrzędnych to mniej niż pół minuty kątowej. Jeśli w pobliżu gwiazdy z *Pi* była więcej niż jedna gwiazda z Tycho, to przypisana została jej bliższa gwiazda, a dodatkowo informacja o tym była zapisana w bazie danych. Takich gwiazd było około 23% dla gwiazd z przynajmniej 20 pomiarami. Wyniki identyfikacji prezentuje tabela 3.2.



Rysunek 3.5: Różnice współrzędnych gwiazd w katalogu Tycho i *Pi*.

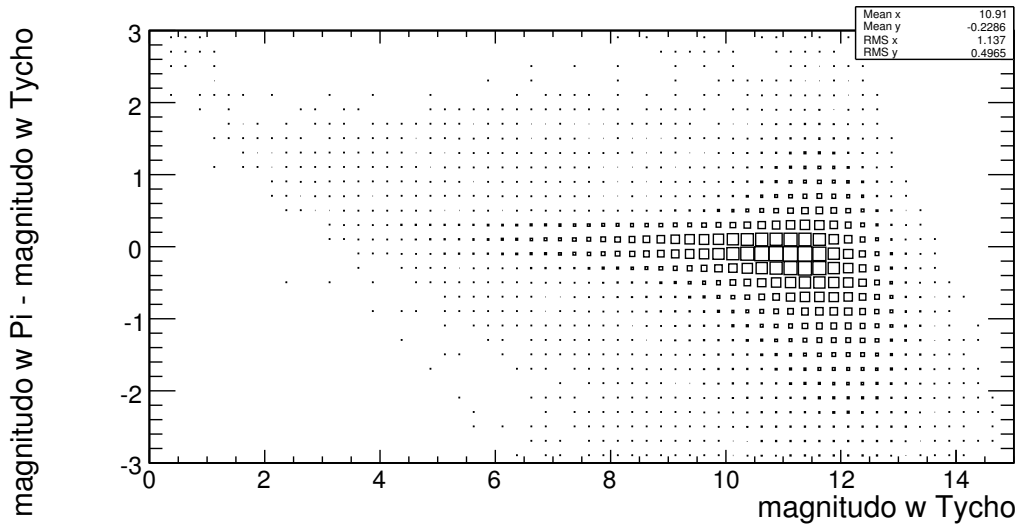
	wszystkie gwiazdy	gwiazdy z l. pom. > 20	gwiazdy z l. pom. > 100
Wszystkich gwiazd	4 528 556	2 136 061	1 265 137
Zidentyfikowano	1 859 498	1 118 942	748 519
Dwa odpowiedniki	457 268	249 204	142 297

Tabela 3.2: Wydajność identyfikacji pi-Tycho.

Gorzej sytuacja wygląda z jasnościami gwiazd. Tu rozbieżności to średnio 0,5 magnitudo a dochodzą nawet do 2 (wykres 3.6). Jakość pomiaru jasności zależą od magnitudo gwiazdy. Jasne gwiazdy (do 5^m) są w bazie *Pi* nieco ciemniejsze niż w Tycho. Jest to spowodowane przez przeświecenie zdjęć z jasnymi gwiazdami. Z kolei gwiazdy na granicy widoczności (12^m , 5) są jaśniejsze w katalogu *Pi*. To z kolei wynika z rozkładu Poissona, któremu podlegają

fotony z gwiazd. Dla gwiazd na granicy widoczności ogon rozkładu jest ucięty od strony małej liczby fotonów (wtedy gwiazda jest nie widoczna) i przez to średnia jest zaburzona w stronę większych jasności. Różnice w jasności wynikają też z różnic w stosowanych filtrach.

Ze względu na takie różnice jasności przy identyfikacji nie można było wykorzystać jasności gwiazd, a jedynie ich współrzędne. Spowodowało to z pewnością pewną liczbę błędnych przyporządkowań na skutek niedokładności pomiaru współrzędnych w eksperymencie Pi .



Rysunek 3.6: Różnica jasności gwiazd w katalogu Tycho i Pi w zależności od jasności z Tycho.

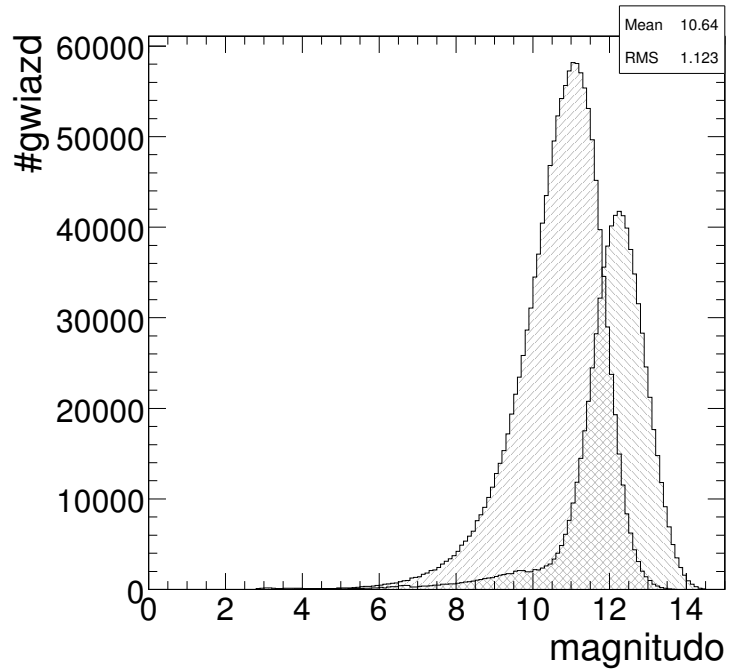
Wyniki pokazują, że identyfikacja przebiegła dobrze. Jeśli wziąć pod uwagę gwiazdy z więcej niż 20 pomiarami (pozostałe to prawdopodobnie planetoidy bądź błędnie sklasyfikowane cząstki promieniowania kosmicznego) to 64% gwiazd z katalogu Pi , (80% jaśniejszych niż 12^m i 90% jaśniejszych niż 11^m) zostało pomyślnie sklasyfikowanych. Część z niesklasyfikowanych gwiazd to gwiazdy brakujące w katalogu Tycho. Widać to na wykresie 3.7, gdzie pik źle zidentyfikowanych gwiazd zaczyna się przy magnitudo 11. Pozostałe, dające tło już od jasności równej 6, to jasne obiekty błędnie sklasyfikowane jako gwiazdy.

Porównanie rozkładu gwiazd w katalogach Pi i Tycho jest przedstawione na rysunku 3.9. Widać, że obszar w okolicy $(Ra, Dec) = (6, -30)$ został bardzo dobrze zidentyfikowany w Tycho, gdyż Tycho zawiera dużo gwiazd o takich współrzędnych. Z kolei $(Ra, Dec) = (6, -30)$ jest słabo zidentyfikowane, bo tam gwiazd w Tycho jest stosunkowo mniej.

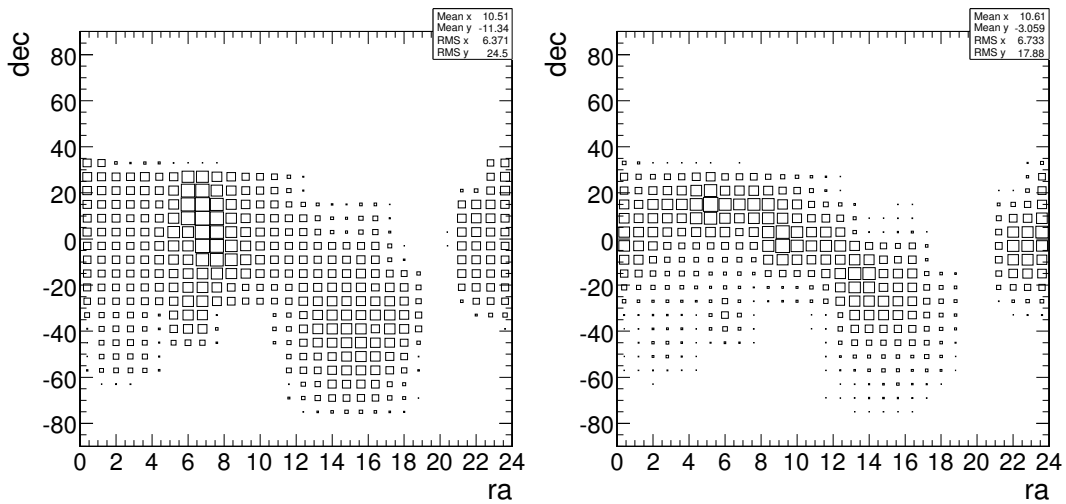
Przy identyfikacji w drugą stronę – gwiazdy Tycho były szukane w Pi – około 50% gwiazd została znaleziona w naszych danych (rys. 3.10). W miejscach, gdzie częściej wykonywane były obserwacje i jest więcej gwiazd tylko nieliczne gwiazdy z Tycho nie mają odpowiednika w Pi . W obszarach rzadziej obserwowanych lub całkowicie pominiętych (półkula północna) (rys. 3.11) tylko niektóre gwiazdy zostały znalezione. Tę identyfikację przeprowadzono używając wszystkich gwiazd Pi , a nie tylko tych z ponad dwudziestoma pomiarami. Stąd pewna liczba zidentyfikowanych gwiazd koło południowego bieguna.

W katalogu ASAS zidentyfikowano 59753 gwiazdy. Jako, że przeciętnie dwie gwiazdy w tabeli stars odpowiadają tej samej rzeczywistej gwiazdzie, rzeczywista liczba różnych gwiazd to 18107. Do tego FIXME gwiazd miało przyporządkowane

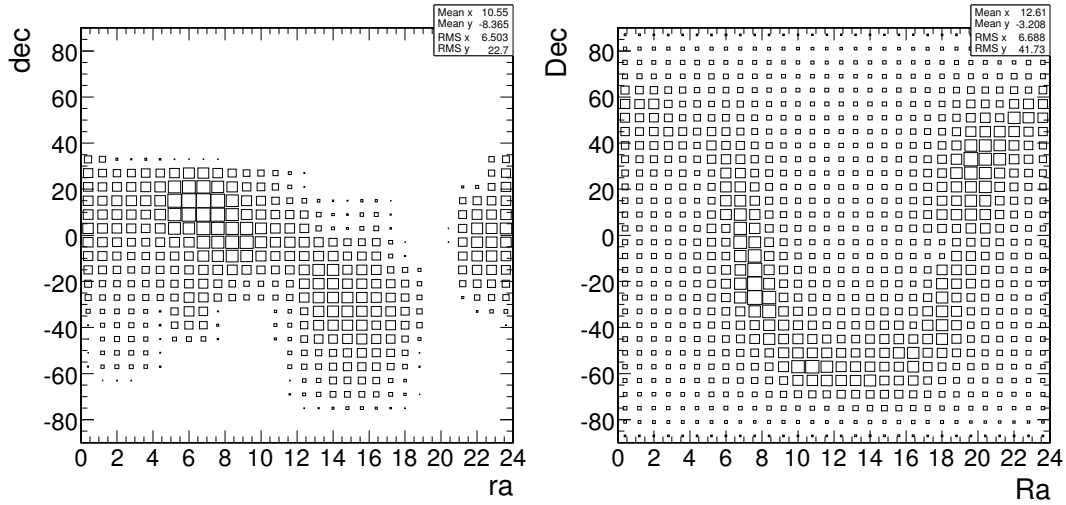
Identyfikacja względem katalogu GCVS wyglądała nieco inaczej. GCVS ma znany problem z przestarzałymi, niedokładnymi współrzędnymi i dlatego identyfikacja została przeprowadzona na podstawie istniejących tablic wzajemnej identyfikacji gwiazd GCVS i Tycho.



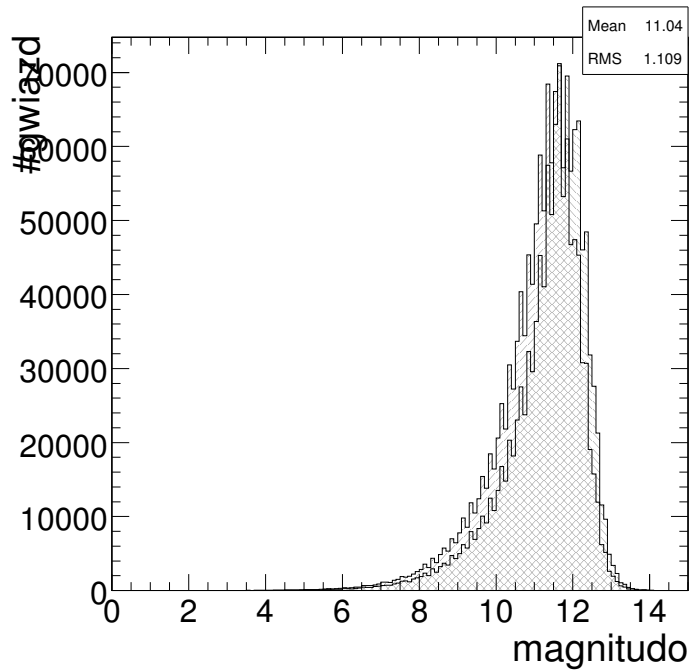
Rysunek 3.7: Histogram jasności dla gwiazd Pi zidentyfikowanych (wyższy pik) i niezidentyfikowanych (niższy) w Tycho.



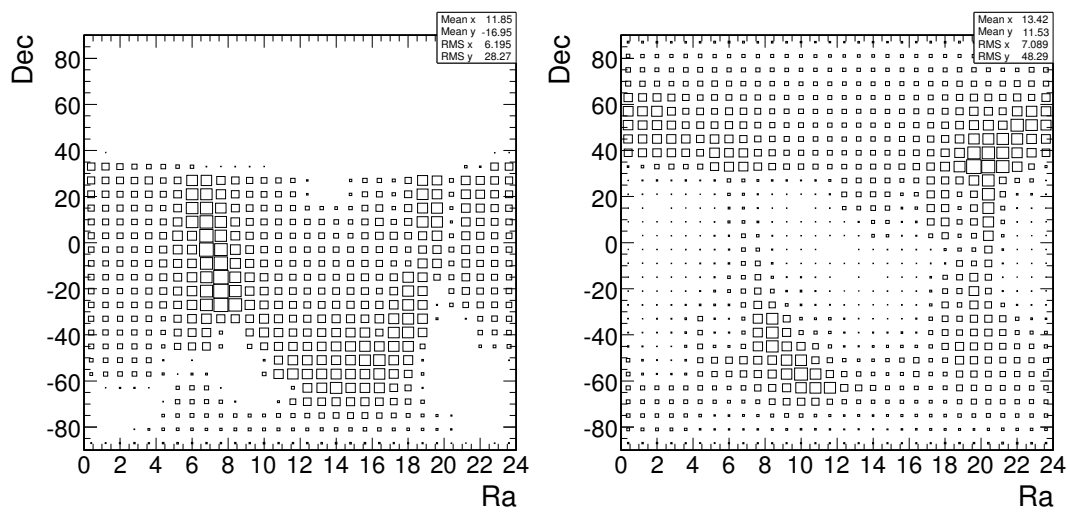
Rysunek 3.8: Histogram współrzędnych gwiazd Pi dla zidentyfikowanych (z lewej) i niezidentyfikowanych (z prawej) w Tycho.



Rysunek 3.9: Histogram współrzędnych gwiazd Pi (z lewej) i Tycho (z prawej).



Rysunek 3.10: Histogram jasności dla gwiazd Pi zidentyfikowanych (szerszy pik) i niezidentyfikowanych (węższy) w Tycho.



Rysunek 3.11: Histogram współrzędnych gwiazd Tycho dla zidentyfikowanych (z lewej) i niezidentyfikowanych (z prawej) w Pi .

Rozdział 4

Algorytmy badania zmienności gwiazd

4.1. Wstęp

Niniejszy rozdział zawiera opis sposobów wyznaczania okresu krzywych blasku gwiazd zmiennych dla danych zaszumionych, próbkowanych w nieregularnych odstępach czasu. Algorytmy są ogólne i mogą być wykorzystane do znajdowania okresu w innych danych nieregularnie próbkowanych.

4.1.1. Przegląd metod

Istnieją dwa główne rodzaje metod. Pierwszy to analiza fourierowska odpowiednio przygotowanych danych [DE74, NRC] a drugi to metody statystyczne – sprawdzanie możliwych okresów i wyznaczanie współczynnika charakteryzującego periodyczność danych dla każdego okresu.

4.1.2. Oznaczenia

W pracy przyjęte są następujące oznaczenia i definicje:

- P – okres danych (ang. period)
- N – liczba pomiarów
- t_i – czas i -tego pomiaru jasności
- m_i – wartość i -tego pomiaru jasności
- ϕ_i – faza i -tego pomiaru (patrz niżej)
- θ – współczynnik okresowości – określa jak dobrze dane są okresowe dla danego okresu. Większa wartość oznacza lepszą okresowość. Dla różnych algorytmów wartości θ nie są porównywalne i próg od którego uznajemy, że dane są okresowe musi być wyznaczony dla każdego algorytmu oddzielnie.
- krzywa blasku – pomiary jasności gwiazdy naniesione na wykres jasności (czas)
- fazowana krzywa blasku (z okresem P) – krzywa blasku, gdzie na osi poziomej jest $\phi \cdot P$, czyli współrzędne czasowe są brane modulo okres.

Faza pomiaru jest zdefiniowana przez:

$$\phi_i = \text{Frac}(t_i/P)$$

gdzie $\text{Frac}(x)$ oznacza część ułamkową liczby x . Zatem faza jest liczbą od 0 do 1.

4.2. Metody statystyczne

Wszystkie z wymienionych w tym rozdziale metod mają taką samą zasadę. W każdej z nich sprawdzamy okresy z danego przedziału (przedział możliwych okresów jest zadany z góry). Dla ustalonego okresu liczymy współczynnik statystyczny, określający jak dobrze punkty pomiarowe tworzą krzywą z zadaniem okresem. Na przykład jeśli krzywa to sinusoida o okresie 1 to przy założonym okresie 0.54 punkty będą ułożone chaotycznie, a nie wzdłuż pewnej linii. Wyznaczony okres to ten z największym współczynnikiem. W zależności od wartości tego współczynnika okres można odrzucić (i przyjąć hipotezę, że dane są nieokresowe) lub zaakceptować.

4.2.1. Proprocessing danych

Przed właściwą analizą okresu konieczne jest wstępne przetworzenie danych.

- Policzenie średniej i odchylenia standardowego nieczułego na błędne dane: średnia liczona jest jako mediana, a odchylenie standardowe jako 1,5 mediany z modułów odchyleń od mediany wszystkich danych.
- Usunięcie błędnych punktów – za błędne uznawane są te, które leżą ponad 5 odchyleń standardowych od średniej. Po usunięciu błędnych punktów można jeszcze raz przeliczyć średnią i odchylenie standardowe i sprawdzić jeszcze raz błędne punkty.
- Odjęcie średniej od danych; niektóre algorytmy są czułe na niezerową średnią.

4.2.2. Jak często próbować okres

Analiza gęstości i sposobu próbkowania okresu została przedstawiona w [LK64]. Przypuśćmy, że analizujemy okres odległy o ΔP od poprzednio analizowanego. Faza ostatniego pomiaru (względem pierwszego) zmieni się o:

$$\Delta\phi = \frac{T\Delta P}{P}$$

gdzie T jest czasem zbierania danych, czyli odległością w czasie od pierwszego do ostatniego pomiaru. Dla poprawnej analizy zmiana fazy nie może być zbyt duża, aby nie przeoczyć właściwego okresu. Chcemy, żeby jeden z analizowanych okresów nie różnił się o więcej, od poprawnego niż $\Delta\phi$, czyli $\Delta\phi$ jest ustalone (testy pokazały, że $\Delta\phi = 0.03$ daje dobre wyniki i zmniejszenie tej wartości nie poprawia algorytmów). Daje to warunek na kolejne sprawdzane P w zależności od P i $\Delta\phi$. $2\Delta\phi$ jest dozwoloną różnicą fazy, więc ΔP jest połową odległości między kolejnymi sprawdzanymi okresami. Kolejne sprawdzane okresy to:

$$P_n = P_{min} \left(1 + \frac{2\Delta\phi}{T} \right)^n$$

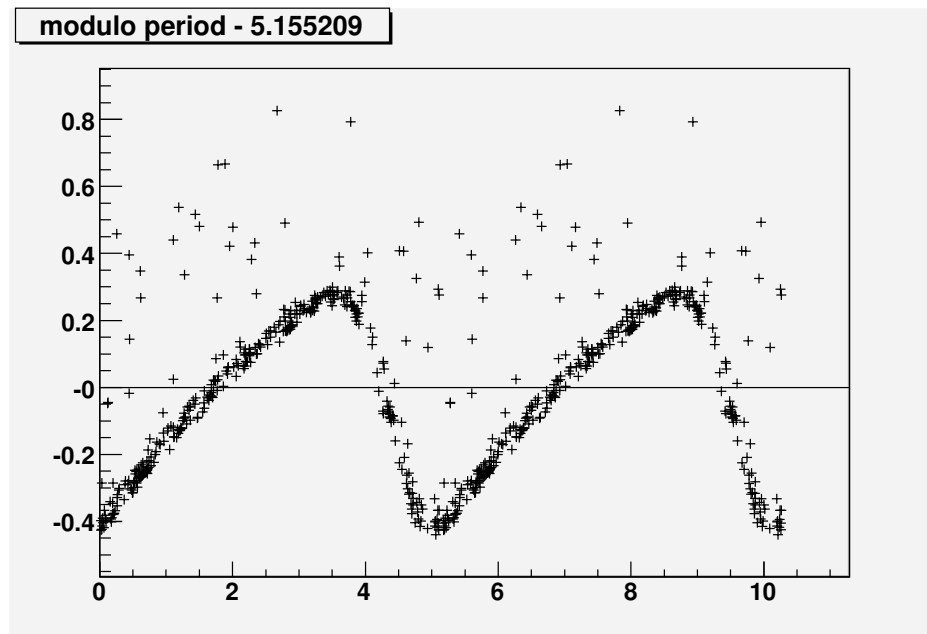
Liczba okresów wymagająca sprawdzenia to:

$$K = \frac{T}{2\Delta\phi} \ln \left(\frac{P_{max}}{P_{min}} \right)$$

o ile $\Delta\phi \ll T$.

Przy znajdowaniu okresu (dla każdego z poniższych algorytmów) stosowane są następujące kroki:

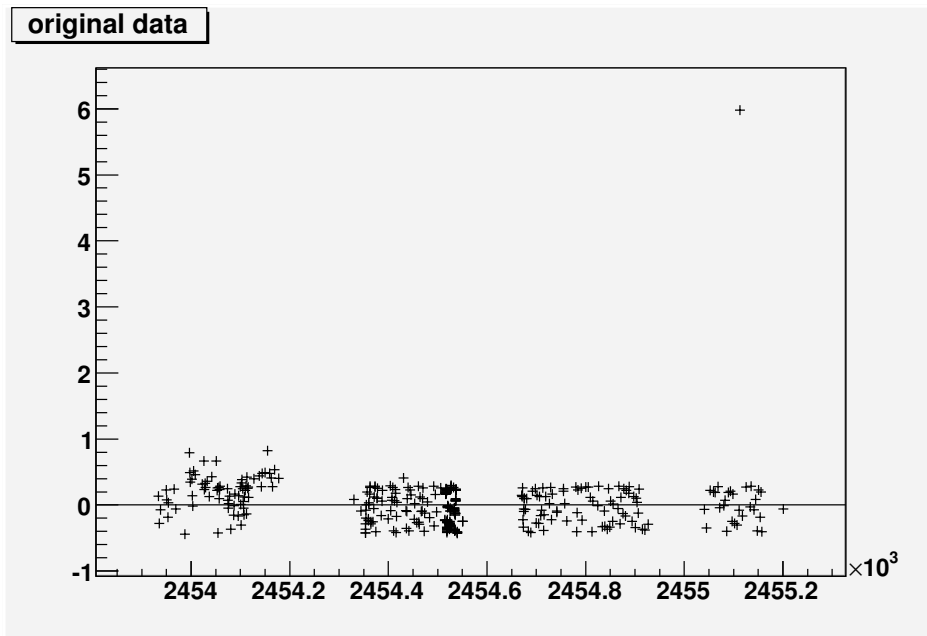
- próbuj okres zgodnie z wyznaczonym rozkładem i wyznacz dla każdego z okresów współczynniki okresowości θ ,
- znajdź 3 okresy dla których wartość θ była największa,
- przepróbuj jeszcze raz obszar wokół każdej z tych wartości (od okresu tuż przed do okresu tuż po; 100 punktów z próbkowaniem regularnym) i znajdź największą wartość θ ,
- sprawdź okresy $\frac{1}{1/p \pm i}$ oraz $i \cdot p$ dla $i = 1, 2, 3, 4, 5$ (testy są wykonywane aby sprawdzić czy okres nie jest błędny i czy nie wynika z interferencji ruchu obrotowego ziemi (czyli wykonywania pomiarów tylko w nocy) z prawdziwym okresem,
- okres z największą wartością θ z poprzedniego kroku jest brany jako kandydat na prawdziwy okres,
- hipoteza o okresowości danych jest przyjmowana (i jako okres jest brany ten wyznaczony w poprzednim kroku) jeśli θ jest powyżej pewnego progu; wartość progu jest ustalana dla każdego algorytmu niezależnie.



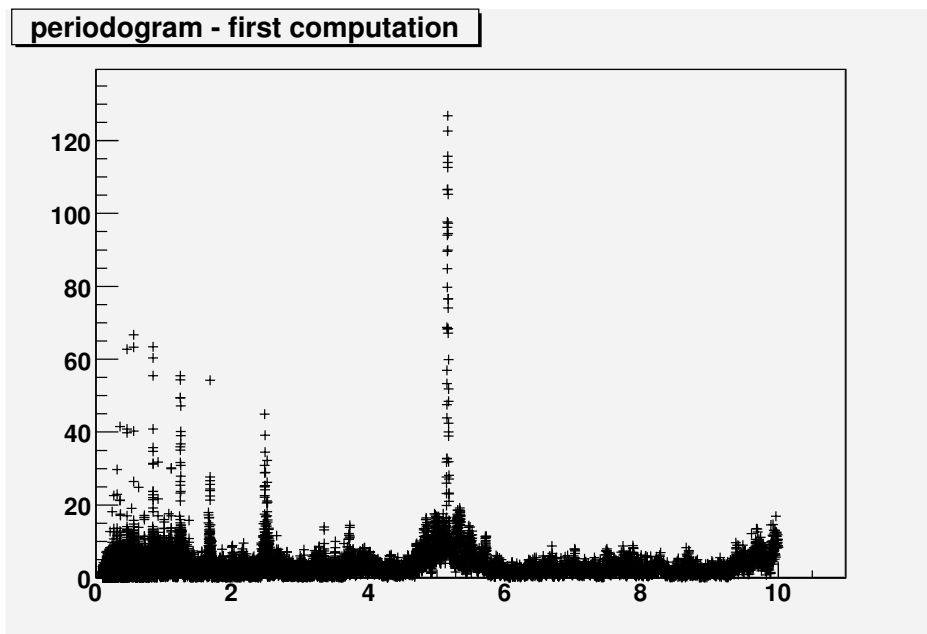
Rysunek 4.1: Punkty modulo znaleziony okres.

4.2.3. Metoda Laflera-Kinmana

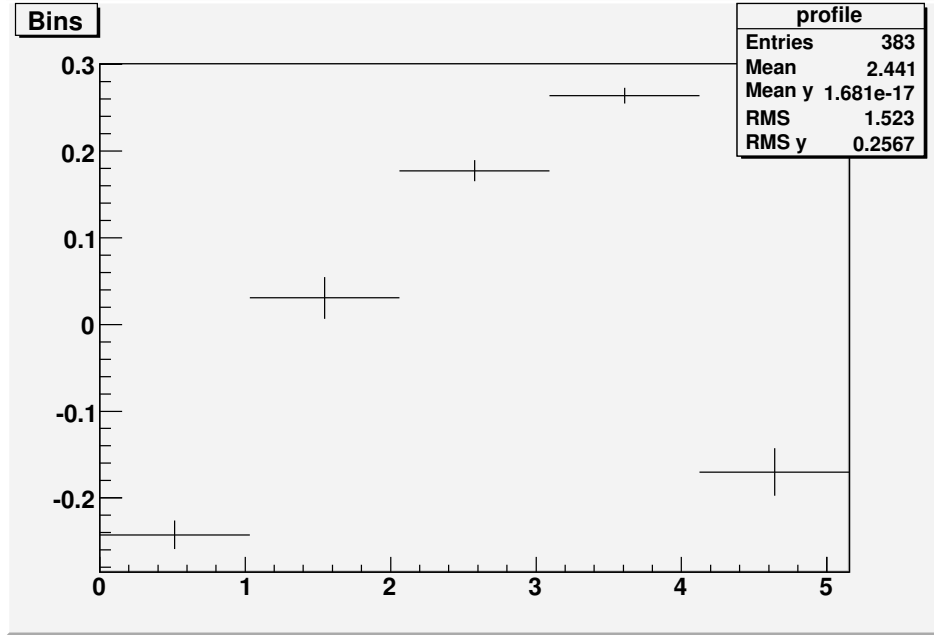
Metoda została wprowadzona w [LK64]. Idea polega na tym, że fazowana krzywa blasku dla prawdziwego okresu będzie miała najmniejszy rozrzut między wartościami kolejnych punktów na osi poziomej. Jako statystykę θ bierze się:



Rysunek 4.2: Dane oryginalne.



Rysunek 4.3: Periodogram.



Rysunek 4.4: Histogram profilowy dla danych binowanych tak, jak w metodzie AoV; pionowa kreska dla binu oznacza odchylenie standardowe punktów w binie.

$$\theta_{LK} = -\frac{\sum_i (m_i - m_{i+1})^2}{\sum_i (m_i - \bar{m})^2}$$

gdzie

$$\bar{m} = \frac{1}{N} \sum_i m_i$$

mianownik odpowiada za normalizację do średniego błędu pomiarów w całej próbie danych. Dzięki znakowi minus wyrażenie będzie największe gdy okres najlepiej pasuje do danych. Przy sumowaniu zakłada się, że punkty są posortowane względem rosnącego t_i .

4.2.4. Metoda długości sznurka

Metoda jest przedstawiona w [DW82]. Na fazowanej krzywej blasku "rozpina" się sznurek i liczy jego długość. Długość takiego sznurka powinna być najmniejsza dla prawdziwego okresu. Statystyka dla tej metody:

$$\theta = \sum_{i=1}^{N-1} [(m_i - m_{i+1})^2 + (\phi_i - \phi_{i+1})^2]^{1/2} + [(m_1 - M_N)^2 + (\phi_1 - \phi_N + 1)^2]^{1/2}$$

Ta metoda, podobnie jak poprzednia, daje najlepsze wyniki gdy danych pomiarowych jest mało (20-30 punktów).

4.2.5. Metoda minimalizacji dyspersji fazy (PDM)

Metoda jest opisana w [ST78]. Dane dzielimy na B binów (np. 5, 10) względem fazy. Następnie liczymy dyspersję pomiarów w każdym z binów i na tej podstawie całkowitą dyspersję

względem średniej w odpowiednim binie (to odpowiada dopasowywaniu funkcji kawałkami stałej (stałej na każdym binie) do danych metodą najmniejszych kwadratów. Następnie tą wartość porównujemy z całkowitą dyspersją liczoną bezpośrednio. Jeśli badany okres jest prawidłowy, to oczekujemy, że dyspersja liczona z binów będzie znacznie mniejsza. Drugim sposobem jest zbadanie jak kolejne średnie w binach różnią się od siebie. Oczekujemy, że dla prawdziwego okresu rozrzut będzie największy. Szczegóły metody są przedstawione poniżej.

Liczmy wariancję danych:

$$\sigma^2 = \frac{\sum_i (m_i - \bar{m})^2}{N - 1}$$

Dla każdego binu definiujemy wariancję s_j dokładnie tak jak wariancję dla wszystkich danych. Na podstawie wariancji w każdym binie możemy policzyć wariancję względem dopasowania kawałkami stałego:

$$s^2 = \frac{\sum_j (n_j - 1) s_j^2}{N - B}$$

gdzie B to liczba binów. Statystyką w tej metodzie jest:

$$\theta_{PDM} = -s^2/\sigma^2$$

Znowu znak minus został wzięty aby θ była największa dla prawdziwego okresu.

Drugą metodą, pochodzącą oryginalnie z [WR26] jest analizowanie wariancji średnich z binów:

$$\sigma_b = \sum_j \frac{(\bar{m}_j - \bar{m})^2}{B - 1}$$

gdzie \bar{m}_j jest średnią z j -tego binu. Statystyką będzie wtedy:

$$\theta_{WR} = \sigma_b^2/\sigma^2$$

Autorzy w [ST78] rozważają również podział danych na inne grupy niż biny (nie zmienia to reszty obliczeń), oraz na podział danych tak, że biny zachodzą na siebie. Ostatnia poprawka daje nieco lepszą wydajność metody. FIXME – dopisać o tym

4.2.6. Metoda analizy zmienności (AoV)

Jest to modyfikacja metody minimalizacji dyspersji fazy, która to metoda została rozszerzona o teoretyczną analizę statystyki θ (wprowadzona w [SC89]). W AoV jako statystykę bierze się θ_{PDM}/θ_{WR} , które okazuje się mieć dobrze znane właściwości statystyczne. Oznacza to, że próg akceptacji dla tej metody można ustalać nie tylko na podstawie żmudnych testów, ale też na podstawie analizy teoretycznej. Ze względu na znaczenie tej metody przytoczę jeszcze raz wzory potrzebne do obliczania statystyk.

Określone są trzy statystyki:

$$\begin{aligned} s_1^2 &= \frac{\sum_{j=1}^B n_j (\bar{m}_j - \bar{m})^2}{B - 1} \\ s_2^2 &= \frac{\sum_{j=1}^B \sum_{i=1}^{n_j} (m_{ji} - \bar{m}_j)^2}{N - B} \\ s_0^2 &= \frac{\sum_{i=1}^N (m_i - \bar{m})^2}{N - 1} \end{aligned} \tag{4.1}$$

gdzie n_j to liczba pomiarów w j -tym binie a m_{ji} to i -ty pomiar w j -tym binie. Spełniona jest zależność, która przyspiesza obliczenia:

$$(N - 1)s_0^2 = (B - 1)s_1^2 + (N - B)s_2^2 \quad (4.2)$$

Statystyka dla tej metody:

$$\theta_{AoV} = \frac{s_1^2}{s_2^2} \quad (4.3)$$

Do tego można zdefiniować statystyki $\theta_1 = s_1^2/s_0^2$ oraz $\theta_2 = s_2^2/s_0^2$. Nie mają one jednak dobrych własności statystycznych (znanego rozkładu).

4.2.7. Metoda transformaty Fouriera (FT)

Liczymy korelację z wielomianem trygonometrycznym $\exp(2\pi it/P)$, czyli sumę:

$$\theta_{FT} = \left| \sum_k m_k \exp(2\pi i t_k/P) \right|^2 \quad (4.4)$$

Ze względu na nieregularność próbkowania istotne jest aby \bar{m} było równe zero, czyli przez obliczeniami z m_k trzeba usunąć średnią. Współczynnik będzie największy gdy badany okres jest okresem prawdziwym. Warto zauważyć, że w tym przypadku nie potrzebujemy liczyć fazowanej krzywej blasku, gdyż czynnik $\exp(2\pi i P/P)$ jest równy 1.

Niestety, jako, że próbkowanie jest niejednorodne, do obliczeń nie możemy użyć szybkiej transformaty Fouriera. Istnieją jednak metody ([NRC]), które używają FFT.

4.2.8. Rozkład na ortogonalne wielomiany trygonometryczne

Dla nieregularnych punktów wielomiany trygonometryczne $\exp(2\pi it/P)$ nie są ortogonalne (jak przy zwykłej transformacie Fouriera dla próbkowania regularnego). Dlatego korelacje z N wielomianami trygonometrycznymi nie wyznaczają jednoznacznie wszystkich N punktów i suma kwadratów modułów policzonych korelacji nie daje całkowitej mocy sygnału (w analizie sygnałów korelacja z wielomianem trygonometrycznym danej częstotliwości to moc sygnału w tej częstotliwości; po przesumowaniu po wszystkich częstotliwościach otrzymujemy całkowitą moc sygnału; przy poszukiwaniu okresu chcemy znaleźć częstotliwość dla której moc jest maksymalna). W tej metodzie ([SC96]) dla danych punktów pomiarowych t_k konstruowany jest zbiór wielomianów ortogonalnych i na te wielomiany rozkładany jest sygnał wejściowy. Badany okres jest właściwy gdy w pierwszych częstotliwościach skupiona jest większość mocy sygnału. Dla innych badanych okresów dane powinny przedstawiać biały szum, czyli moc będzie równomiernie rozłożona na wszystkich częstotliwościach.

Rozdział 5

Wyniki

5.1. Porównanie algorytmów badania okresu

Algorytmy testowano na gwiazdach obecnych w katalogu ASAS oraz *Pi*. Do testów algorytmu wybrano dwie próbki po około 500 gwiazd. Pierwsza to gwiazdy zmienne. Wybrano gwiazdy, które są zarówno w katalogu ASAS, jak i GCVS oraz *Pi* (sposób identyfikacji gwiazd między katalogami jest w rozdziale 3.3). Wybrano gwiazd, które w katalogu ASAS mają okres poniżej 10 dni, a w katalogu *Pi* mają liczbę pomiarów większą niż 200. W wyniku otrzymano 503 gwiazdy z bazy *Pi*. Jednakże prawie wszystkie gwiazdy z ASASa mają dwa odpowiedniki wśród gwiazd z *Pi*, więc de facto liczba różnych gwiazd z ASASa to 280. Algorytmy były testowane dla pomiarów jasności z obu katalogów gwiazd. Gwiazdy stałe wybrano losowo z bazy *Pi* 500 gwiazd o liczbie pomiarów większej niż 200. W dostępnej bazie danych ASAS nie było gwiazd stałych, więc w tej części testów używano tylko gwiazd z katalogu *Pi*.

Jakość identyfikacji została zmierzona jako liczba gwiazd, których okres był poprawnie zidentyfikowany. Jako poprawną identyfikację uznawano okres, który różnił się od okresu z katalogu ASAS o mniej niż 1%, lub też dwukrotność znalezionej okresu bądź jego połowa mieściła się w tych granicach. Dwukrotność i połowa okresu była akceptowana jako poprawna gdyż często w algorytmy dawały właśnie takie wyniki. Poprawność krzywych blasku gwiazd musi być i tak sprawdzona wizualnie, więc te wyniki są akceptowalne.

Na początku testowano algorytmy z gęstością próbkowania okresów taką, że różnica faz pierwszego i ostatniego w czasie punktu, $\Delta\phi$, wynosiła 0,1 (por. rozdział 4.2.2). Później badane było $\Delta\phi$ równe 0,03 i 0,01, tylko dla algorytmów dających najlepsze wyniki: AoV z pewnymi ustalonymi parametrami oraz SC (FIXME – nazwa). Wyniki przedstawia tabela 5.1.

W czasie przygotowania danych do testów usuwane były punkty pomiarowe znacznie odstające od reszty. Próg odcięcia był ustalony na 5 odchyień standardowych od średniej. Ustalenie mniejszego progu powodowało obcięcie krzywych blasku gwiazd o głębokich, aczkolwiek wąskich minimach. Do policzenia średniej i odchylenia standardowego stosowane były dwa sposoby: zwykły i stabilny (ang. robust) estymator. Stabilny estymator używał metody Median/Median Absolute Difference [AMC01]. Jako średnia była wzięta mediana. Następnie wartości bezwzględne odchylenia od mediany były posortowane i jako odchylenie standardowe było wzięte 75% odległości między pierwszym i trzecim kwartyłem z tych danych. Na początku testowano stabilny estymator. Jednak zwykły dawał lepsze wyniki i później używano tylko tego. Początkowo także, aby usunąć wpływ całkowicie błędnych punktów, procedurę usuwania odstających punktów powtarzano kilkakrotnie, aż wartości dla średniej nie będą się zmieniać. Okazało się, że taka procedura powoduje usuwanie zbyt dużej liczby poprawnych

pomiarów z pików jasności gwiazd.

Ostatecznie wybraną metodą była kombinowana metoda zwykła/stabilna. Jako średnia była brana mediana. Dzięki temu średnia nie była czuła na błędy pomiarów. Następnie odchylenie standardowe było estymowane na dwa sposoby. Jako próg odcięcia dla zwykłej i stabilnej metody wzięto odpowiednio 5 i 10 odchyleń. Pomiar był odrzucany jeśli przekraczał jeden z progów. Większą wartość progu odcięcia dla metody stabilnej można wytłumaczyć tym, że stabilne odchylenie standardowe jest nieczułe na wąskie piki jasności.

Algorytm	estymator	$\Delta\phi$	ASAS	P_i
AoV, 5 binów	stabilny	0,1	405	300
AoV, 10 binów	stabilny	0,1	412	331
FT	stabilny	0,1	354	286
LK	stabilny	0,1	398	37
Stellingwerf	stabilny	0,1	418	299
SC	stabilny	0,1	451	290
AoV, 10x5 binów	stabilny	0,1	419	312
AoV, 10x5 binów	zwykły	0,1	444	318
AoV, 10x5 binów	zwykły	0,03	468	321
SC	zwykły	0,03	452	299
AoV 10x5 binów	zwykły	0,01	467	322
SC	zwykły	0,01	453	300
AoV, 10x5 binów	oba	0,03	466	321

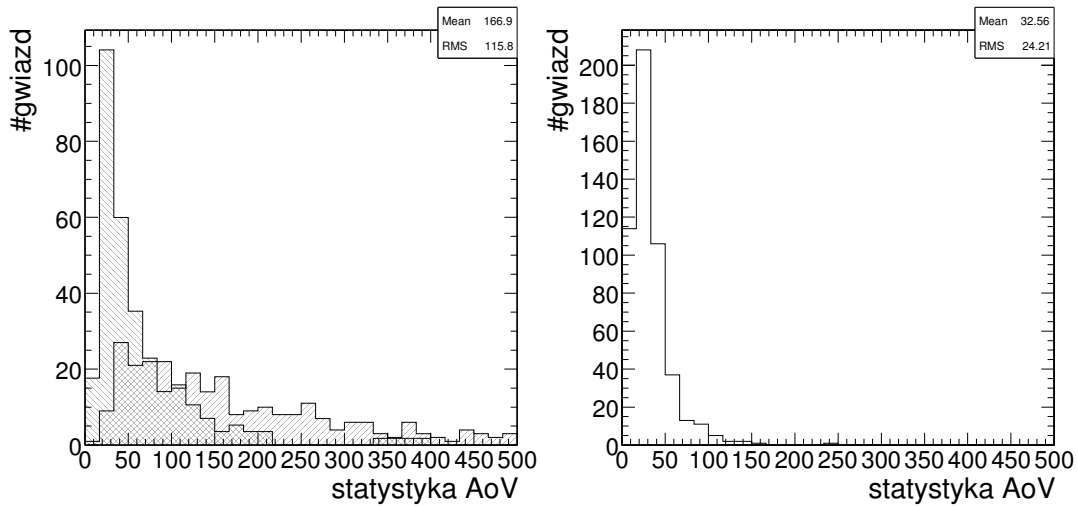
Tabela 5.1: Porównanie wydajności algorytmów szacowania okresu.

Na podstawie analizy wydajności wybrano algorytm AoV z parametrem $\Delta\phi = 0,03$, z 10 binami i 5 pokryciami tymi binami i z kombinowaną metodą odrzucania błędnych pomiarów. Metoda ta ma porównywalnie dobrą wydajność z metodą AoV ze zwykłą metodą odrzucania błędów oraz z AoV z krokiem 0,01. W porównaniu z pierwszą odrzuca więcej niepoprawnych danych, przez co jest mniej fałszywych okresów dla gwiazd nieokresowych. W porównaniu z drugą jest znacznie szybsza.

W czasie testów wybrano też próg decyzyjny dla bycia gwiazdą zmienną. W tym celu zbadano rozkład statystyki AoV (dane badano już tylko algorytmem AoV) dla poprawnie i niepoprawnie zidentyfikowanych gwiazd P_i w danej próbkce oraz dla losowych 500 gwiazd P_i . Wyniki przedstawia rysunek 5.4. Statystyki algorytmu SC dla tych losowych gwiazd jak i dla normalnych wyglądały bardzo podobnie. Zatem tamten algorytm nie daje żadnych korzyści w zamian za długo czas działania.

5.2. Analiza gwiazd eksperymentu P_i

Z bazy danych wybrano wszystkie gwiazdy o przynajmniej 200 pomiarach oraz magnitudo < 14 . Badano okresy od 0,1 dnia do 10 dni. Badanie dłuższych okresów algorytmami z rozdziału 4 nie ma sensu, gdyż długość trwania obserwacji rzadko przekraczała 100 dni, a często w obserwacjach były duże luki. Gwiazdy o dłuższym okresie zmienności lepiej analizować w inny sposób. Można na przykład policzyć średnią jasność z każdej nocy i wtedy użyć jednego z algorytmów. Można też użyć analizy fourierowskiej dla średnich z każdej nocy (dane będą próbkowane regularnie, więc FFT będzie znacznie szybsze niż pozostałe algorytmy). Z kolei badanie krótszych okresów może być również interesujące. W badaniach użyto danych ze zsu-



Rysunek 5.1: Histogram statystyki AoV. Z lewej strony 503 gwiazdy testowe z *Pi*. Wyższy pik to gwiazdy z nieprawidłową identyfikacją okresu, łagodniejszy – z prawidłowo wyznaczonym okresem. Z prawej strony histogram dla 500 losowo wybranych gwiazd z bazy *Pi*.

mowanych po 20 klatek, czyli odstęp między kolejnymi ekspozycjami to 4 minuty. Teoretycznie umożliwia to wykrycie okresów zmienności nawet rzędu kilku minut.

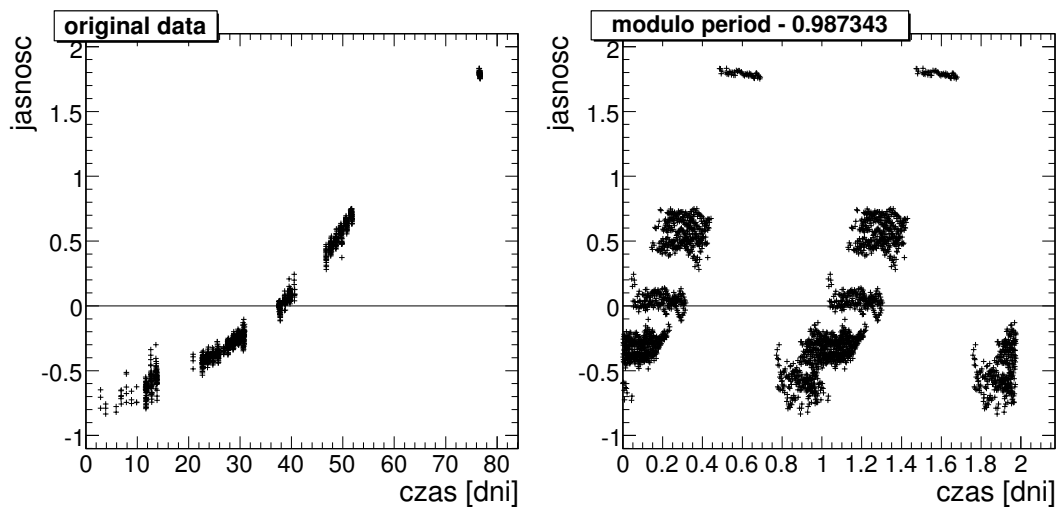
Ogółem analizowano 925201 gwiazd. Dla każdej z nich zapisano do bazy danych statystykę z algorytmu oraz znaleziony okres. Histogram okresów (w większości są to okresy niepoprawne, bo większość gwiazd nie jest zmienna) oraz histogram statystyk jest przedstawiony na rys. 5.3 i 5.4. Wysoki pik przy okresie w okolicy 1 jest spowodowany w większości przez gwiazdy długookresowe lub błędy w pomiarach jasności (błędy są opisane w rozdziale 5.2.1. Pomiarzy gromadzą się w przedziale około 8 godzin każdej nocy. Jeśli gwiazda ma długookresową zmienność to w kolejnych nocach wartości będą coraz mniejsze. Jeśli teraz weźmie się okres równy odrobinę więcej niż jedna doba lub odrobinę mniej, to fazy dla kolejnych nocy będą względem siebie odrobinę przesunięte i krzywa blasku będzie wyglądała jakby został znaleziony rzeczywisty okres (por. rys. 5.2). Takie gwiazdy łatwo wykrywać. Wystarczy spojrzeć na krzywą blasku, gdzie widać długookresową zmienność. Niestety niewystarczająca rozpiętość czasowa zbierania danych nie pozwala na wyznaczenie okresu takich gwiazd. Często bowiem zarejestrowano jedynie połowę lub mniej okresu. Z podobnych przyczyn występuje znaczna liczba (choć o wiele mniejsza) gwiazd o okresie bliskim 0,5.

Kolejnym etapem analizy była analiza gwiazd zmiennych znanych z katalogu ASAS i GCVS. W przypadku ASASa najpierw wybrano wszystkie gwiazdy z okresami od 0,1 do 10 dni, dla których $StatAoV > 10$. Takich gwiazd było 4644. (przy selekcji brano pod uwagę tylko gwiazdy, dla których statystyka była policzona, czyli które mają więcej niż 200 pomiarów).

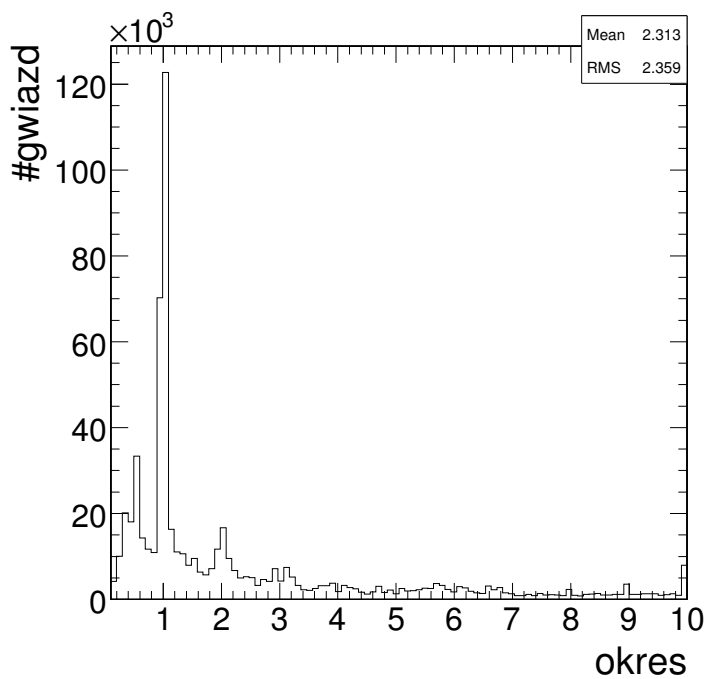
Następnie gwiazdy podzielono na dwie grupy: te, których znaleziony okres odpowiadał okresowi zapisanemu w ASASie (połowa okresu bądź jego dwukrotność była traktowana jako dobry okres) i pozostałe. Każda z grup została sprawdzona wizualnie i wynikiem były dwie grupy: gwiazdy, których okres jest wizualnie poprawny (1143 przypadki) i pozostałe (3501).

Przykład gwiazd o poprawnie znalezionym okresie prezentuje rys 5.5. Widać na nim między innymi gwiazdę dla której algorytm znalazł połowę prawdziwego okresu. Takie gwiazdy można znaleźć przy pomocy oceny wzrokowej.

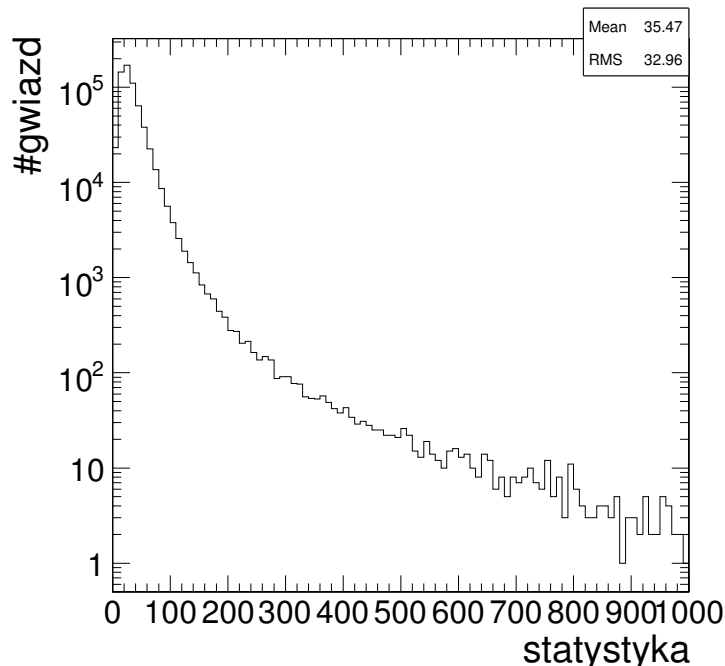
Do analizy gwiazd GCVS wybrano tylko te gwiazdy, które nie są dostępne w Asasie.



Rysunek 5.2: Błędnie znaleziony okres ze względu na długookresową zmienność gwiazdy.



Rysunek 5.3: Histogram okresu przyporządkowanego gwiazdom P_i przez algorytm AoV.



Rysunek 5.4: Histogram statystyki algorytmu AoV dla gwiazd z *Pi*.

Poprawnie zidentyfikowanych okresów było 85, a niepoprawnie 1779. Tutaj nie brano pod uwagę okresu wpisanego w katalog GCVS. Warto zaznaczyć, że często w katalogu GCVS okres nie jest podany.

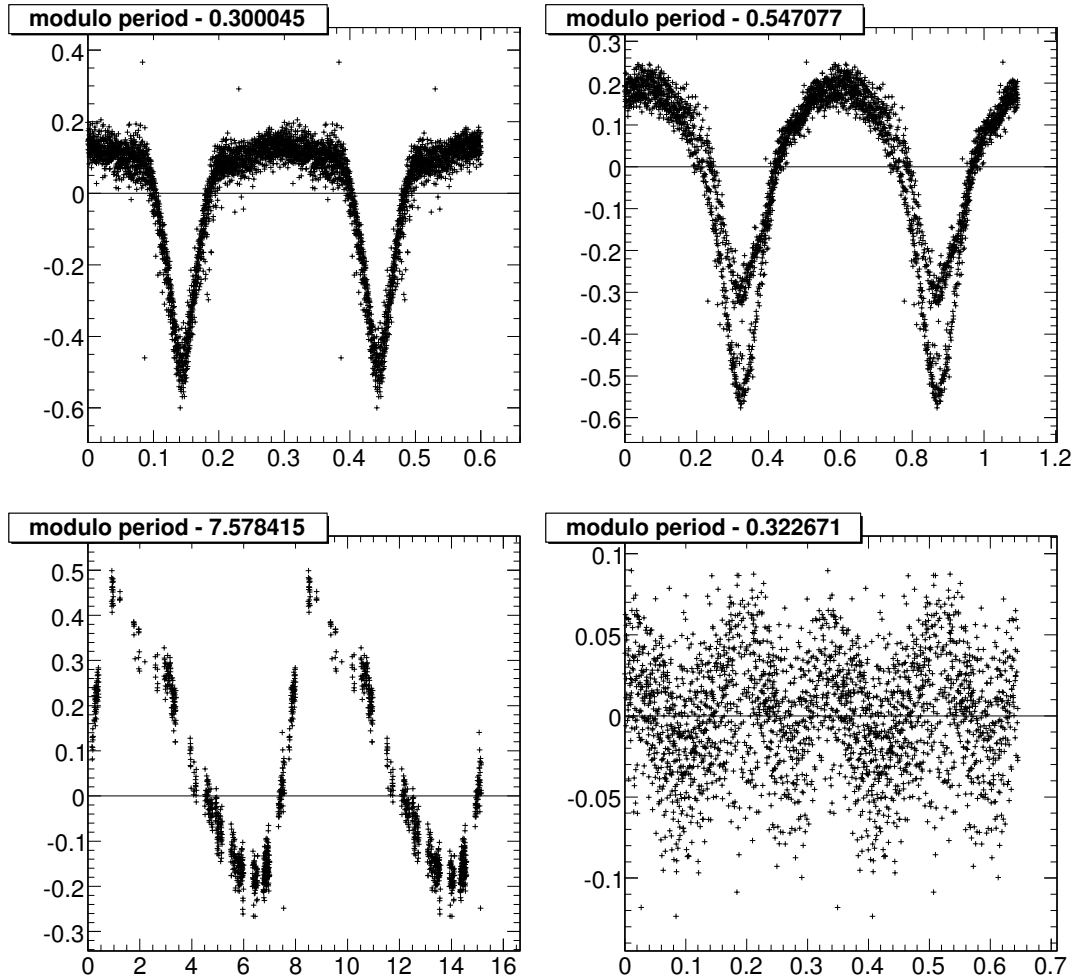
Kolejny etap analizy to badanie gwiazd, które nie są obecne w katalogach ASAS i GCVS. Wśród tych gwiazd udało się znaleźć 2 nowe gwiazdy zmienne krótkookresowe (rysunek 5.6).

5.2.1. Błędy pomiarów jasności

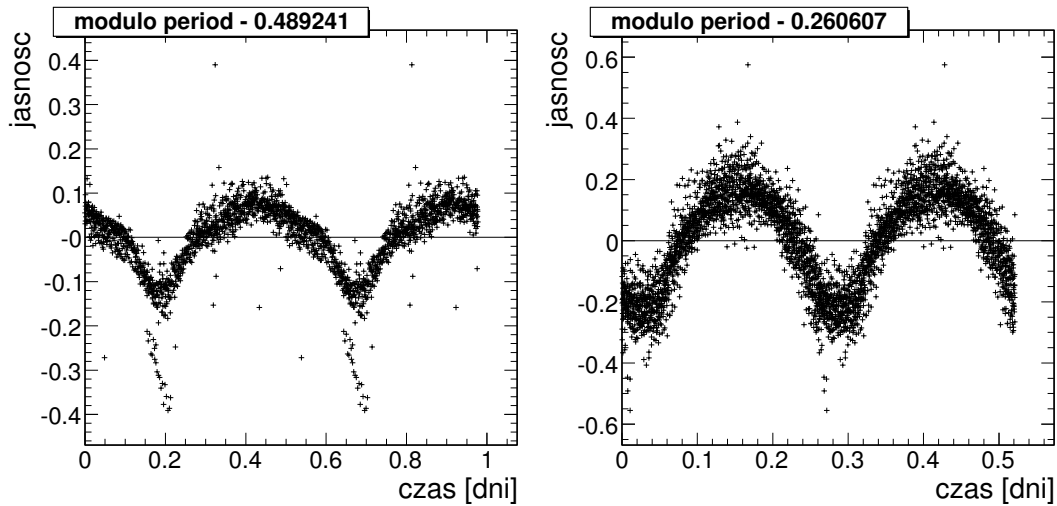
Wśród pomiarów jest wiele błędów jasności. Powodują one, że trudno znaleźć rzeczywiste gwiazdy zmienne, gdyż najczęściej te gwiazdy mają dużą variancję pomiarów. Błędy występują najczęściej w pewnych przedziałach czasu, np jasność zmienia się w ciągu jednej nocy lub też narasta w ciągu kilku dni. Przyczynami błędów są:

- odczyt przy otwartej migawce
- przejście Jowisza obok gwiazdy, co powoduje jej pojaśnienie
- zmiana pola obserwacji
- zwiększone tło w poświacie od Jowisza
- migawka częściowo przysłaniająca pole widzenia
- przejście planetoidy lub planety przez gwiazdę

Poszczególne przykłady błędów zostaną omówione w podrozdziałach



Rysunek 5.5: Znane gwiazdy zmienne z katalogu ASAS, dla których algorytm AoV znalazł okres na danych P_i . Dla gwiazdy na górze z prawej prawdziwy okres to dwukrotność znalezionej. Na osi X jest czas w dniach. Długość tej osi to dwukrotność okresu. Na osi Y jest odchylenie od średniej jasności.



Rysunek 5.6: Nowe zmienne krótkookresowe znalezione w eksperymencie *Pi*.

Odczyt przy otwartej migawce

W czasie trwania eksperymentu, na początku 2005 roku, migawka na jednej z kamer zepsuła się. Od tego czasu, aż do końca tamtej fazy eksperymentu jednak kamera pracowała z cały czas otwartą migawką. Powodowało to problemy przy odczycie matrycy CCD – matrycę odczytuje się przesuwając obraz linia po linii w górę i odczytując górną linię. Przy otwartej migawce przesuwany obraz był cały czas naświetlany i światło od silnych gwiazd powodowało powstanie smug ciągnących się od gwiazdy w dół zdjęcia (rys. 5.7). Jeśli mierzono światło gwiazdy, która wpadła w taką smugę, to oczywiście jej jasność była wiele razy większa niż normalna.

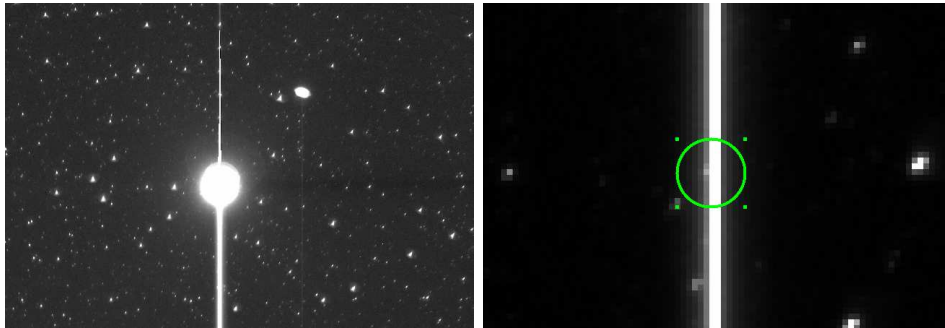
Smugi nie powodowały stałego rozjaśnienia gwiazd, ale zmienne w czasie. Przyczyny są dwie. Po pierwsze smugi powstawały również od ruchomych obiektów, takich jak Jowisz, czy planetoidy. Zatem taka smuga wędrowała razem ze źródłem światła, zmieniając jasność gwiazd, przez które przechodziła. Po drugie położenie kątowne kamery nie było stałe. Drobne obroty kamery wokół osi symetrii soczewki powodowały, że gwiazdy przechodziły przez smugę z jednej strony na drugą. Takie przejścia czasem wyglądały jak wahania jasności gwiazdy zmiennej.

To zjawisko jest łatwe do wykrycia, gdyż mam miejsce tylko na jednej kamerze.

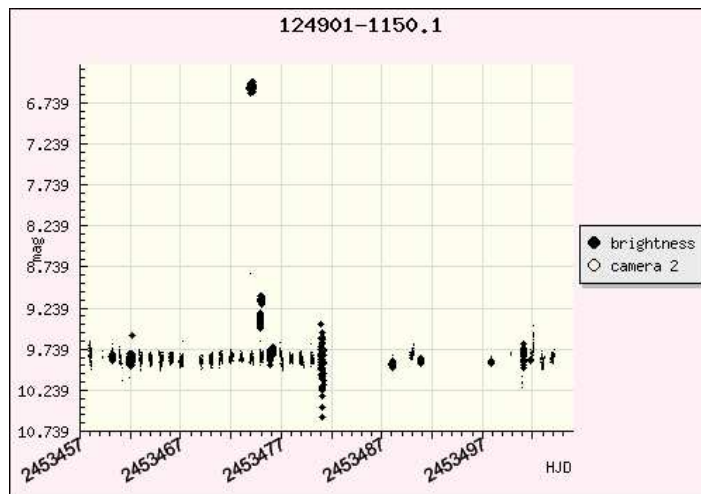
Przejście Jowisza obok gwiazdy

Jowisz jest jednym z najjaśniejszych obiektów na niebie. Jest wiele rzędów wielkości jaśniejszy od najsłabszych gwiazd rejestrowanych w eksperymencie *Pi*. Niedoskonałości optyki i niejednorodność atmosfery powodują, że obraz gwiazdy nie jest punktowy, ale ma „ogony” rozciągające się na wiele okolicznych gwiazd. Ogony słabych gwiazd nie stanowią problemy – są na tyle małe, że nie powodują żadnego mierzalnego efektu. Ogony Jowisza natomiast powodują znaczne (rzędu 1-2 magnitudo) pojaśnienie gwiazd, na które zachodzi (rysunek 5.9).

Pojaśnienie gwiazdy przy przejściu przez nią ogona Jowisza jest rejestrowane na obu kamerach, więc nie porównanie krzywych z obu kamer nie pozwala wykrycie przyczyny. Jednak pojaśnienie jest bardzo charakterystyczne (rys. 5.10), więc łatwo przyczynę zidentyfikować

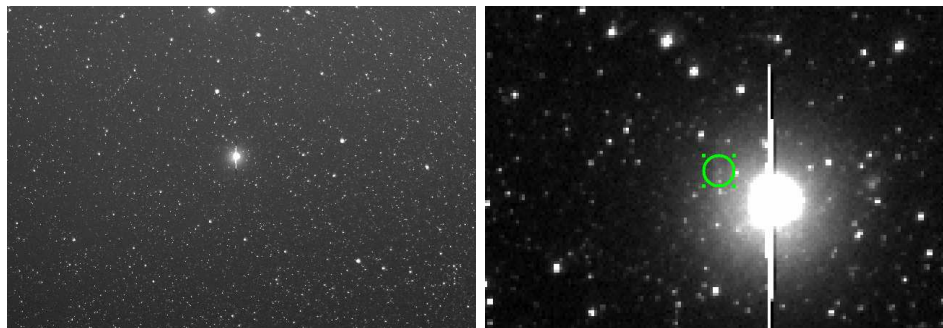


Rysunek 5.7: Smuga od Jowisza. Widać też ładunek rozlany do góry oraz smugę od sąsiedniej jasnej gwiazdy. Po prawej: smuga zachodzi na słabą gwiazdę powodując jej rozjaśnienie

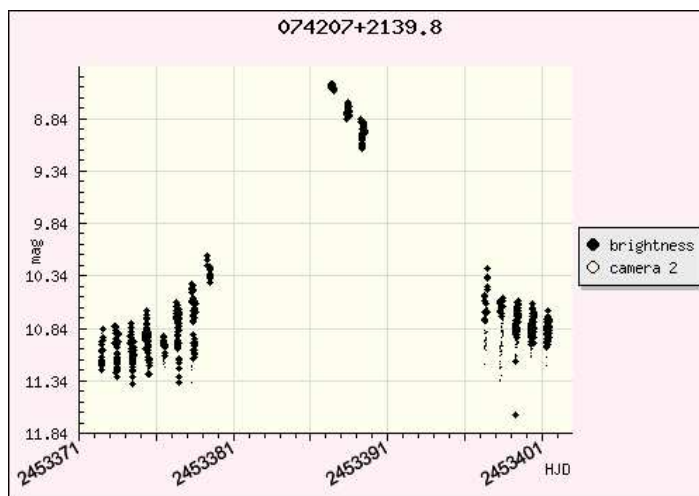


Rysunek 5.8: Krzywa blasku gwiazdy, która weszła w smugę. Wysoki pik odpowiada przejściu przez smugę.

wzrokowo.



Rysunek 5.9: Po lewej: Jowisz na tle innych gwiazd; po prawej: ogon od Jowisza powoduje pojaśnienie gwiazd na które zachodzi.



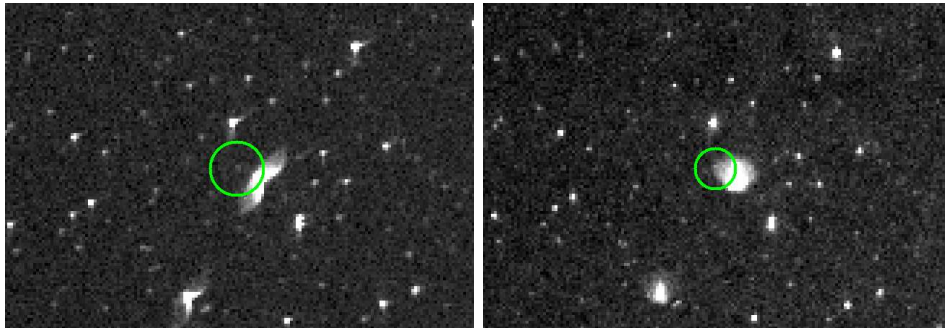
Rysunek 5.10: Krzywa blasku gwiazdy, przez którą przechodzi ogon Jowisza.

Zmiana pola obserwacji

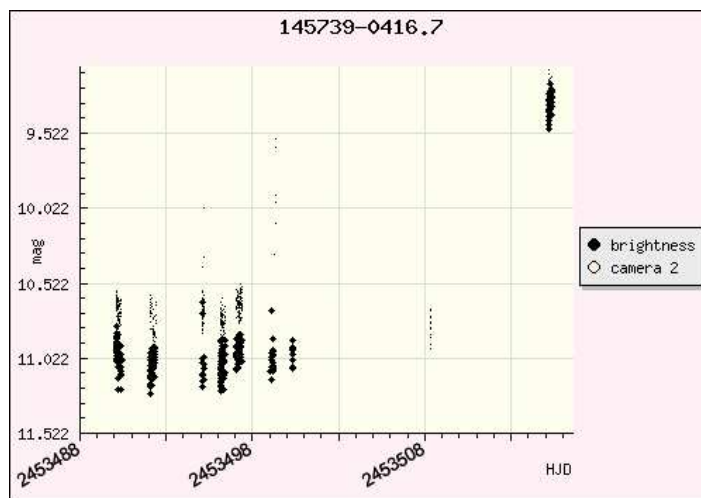
Szerokokątne obiektywy stosowane w aparatach nie są idealne i dają pewne zniekształcenia obrazu. Najbardziej istotnym problemem jest rozmycie gwiazd położonych na krańcach obszaru obserwacji. Takie rozmycie (ogon) jest skierowane w jedną stronę (od środka zdjęcia) i jest na tyle silne, żeby zmienić jasność gwiazdy, na którą ono zachodzi. Jeśli teraz zmieni się pole obserwacji, tak, że żaden ogon z innej gwiazdy nie zachodzi na naszą gwiazdę, to zmierzona jej jasność będzie mniejsza niż wcześniej (rysunek 5.11).

Zmiana pola obserwacji jest zawsze widoczna na obu kamerach, gdyż kamery zawsze obserwują ten sam fragment nieba.

Przy okazji tych błędów widać jak ważne jest zdefiniowanie pól obserwacji. Przy obserwacji nieba w dowolnych punktach wyniki byłyby praktycznie do wyrzucenia.



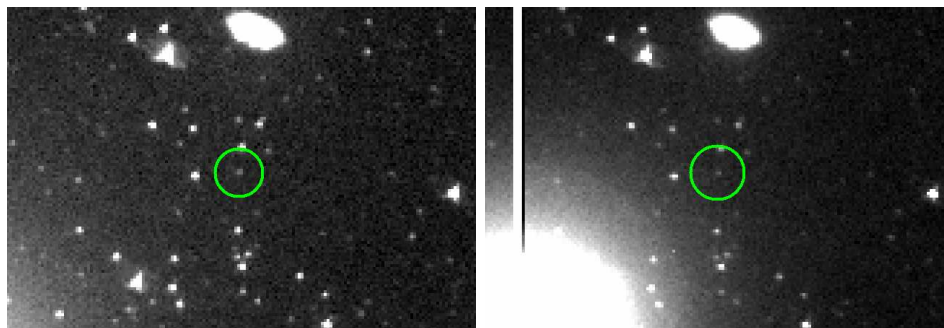
Rysunek 5.11: Zmiana pola obserwacji. Po lewej: ogon sąsiedniej gwiazdy nie zachodzi na badaną gwiazdę. po prawej: po zmianie pola obserwacji ogon zmienia kształt i kierunek i zachodzi na badaną gwiazdę zwiększając jej jasność.



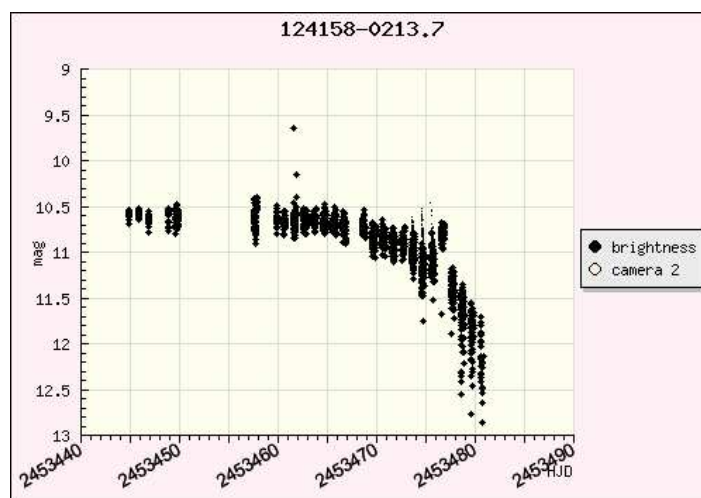
Rysunek 5.12: Krzywa blasku gwiazdy przy zmianie pola obserwacji.

Zwiększone tło w poświacie od Jowisza

Jeśli słaba gwiazda wchodzi w poświatę Jowisza to zaczyna coraz mniej wyróżniać się z tła. Efekt ten jest jeszcze spotęgowany tym, że kalibracja może używać wzorcowych gwiazd, które po znalezieniu się w poświacie Jowisza mogą zwiększyć swoją bezwzględną jasność. Zwiększenie jasności gwiazd używanych do kalibracji powoduje zmniejszenie jasności gwiazd, dla których korzysta się z jasności gwiazd kalibracyjnych do znalezienia ich wartości.



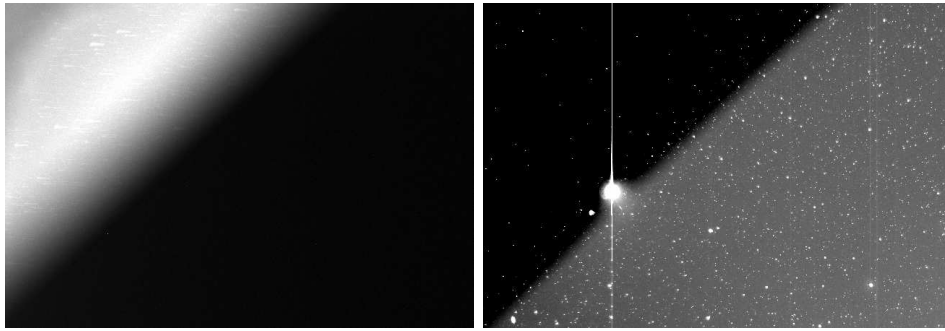
Rysunek 5.13: Zbliżenie Jowisza do gwiazdy powoduje zwiększenie tła



Rysunek 5.14: Krzywa blasku gwiazdy która zmienia jasność na skutek zmiany kalibracji przez wpływ Jowisza

Migawka częściowo przysłaniająca pole widzenia

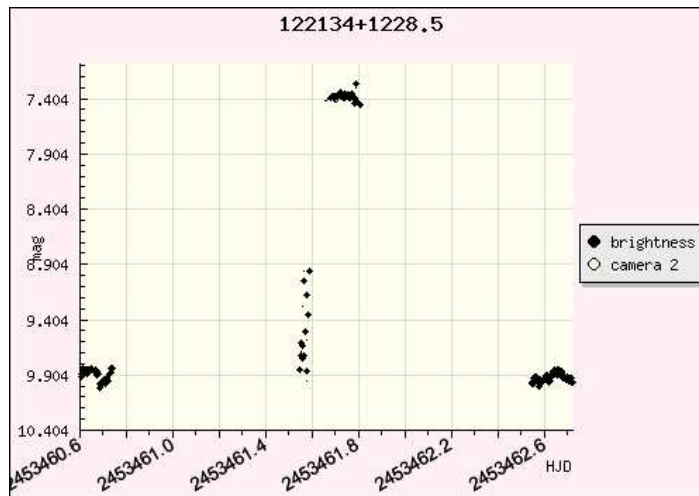
W okresie, gdy migawka była zepsuta, wisiała ona bezwładnie i czasem zasłaniała część pola widzenia, co miało odbicie w jasnościach gwiazd. Jeśli migawka była częściowo odsłonięta przy zbieraniu ciemnej klatki to fragment ciemnej klatki będzie miał jasność porównywalną z jasnością nieba (rysunek 5.15). Po odjęciu takiej błędnej ciemnej klatki fragment każdego zdjęcia z tej nocy będzie całkowicie ciemny (poza jasnymi gwiazdami, które były znacznie jaśniejsze niż odjęte tło z klatki ciemnej).



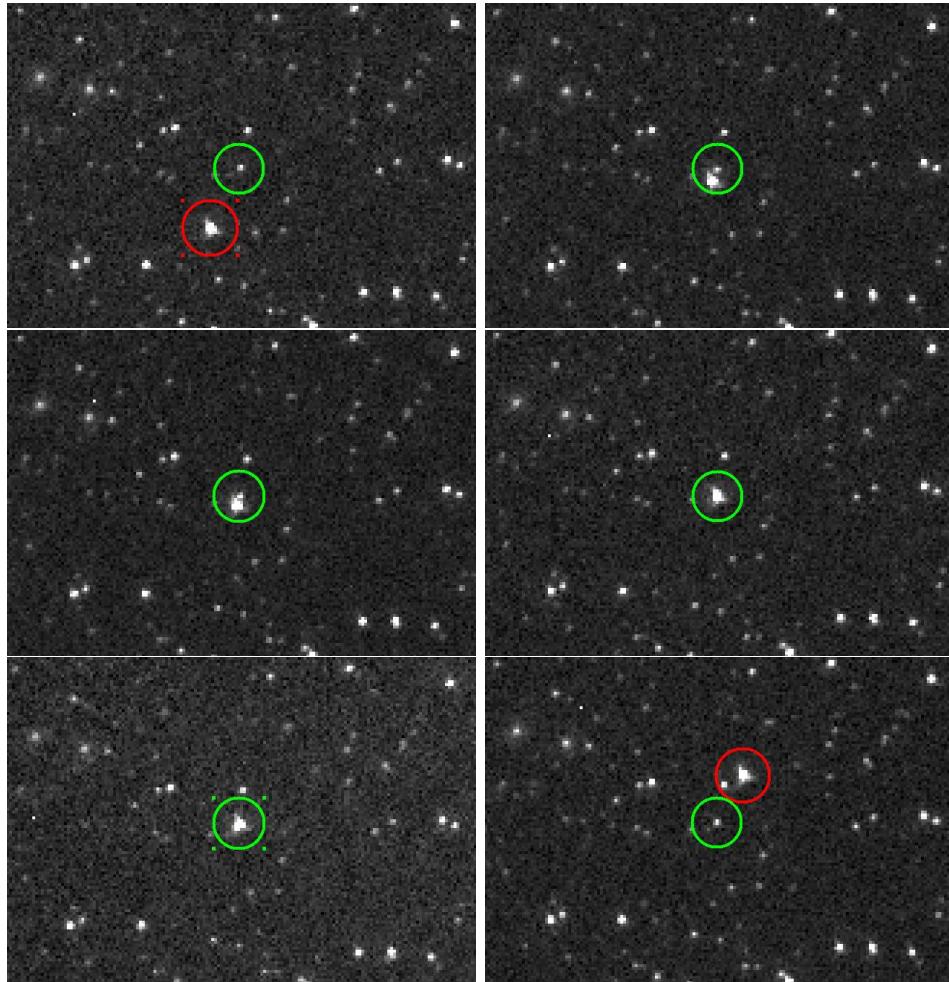
Rysunek 5.15: Migawka odsłaniająca fragment nieba przy zbieraniu ciemnej klatki (z lewej) i obraz nieba z odjętą ciemną klatką (z prawej)

Przejście planetoidy lub planety przez gwiazdę

Jeśli przed gwiazdą przejdzie planetoida lub planeta to doda ona swoje światło do światła gwiazdy. Spowoduje to chwilowe pojaśnienie. Takie zjawiska rzeczywiście były obserwowane w eksperymencie *Pi* (rysunek 5.16).



Rysunek 5.16: Krzywa blasku gwiazdy przed którą przechodzi planetoida lub planeta.



Rysunek 5.17: Przejście planetoidy przed gwiazdą.

Bibliografia

- [GCVS] Kholopov et. al., Combined General Catalogue of Variable Stars, 4.1 Ed (II/214A). (1998)
- [GCVS2] GCVS wb site: <http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/>
- [ASAS] Strona projektu ASAS: <http://www.astrouw.edu.pl/gp/asas/asas.html>
- [ASAS3] Pojmanski, G. 2001, The All Sky Automated Survey (ASAS-3) System - Its Operation and Preliminary Data., in: Small Telescope Astronomy on Global Scales, ASP Conference Series Vol. 246, IAU Colloquium 183. Edited by Bohdan Paczynski, Wen-Pin Chen, and Claudia Lemme. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, p.53.
- [Asas02] Pojmanski, G. 2002, The All Sky Automated Survey. Catalog of Variable Stars. I. 0^h - 6^h Quarter of the Southern Hemisphere. Acta Astronomica, 52, 397.
- [TychoWeb] Tycho-2 catalog web page: <http://www.astro.ku.dk/erik/Tycho-2/>
- [Tycho00] The Tycho-2 catalogue of the 2.5 Milion Brightest Stars, E. Høg et. al., Astronomy and Astrophysics, v.355, p.L27-L30 (2000)
- [Tycho00-2] Construction and Verification of the Tycho-2 Catalogue, E. Høg et. al. Astronomy and Astrophysics, v.357, p.367-386 (2000)
- [Wikipedia] <http://www.wikipedia.org>
- [Wikipedia] http://en.wikipedia.org/wiki/Variable_star
- [LK64] An RR Lyrae Survey With The Lick 20-inch Astrograph II. The Calculation of RR Lyrae Periods By Electronic Computer, Lafler, J. and Kinman, T.D. ApJS 11, p 216-222.
- [ST78] Period Determination Using Phase Dispersion Minimization (PDM), Stellingwerf, R.F. 1978, ApJ 224, 953-960.
- [NRC] Search Algorithm For Weak Periodic Signals In Unevenly Spaced Time-Series, Press, W.H. and Teukolsky, S.A., Numerical Recipes, Cambridge Univ. Press.
- [HB86] A Prescription for Period Analysis of Unevenly Sampled Time Series, Horne, J. and Baliunas, S. 1986, ApJ 302, 757-763.
- [SC89] On advantage in using analysis of variance for period determination, A. Schwarzenberg-Czerny, 1989, M.N.R.A.S. 241, 153
- [SC91] Accuracy of period determination, A. Schwarzenberg-Czerny, 1991, M.N.R.A.S. 253, 198

- [SC96] Fast and Statistically Optimal Period Search in Uneven Sampled Observations, A. Schwarzenberg-Czerny, 1996, *Astrophys. J.* 460, L107
- [SC98] Period Search in Large Data (review), A. Schwarzenberg-Czerny, 1998, in (Ed.) E.G. Meistas & P. Moskalik, proceedings of The 4-th WET workshop, Koninki 1997, *Baltic Astronomy*, 7, 43
- [SC99] Optimum Period Search: Quantitative Analysis, A. Schwarzenberg-Czerny, 1999, *Ap.J.*, 516, 315
- [DE74] T.J. Deeming (1975) Fourier analysis with unequally-spaced data. *Astrophysics and Space Science* 36,137-158.
- [WR26] The calculus of Observations, 1926 (London: Blackie and Son).
- [DW82] A period-finding method for sparse randomly spaced observations or „How long is a piece of string?“, M. M. Dworetzky, *Mon. Not. R. astr. Soc.* (1983) 203, 917-924
- [GRB1] Gamma Ray Bursts – a brief history, NASA, http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/science/know_11/GRB_history.pdf
- [GRB2] A Brief History of the Discovery of Cosmic Gamma-Ray Bursts, J.Bonnell, <http://antwrp.gsfc.nasa.gov/htmltest/jbonnell/www/grbhist.html>
- [GRB3] R.Klebesadel, I. Strong and R. Olson, *Observations of Gamma Ray Bursts of Cosmic Origin*, *Ap. J. Let.* 182:L85
- [ROO] C.Akerlof, et. al., *Observations of contemporaneous optical radiation from a gamma-ray burst*, *Nature* 398, 400
- [WIJ] R.Wijers, M.Rees *Shocked by GRB 970228: the afterglow of a cosmological fireball*, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 288, Issue 4, pp. L51-L56. =astro-ph/9704153
- [KECK] S. Djorgovski, et. al., *The optical counterpart of the gamma-ray burst GRB 970508*, *Nature* 387, 876
- [HST] E.Pian et. al., *Hubble Space Telescope Imaging of the Optical Transient Associated with GRB 970508*, *The Astrophysical Journal*, volume 492, part 2 (1998), pages L103-L106.
- [AGE] M. Bolte & C. J. Hogan, *Conflict over the age of the Universe* *Nature* 376, 399 - 402
- [KUB] Kubiak, *Gwiazdy i materia międzygwiazdowa*
- [OGLE] A.Udalski, M.Kubiak and M.Szymanski, *Optical Gravitational Lensing Experiment. OGLE-2 – the Second Phase of the OGLE Project*, 1997, *Acta Astron.*, 47, 319. = astro-ph/9710091
- [KASP] G. Kasprowicz, *Zintegrowany moduł kamery CCD z układem FPGA i interfejsem USB do profesjonalnych badań astronomicznych*, praca dyplomowa magisterska, Politechnika Warszawska, 2005
- [LCO] Las Campanas Observatory, Carnegie Institution of Washington, <http://www.lco.cl>.
- [PAC01] B. Paczyński, 2001, *Monitoring All Sky for Variability*, astro-ph/0005284

- [PIL04] B. Pliecki *Fotometria gwiazd zmiennych krótkookresowych*, praca magisterska, Uniwersytet Warszawski, 2004
- [GCN] S. Barthelmy et al., *GRB Coordinates Network (GCN): A Status Report*, Proceedings of the 5th Huntsville GRB workshop, 2000, pp. 526, 731.
- [GCN2] *Gamma ray bursts Coordinates Network* web site: <http://gcn.gsfc.nasa.gov>
- [ZHA03] B. Zhang, P. Meszaros, astro-ph/0311321.
- [PAC01] B. Paczynski, astro-ph/0108522.
- [PAC05] B. Paczynski, P. Haensel, astro-ph/0502297.
- [Ray06] Probhas Raychaudhuri, *Total Solar Irradiance Variability and the Solar Activity Cycle*, astro-ph/0601335
- [PIR99] Tsvi Piran, *Gamma-ray Bursts - A Puzzle Being Resolved*, astro-ph/9907392
- [HOFF96] Dorrit Hoffleit *History of the discovery of the Mira Stars*, 1996, <http://www.aavso.org/vstar/vsots/mirahistory.shtml>
- [PSQL] PostgreSQL, <http://www.postgresql.org>
- [APACHE] Apache httpd server, <http://httpd.apache.org>
- [Java] Java programming language, <http://java.sun.com>
- [Php] Php: Hypertext Preprocessor, <http://www.php.net>
- [Smarty] Smarty Template Engine, <http://smarty.php.net>
- [Javascript] Javascript: <http://www.ecma-international.org/publications/standards/ECMA-262.HTM>
- [JpGraph] Jpgraph: Object-Oriented Graph creating library for PHP, <http://www.aditus.nu/jpgraph>
- [ROOT] Rene Brun and Fons Rademakers, ROOT - An Object Oriented Data Analysis Framework, Proceedings AIHENP'96 Workshop, Lausanne, Sep. 1996, Nucl. Inst. & Meth. in Phys. Res. A 389 (1997) 81-86. See also <http://root.cern.ch>.
- [MS06] Małgorzata Sawitus, *Bazy danych astronomicznych*, praca magisterska, Uniwersytet Warszawski 2006.
- [Simbad] <http://simbad.u-strasbg.fr>
- [AMC01] *Robust statistics: a method of coping with outliers*, amc technical brief, No.6 Apr 2001.
- [LWP] *Poszukiwania błysków światła widzialnego towarzyszących pozagalaktycznym błyskom gamma*, praca magisterska, Uniwersytet Warszawski 2005.