Przewodnik po fotometrii CCD AAVSO

wersja 1.1

AAVSO
49 Bay State Road
Cambridge, MA 02138
Phone: +1 617 354-0484
Email: aavso@aavso.org

Copyright 2014 AAVSO
ISBN 978-1-939538-10-9

Spis Treści

Przedmowa 3

Podziękowania 4

Rozdział 1: A więc chcesz zostać fotometrystą? 5

Rozdział 2. Gwiazdy zmienne – co, dlaczego i jak je mierzyć 7
- Co mierzymy używając fotometrii? 7
- Dlaczego używamy fotometrii? 7
- Jak dokonujemy pomiarów fotometrycznych? 8

Rozdział 3. Instrumenty i oprogramowanie 10
- Teleskop i montaż 10
- Kamera CCD 11
- Filtry 16
- Komputer i oprogramowanie 17
- Mapy 18

Rozdział 4: Akwizycja i przetwarzanie obrazów 20
- Uzyskiwanie obrazów kalibracyjnych 20
- Zbieranie materiału naukowego 23
- Przypadki specjalne i inne problemy 25
- Kontrola uzyskanych obrazów 27

Rozdział 5: Fotometria – pomiary obrazów 30
- Co to jest fotometria różnicowa? 30

Rozdział 6. Transformacja danych 36
- Dlaczego transformacja jest konieczna? 36
- Jak dokonać transformacji do systemu standardowego? 36
- Postawowe założenia 36
- Wyznaczanie współczynników transformacji 37
- Uwzględnianie współczynników w obserwacjach 42

Rozdz 7: Fotometria a nauka 44
- Filtry w fotometrii 44
- Względy czasowe: różna zmienność, czasy ekspozycji i rytmiczność 45
- Wyjątki 48

Dodatek A: Czym jest światło gwiazd? 49

Dodatek B: Jak i dlaczego gwiazdy świecą? 50

Dodatek C: Wysyłanie obserwacji do AAVSO 53

Dodatek D: Źródła 57

Index 58

Przedmowa

Podręcznik *AAVSO Guide to CCD Photometry* pojawił się i istnieje w różnych postaciach od kiedy obserwatorzy zrzeszeni w AAVSO zaczęli w latach dziewięćdziesiątych zeszłego stulecia używać kamer CCD. Od tego czasu nastąpił znaczny wzrost ilości informacji gromadzonych przy użyciu CCD i obecnie dane te stanowią ponad 80 procent wszystkich danych wysyłanych do AAVSO każdego roku. Sytuację tę zawdzięczamy spadającym cenom oraz wzrastającym możliwościom dostępnych dla amatorów kamer CCD i można oczekiwać, że w przyszłości ilość danych uzyskiwanych przy pomocy tej metody będzie rosła.

Łatwość z jaką można uzyskać dane przy użyciu kamery CCD niekoniecznie idzie w parze z łatwością uzyskania z nich wartościowej naukowej informacji. W tej wersji podręcznik *AAVSO Guide to CCD Photometry* został praktycznie napisany od nowa, z dużym naciskiem *nie na generowanie danych, ale na uzyskanie informacji naukowych*. Wciąż znajdziemy w nim opis podstawowych aspektów obsługi CCD, redukcji danych, ale głównym celem podręcznika jest pomoc w otrzymaniu informacji, które będą miały wartość naukową tak dużą, jak to jest możliwe. AAVSO kładzie nacisk bardziej na wartość naukową zgromadzonych danych, niż na ich ilość, a obserwatorzy używający kamer CCD będą musieli dopasować się do tego podejścia, podobnie jak zrobili to obserwatorzy wizualni i inni. Naukowa wartość zgromadzonych danych ma o wiele większą wagę, niż ich duża ilość.

Podręcznik który czytacie ma służyć początkującym i średniozaawansowanym obserwatorom posiadającym zestaw obserwacyjny wyposażony w kamerę CCD i pragnącym go wykorzystać w celu uzyskania dobrej jakości danych fotometrycznych gwiazd zmiennych. Przy użyciu niewielkiego teleskopu i kamery CCD możliwe jest otrzymanie tego typu danych równie wysokiej jakości, jak tych otrzymywanych w profesjonalnych obserwatoriach i zasadniczo nie ma żadnej różnicy pomiędzy danymi uzyskanymi przez amatorów i profesjonalistów. Spróbujemy te różnice zmniejszyć jeszcze bardziej. Opiszemy jak uzyskać dane z sprzętu, ale także wyjaśnimy jak i dlaczego robić to we właściwy sposób, aby otrzymane *dane* dostarczyły badaczom użytecznych *informacji*.

Prace nad tym podręcznikiem trwają nieustannie i w dużej mierze polegamy na społeczności, która pomaga nam rozwijać i dokumentować najważniejsze aspekty obserwacji przy użyciu kamer CCD. Niektóre przedstawione tutaj informacje mogą być niezrozumiałe albo nieaktualne. W takiej sytuacji prosimy o opinię na temat, co może zostać w nim poprawione.

Opinie oraz sugestie prosimy wysyłać na adres aavso@aavso.org.

Pogodnych nocy,

Sara Beck, *AAVSO Technical Assistant, Science Team*
Arne Henden, *AAVSO Director Emeritus*
Matthew Tempelton, *AAVSO Science Director*

Podziękowania

AAVSO oraz autorzy tego podręcznika pragną wyrazić swoje podziękowania
za wkład w powstanie publikacji dla:

Za czas włożony w opracowanie narzędzi do transformacji:

Gordon Myers
Richard Sabo
George Silvis

Za pomoc, zachętę oraz wartościowe opinie:

Dave Cowall
Tim Crawford
Blake Crosby
Thibault de France
Allan Hollander
Robert Jenkins
Ken Menzies
John O'Neill
Sebastián Otero
Miguel Rodrigues
Phil Sullivan
Gary Walker

Opublikowano (wersja 1.0): wrzesień 2014
Wersja 1.1: luty 2015
3 marca 2015: aktualizacja rozdziału 6
11 stycznia 2016: drobne zmiany w rozdziale 4
9 lutego 2016: drobne zmiany w dodatku C
26 lutego 2016: poprawione wykresy na rysunku 3.1, rozdział 3

Serdeczne podziękowania dla naszych polskich tłumaczy, którzy wykonali sporo niezwykłej pracy, aby przetłumaczyć ten podręcznik na wersję polską:

Roman Korczyk
Łukasz Socha
Dominik Gronkiewicz
Adam Popowicz

Skład: „Fisher"
Korekta: Krzysztof Kida

Uwagi na temat polskiego tłumaczenia prosimy wysłać na adres: redakcja@proxima.org.pl

Rozdział 1: A więc chcesz zostać fotometrystą?

Jeśli posiadasz teleskop z kamerą CCD, albo masz dostęp do takiego zestawu, możesz go wykorzystać do obserwacji gwiazd zmiennych i uzyskania danych o dużej wartości naukowej. AAVSO wspiera kilka różnych sposobów prowadzenia obserwacji, z których obserwacje CCD oraz wizualne (przy użyciu oka nieuzbrojonego albo z pomocą teleskopu) to dwa najpopularniejsze. Oba sposoby obserwacji mają swoje silne i słabe punkty i każdy z nich ma swoją rację bytu w astronomii gwiazd zmiennych. Niniejszy przewodnik ma na celu pomóc początkującemu obserwatorowi w staniu się lepszym obserwatorem fotometrystą. To najważniejszy cel naszej misji, ponieważ jakość danych, które otrzymujemy od obserwatorów, wpływa bezpośrednio na wyniki prac, które prowadzą naukowcy w oparciu o te dane. Kamera CCD jest w stanie zarejestrować dane fotometryczne o bardzo dobrej jakości, ale podobnie jak w przypadku większości instrumentów naukowych, jesteśmy z jej pomocą uzyskać dane o bardzo **złej** jakości. Naszym celem jest pomóc w uzyskaniu danych **dobrej** jakości.

Nasza społeczność obserwatorów CCD wywodzi się z kilku różnych grup. Niektórzy obserwatorzy wizualni skierowali swoje zainteresowania w stronę obserwacji CCD. Niektórzy amatorzy używający CCD do astrofotografii chcieli zacząć robić coś więcej. Niektórzy używający zdalnych albo współdzielonych instrumentów do obserwacji astronomicznych chcieli zmaksymalizować wartość tych obserwacji. A jeszcze inni może przeczytali jakiś artykuł opisujący obserwacje gwiazd zmiennych i pomyśleli *Chcę tego spróbować!* I może w ten sposób bezpośrednio wskoczyli na głęboką wodę obserwacji CCD.

Żeby niepotrzebnie nie komplikować opisów, w przewodniku zakładamy, że już posiadasz podstawową wiedzę astronomiczną – powinieneś wiedzieć jak gwiazdy poruszają się na niebie w ciągu nocy, jakich współrzędnych używamy w astronomii (takich jak rektascencja czy deklinacja) i co oznacza wielkość gwiazdowa magnitudo. Zakładamy także, że wiesz już jak uruchomić i obsługiwać twój teleskop, jak podłączyć kamerę CCD do komputera i jak używać dołączonego do niej oprogramowania. Na tym etapie powinieneś być w stanie skierować teleskop w określone miejsce na niebie i wykonać zdjęcie. Jeśli udało ci się otrzymać zdjęcie gromady gwiazd, mgławicy, galaktyki, czy po prostu pola gwiazd, z którego jesteś zadowolony, to wiesz już wszystko, co powinieneś wiedzieć. Jeśli jednak dopiero zaczynasz przygodę z nowym instrumentem, najpierw musisz nauczyć się go obsługiwać oraz wykonywać zdjęcia.

Równocześnie powinieneś już swobodnie posługiwać się oprogramowaniem dostarczonym razem z teleskopem lub kamerą, lub przynajmniej posiadać odpowiednie instrukcje obsługi. Większość dostarczanego wraz kamerami CCD oprogramowania posiada wszystko, czego potrzebujesz w celu uzyskania obrazów o naukowej wartości. W dalszej części przewodnika pokazane zostanie jak z otrzymanych obrazów wyłuskać interesujące nas informacje. Zrobić to można przy użyciu większości komercyjnie dostępnych pakietów oprogramowania, a także na przykład z programem *VPhot* dostępnym na witrynie AAVSO. Więcej na ten temat napiszemy nieco później.

Ogólnie rzecz biorąc nie musisz być inżynierem, ani matematykiem, ani astrofizykiem, aby uzyskać dobrej jakości wyniki. Zakładamy, że posiadasz pewną wiedzę w zakresie algebry i trygonometrii – wiele z obliczeń w fotometrii CCD może być zautomatyzowane przy użyciu arkusza kalkulacyjnego, ale znajomość ich podstaw matematycznych jest potrzebna, aby zrozumieć jakie informacje należy do nich wprowadzić i jakie dane w wyniku otrzymamy. Musisz wyrobić sobie nawyk uważnego sprawdzania otrzymanych rezultatów oraz oceniania czy mają one sens, za każdym razem, kiedy wysyłasz wyniki obserwacji.

I w końcu zakładamy również, że interesujesz się zarówno gwiazdami zmiennymi jak i otrzymywaniem dotyczących ich wartościowych danych naukowych. Wiedza na temat gwiazd zmiennych przynajmniej na poziomie ich rozróżnienia od gwiazd nie będących zmiennymi będzie na pewno sporym plusem, jeśli chcesz zająć się obserwacjami przy użyciu kamery CCD. Ale możesz też uczyć się w trakcie obserwacji, a podstawy tej wiedzy znajdziesz w następnym rozdziale „fotometria gwiazd zmiennych". Wielu z naszych najlepszych obserwatorów CCD rozpoczynało swoją przygodę jako obserwatorzy wizualni i stąd wszystkich zachęcamy do przeczytania bliźniaczego przewodnika *AAVSO Manual for Visual Observing of Variable Stars*.

Warto zauważyć, że uzyskanie „dobrych danych" może być związane z popełnianiem różnych błędów i (co bardzo ważne) uczeniem się na nich. Otrzymywanie **bardzo dobrych** danych jest skomplikowane i wymaga sporo wysiłku. Łatwo jest uzyskać złej jakości dane z obserwacji CCD, ale też stosunkowo łatwo jest uzyskać dane dobrej jakości. Trudniej jest natomiast uzyskać **bardzo dobrej** jakości dane, niezależnie

od tego czy jesteś amatorem, czy profesjonalistą, ale jesteśmy przekonani, że **możesz** to zrobić jeśli okoliczności na to pozwolą. W innym przypadku nie pisalibyśmy tego. Popełnianie błędów jest dopuszczalne pod warunkiem, że uczymy się z nich czegoś nowego. Wtedy jesteśmy na dobrej drodze do uzyskania danych o dobrej jakości.

Fotometria

Kiedy „obserwujemy" gwiazdę zmienną, mamy na myśli mierzenie ilości światła, jaką gwiazda wypromieniowuje w danym momencie. Powtarzamy ten pomiar raz za razem tak często, jak jest to potrzebne do rejestracji zmienności gwiazdy. Jeśli nasze pomiary są spójne i dokładne, możemy stworzyć fizyczny model, który będzie próbował wyjaśnić sposób, w jaki gwiazda zmienia swoją jasność. Im lepsze są pomiary, tym dokładniejszy będzie model. Proces pomiaru ilości światła docierającego z gwiazdy nazywamy **fotometrią**, a osoba która ten proces prowadzi to *fotometrysta*. Mamy nadzieję, że po przeczytaniu tego przewodnika staniesz się jednym z nich.

Choć istnieje wiele czynników wpływających na pomiar w sposób mogący ułatwić badaczom stworzenie realistycznego modelu gwiazdy zmiennej, to nie wszystkie z nich będą dla ciebie istotne. W przypadku niektórych gwiazd wystarczy jedynie skierować na nie teleskop, zrobić kilka zdjęć i dokonać prostej obróbki. Choć sposób ten czasami jest wystarczający, jednak w większości przypadków nie sprawdza się. Zazwyczaj będziesz wykonywał kamerą jedno lub więcej zdjęć obiektu podczas jednej nocy, a następnie odwiedzał ten sam kadr ponownie wiele razy podczas kolejnych nocy. A czasami możesz spędzić wiele godzin podczas tej samej nocy tylko przy jednym wybranym obiekcie, rejestrując jego obrazy tak często, jak to możliwe. Będziesz mógł używać jednego lub większej ilości *filtrów*, aby mierzyć światło w ściśle określonym zakresie długości fal. A nawet będziesz spędzał pewną ilość czasu na mierzeniu jasności gwiazd, które nie są gwiazdami zmiennymi, żeby lepiej *skalibrować* swoje obserwacje. Wszystkie te czynności i wiele innych będą potrzebne do przekonwertowania twoich obserwacji w użyteczne dane.

Fotometria to pomiar jasności obiektu dowolnym sposobem. W tym przewodniku opiszemy sposoby wykonywania fotometrii przy użyciu kamer CCD, ale takie kamery to nie jedyny instrument, którym możemy takie pomiary robić, a twoim głównym celem nie jest zostać „dobrym obserwatorem CCD", ale dobrym *fotometrystą używającym kamery CCD.* To spora różnica. Prawie każdy potrafi przeciąć piłą kawałek drewna na pół, ale to nie czyni z niego stolarza. Kamera CCD dostarczy nam danych liczbowych, które w komputerze zostaną zmienione w kolejne liczby i być może w jeszcze inne liczby w programie do analizy, w arkuszu kalkulacyjnym i tak dalej. Jeśli zastosowany proces nie będzie prawidłowy, to takie liczby nie będą miały nic wspólnego z fotometrią. Nie skupiaj się na technologii, skup się na celu. Celem nie jest otrzymanie *liczb*; celem jest uzyskanie *wiedzy*, która może prowadzić do *zrozumienia*. Pokażemy ci jak i dlaczego to zrobić.

Rozdział 2. Gwiazdy zmienne – co, dlaczego i jak je mierzyć

Co mierzymy używając fotometrii?

Gwiazdy zmienne to gwiazdy, których jasność zmienia się w mierzalny sposób na skutek procesów zachodzących w ich wnętrzu, lub wokół nich. Istnieje wiele typów gwiazd zmiennych, a każdy z nich reprezentuje inny sposób, w jaki zachodzą zmiany jasności. Gwiazdy mogą z upływem czasu zmieniać swój rozmiar, kształt lub temperaturę (gwiazdy pulsujące), ich jasność może się gwałtownie zmieniać na skutek zachodzących w ich otoczeniu procesów fizycznych (gwiazdy wybuchowe), albo część pochodzącego od nich promieniowania może być przesłaniana przez orbitujące wokół inne składniki (gwiazdy zaćmieniowe, egzoplanety). Wspólną cechą tych zjawisk są fizyczne zmiany w samej gwieździe lub jej bezpośrednim sąsiedztwie. Podczas obserwacji okiem nieuzbrojonym możemy zauważyć, że gwiazdy na niebie migoczą. Jednak nie świadczy to o ich zmienności; jest to wpływ turbulencji w atmosferze ziemskiej. Źródło zmian jasności gwiazd zmiennych jest w nich samych, a nie w zjawiskach zachodzących na Ziemi lub w ziemskiej atmosferze.

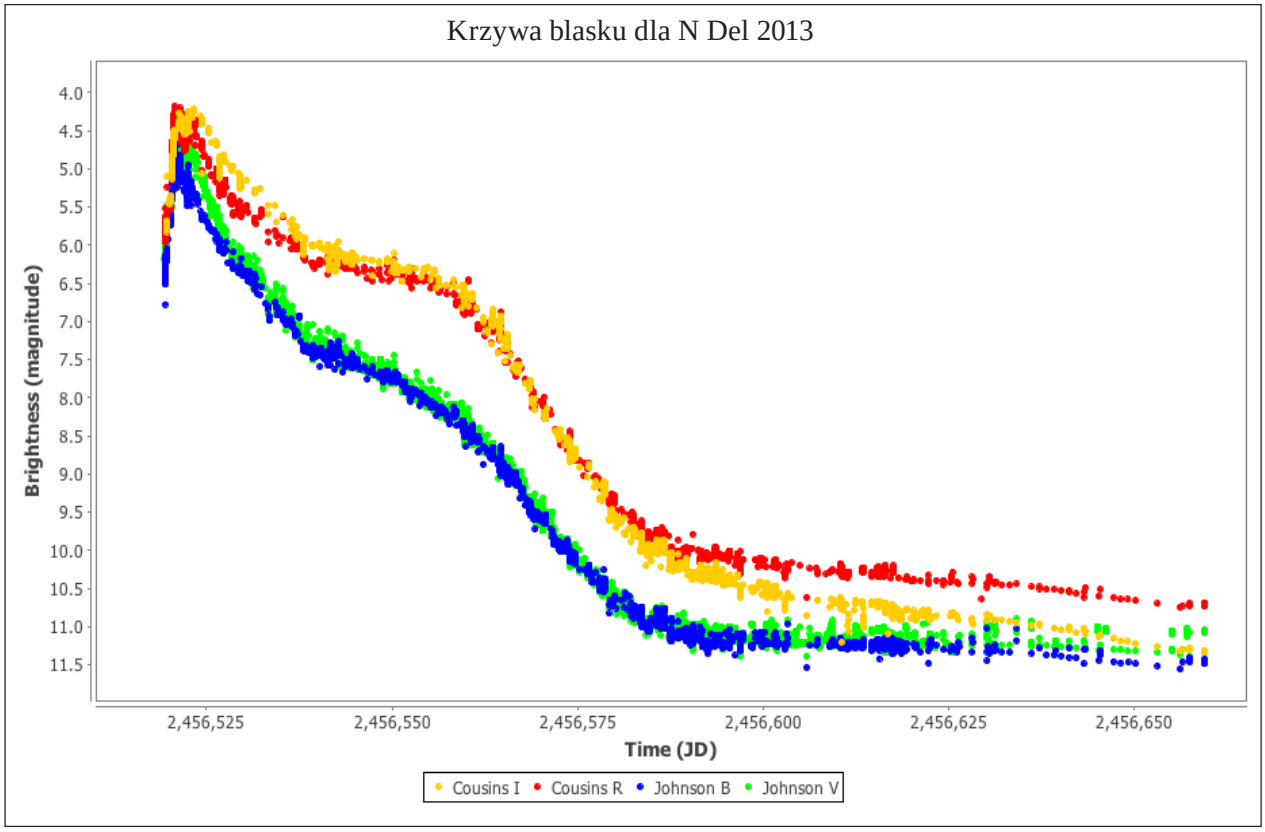
Skala czasowa, w jakiej zachodzą zmiany jasności gwiazd zmiennych jest różna dla różnych typów zmienności. W przypadku niektórych gwiazd będą to tygodnie, miesiące, a nawet lata, zanim jasność gwiazdy zmieni się w mierzalny sposób. Dla innych będą to dni, godziny, minuty, sekundy, a czasami o wiele mniej. Niektóre gwiazdy zmieniają swoją jasność regularnie i w ściśle określony sposób. Inne podlegają chaotycznym zmianom, których nie można w żaden sposób dokładnie przewidzieć. Niektóre obiekty zmieniają swoją jasność w ten sam sposób przez stulecia, podczas kiedy inne – jak supernowe – mogą nagle rozbłysnąć i następnie zniknąć i nie być nigdy ponownie obserwowane.

Również jasność pozorna (czyli ta, którą obserwujemy) oraz całkowita luminancja (czyli całkowita ilość emitowanego promieniowania) zawierają się w szerokim zakresie. Gwiazda może promieniować znaczne ilości światła, ale jednocześnie być położona wiele tysięcy lat świetlnych od nas i jej jasność obserwowana będzie niewielka. Jeszcze inną cechą gwiazd zmiennych jest *amplituda* zmian jasności – czyli różnica pomiędzy jasnością gwiazdy, kiedy świeci ona najsłabiej i najmocniej. Zmiany jasności niektórych gwiazd mogą osiągać dziesięć i więcej wielkości gwiazdowych, co odpowiada zmianom w luminancji ponad dziesięć tysięcy razy, to ogromna zmiana! Z drugiej strony jasność innych gwiazd może się zmieniać o jedną tysięczną wielkości gwiazdowej, albo mniej, i takich zmian nie będziesz w stanie zarejestrować. Pomiędzy tymi skrajnymi wartościami jest niezliczona ilość gwiazd zmiennych i na pewno nigdy nie zabraknie dla ciebie obiektów do badań, niezależnie od wielkości teleskopu którym dysponujesz.

Dlaczego używamy fotometrii?

Gwiazdy zmienne są interesujące z wielu powodów, ale badamy je głównie dlatego, że przypominają one laboratoria fizyczne. Nie możemy przenieść się w okolice gwiazdy zmiennej, żeby ją zbadać. Ale jeśli zrozumiemy w jaki sposób jasność takiej gwiazdy się zmienia, możemy się dowiedzieć więcej o tym w jaki sposób działa kosmos. Te same podstawowe procesy fizyczne, które mają miejsce na Ziemi – grawitacja, mechanika płynów, elektromagnetyzm, światło i ciepło, chemia i fizyka kwantowa – działają dokładnie w taki sam sposób w całym wszechświecie. Obserwując jak gwiazda zmienia się z upływem czasu, możemy się dowiedzieć dlaczego tak się dzieje. Nasze obserwacje dostarczają surowych danych pomagających badaczom zadawać właściwe pytania. Naukowcy mogą bez końca spekulować na temat różnych zjawisk i procesów, ale wszystkie hipotezy w końcu muszą zostać zweryfikowane, aby w naukowym zrozumieniu świata następował postęp. To właśnie tutaj wkraczają na scenę obserwacje i to tu jest miejsce, w którym będziesz miał największą szansę na własny udział w nauce o gwiazdach zmiennych. Jeśli dostarczysz badaczom prawidłowe i dokładne wyniki, będą oni potrafili stworzyć dokładne modele wszechświata, a nasze zrozumienie jego działania będzie lepsze i pełniejsze. Z drugiej strony, jeśli dostarczymy im wyniki złej jakości, otrzymane modele będą nieprawidłowe, co może utrudnić i powstrzymać postęp w tej dziedzinie.

Na pytanie dlaczego gwiazdy zmienne są interesujące, można też odpowiedzieć w szerszym kontekście. Gwiazdy zmienne często są w stanie pokazać nam więcej, niż tylko zachowanie gwiazdy w danym momencie. Mogą nam także dostarczyć informacji na temat okoliczności, w jakich gwiazdy powstają, jak przebiega ich ewolucja i jak giną. Zdobywanie wiedzy na temat tego czym są gwiazdy i dlaczego



Krzywa jasności gwiazdy nowej N Del 2013 (V339 Del) wyznaczona w programie VStar. Warto zwrócić uwagę w sposób w jaki zmienia się jasność całkowita, ale zmienia się także jasność względna pomiędzy obserwacjami wykonanymi w różnych pasmach na skutek różnorakich procesów fizycznych zachodzących podczas wybuchu gwiazdy nowej.

zachowują się tak a nie inaczej, daje nam bardziej kompletny obraz wszechświata w którym żyjemy, zarówno obecnie jak i w kosmologicznej skali czasu, dostarczając informacji o wielu obiektach, począwszy od planet i gwiazd, aż po galaktyki i ich gromady.

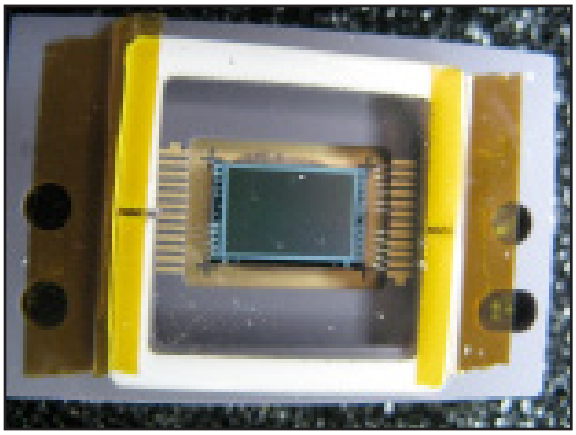
W niniejszym dokumencie będziemy się zajmowali przede wszystkim zmiennością w widzialnym zakresie widma – w zakresie rejestrowanym przez ludzkie oko – ale trzeba pamiętać, że istnieje wiele gwiazd, które zmieniają ilość wypromieniowywanej energii w zakresie od fal radiowych, aż po zakres promieniowania rentgenowskiego oraz gamma. Często gwiazdy są zmienne zarówno w widzialnym zakresie promieniowania oraz w innych przedziałach, a zazwyczaj nawet w zakresie widzialnym możemy zaobserwować różnice w zmienności gwiazdy w zależności od długości fali promieniowania. To bardzo ważna informacja, szczególnie w kontekście obserwacji CCD: często nie interesuje nas jedynie zmiana całkowitej jasności gwiazdy, ale zmiana jasności w funkcji długości fali promieniowania.

Znajomość zarówno zmiany jasności całkowitej jak i zmiany jasności w funkcji długości fali może nam pomóc w zrozumieniu zjawisk fizycznych leżących u podstaw zmienności gwiazdy, a jest to główny cel badania gwiazd zmiennych. W dalszej części przewodnika poświęcimy nieco więcej czasu na opisanie sposobów, w jakich możemy mierzyć (albo przynajmniej ocenić) właściwości widmowe obserwowanych gwiazd. Będziemy wtedy posiadali dużo pełniejszy obraz tego, w jaki sposób i dlaczego niektóre gwiazdy zmieniają jasność.

Jak dokonujemy pomiarów fotometrycznych?

Odpowiedź na to pytanie będzie stanowiła treść tego przewodnika, ale w skrócie polega to na wykorzystaniu urządzenia elektronicznego – kamery CCD – do pomiaru ilości fotonów pochodzących od gwiazdy zmiennej oraz od jednej lub większej ilości gwiazd porównania zarejestrowanych przez nasz zestaw w tym samym czasie. Razem z tymi danymi będziesz potrzebował dodatkowych danych kalibracyjnych, w celu przekształcenia twojego pomiaru w gotowy, fizyczny pomiar jasności gwiazdy w określonym momencie. Powtarzając ten pomiar raz za razem będziesz w stanie określić jak jasność gwiazdy zmienia się w czasie. Taka jest idea fotometrii, niezależnie od tego, czym wykonujemy pomiary. Poświęcimy teraz kilka chwil na wyjaśnienie tego, co dzieje się wewnątrz kamery w trakcie wykonywania ekspozycji.

Sercem kamery CCD jest wykonany z krzemu element półprzewodnikowy, który podzielony jest na pewną ilość naładowanych i odizolowanych od siebie części, które nazywamy „pikselami". Jest to matryca CCD. Kiedy matryca wystawiona jest na działanie światła, fotony lądujące w pikselu w wyniku efektu fotoelektrycznego uwalniają elektrony. Każdy piksel i związane z nim bramki elektroniczne zachowują się jak niewielki kondensator gromadzący te elektrony w miarę ich uwalniania przez padające światło. Ładunek w każdym pikselu jest gromadzony aż do momentu, kiedy następuje odczyt matrycy przez elektronikę kamery. Podczas odczytu zgromadzony ładunek jest mierzony i daje na wyjściu sygnał analogowy w postaci napięcia, który następnie jest konwertowany w przetworniku analogowo-cyfrowym na wartość cyfrową. Dane przesyłane z kamery CCD do komputera składają się z dwóch informacji: z pozycji piksela na matrycy, oraz z cyfrowej postaci ładunku zawartego w pikselu w momencie odczytu. Z tych danych tworzony jest obraz.



Przykładowa matryca CCD (starszego typu). Obszar detektora to szary prostokąt położony w środku zdjęcia. Na jego krawędzi znajdują się połączenia, które służą do odczytywania danych z matrycy. Połączone są one z przetwornikiem analogowo-cyfrowym umieszczonym w kamerze. (dzięki uprzejmości Arne Henden)

Jedną z informacji połączonych z otrzymanym obrazem jest *czas*, w którym został on stworzony (zazwyczaj jest to zapisane w nagłówku pliku). Dzięki temu posiadamy większość informacji, które potrzebujemy – *pomiar ilości światła w określonym czasie* – do uzyskania danych fotometrycznych. Ale od momentu otwarcia migawki kamery do uzyskania końcowych wyników – czasu, wielkości magnitudo oraz błędu pomiaru – dzieli nas jeszcze kilka kroków, związanych głównie ze sposobem, w jakim nasza kamera CCD przekształca emitowane przez gwiazdę fotony o określonej długości fali w elektrony, a następnie w użyteczny sygnał. To dość długi, ale prosty proces kalibracji, który przekształca dane CCD w dane fotometryczne. Proces kalibracji związany jest z pomiarem:

- szumu związanego z elektroniką kamery,
- specyfiki toru optycznego zestawu, począwszy od apertury aż do matrycy CCD,
- odpowiedzi naszego zestawu na sygnał w funkcji długości fali padającego światła, oraz…
- ekstynkcji atmosferycznej w funkcji długości fali światła.

Każdy z tych kroków będzie w dalszych częściach podręcznika szerzej omówiony, na ten moment warto jedynie zapamiętać, że fotometria to sporo więcej, niż tylko wykonanie pojedynczej obserwacji. Zbieranie danych kalibracyjnych na potrzeby obserwacji gwiazd zmiennych w końcu stanie się dla ciebie codziennością, ale wcześniej wyjaśnimy co i dlaczego należy robić.

Kluczową informacją, którą należy wynieść z tego rozdziału jest to, że celem fotometrii nie są dane uzyskane z matrycy CCD i oprogramowania, którego używamy. Celem fotometrii jest *wiedza*, którą można dzięki tym danym uzyskać. W celu jej uzyskania twoje wyniki muszą reprezentować coś, co ma swoje odzwierciedlenie w fizyce i muszą być prezentowane w sposób użyteczny dla innych badaczy. To nasz cel i tak go będziemy przedstawiać w tym przewodniku.

W następnym rozdziale przedstawimy podstawowe informacje na temat oprogramowania i sprzętu, który będziesz potrzebował do rozpoczęcia fotometrii CCD. Teleskopy, montaże i kamery CCD wytwarzane przez różne firmy różnią się od siebie, ale mają też wystarczająco wiele wspólnych cech, żeby można było pokazać co i jak należy robić podczas obserwacji gwiazd zmiennych. Wiele z parametrów twojego zestawu wpływa na to, jakiego typu obiekty będziesz mógł z powodzeniem obserwować. Nie będziesz w stanie uzyskać dobrej jakości danych dla każdej gwiazdy zmiennej na niebie używając tylko jednego zestawu, niezależnie od jego ceny. Ale z drugiej strony jest wiele obiektów, które mogą być obserwowane praktycznie każdego rodzaju zestawem – należy tylko przygotować się do obserwacji i wyznaczyć te obiekty *zanim* zaczniemy obserwacje.

Rozdział 3. Instrumenty i oprogramowanie

Zakładamy, że czytelnik tego podręcznika jest już w posiadaniu teleskopu, montażu, kamery CCD i całej reszty instrumentów niezbędnych do fotometrii. Dlatego też nie będziemy tutaj opisywać w jaki sprzęt powinieneś się zaopatrzyć, ale raczej jak najlepiej wykorzystać ten, który już posiadasz. Istnieje wiele rodzajów teleskopów, kamer CCD i oprogramowania. W tym rozdziale będziemy starali się głównie przedstawić ich wspólne cechy oraz elementy, które będą istotne dla otrzymania dobrej jakości danych fotometrycznych. Powinieneś traktować ten rozdział nie jako przepis na wykonywanie pomiarów, ale raczej jako niezbędne kroki mające na celu **przygotowanie** się do fotometrii zanim udasz się do obserwatorium i rozpoczniesz pomiary.

Teleskop i montaż

Większość teleskopów bardzo dobrze współpracuje z kamerami CCD. Mniejsze z nich, jak na przykład refraktor AAVSOnet's Bright Star Monitor (BSM) nadają się do obserwacji jasnych gwiazd. Teleskopy o większej średnicy pozwalają sięgnąć do gwiazd o mniejszej jasności, kiedy to wymagana jest duża powierzchnia zbierająca światło. Ogólnie rzecz biorąc, im prostszy jest system optyczny, tym lepiej. Jeśli to możliwe, staraj się unikać stosowania dodatkowych elementów w torze optycznym, takich jak na przykład reduktor ogniskowej (który może powodować winietowanie) ani czegokolwiek innego, co może sprawić, że pole widzenia teleskopu będzie niejednorodne. Warto zauważyć, że niektóre typy teleskopów (jak na przykład teleskopy newtona) mogą posiadać wady takie jak koma, która powoduje zniekształcenie obrazu gwiazd położonych z dala od osi teleskopu. Musimy to brać pod uwagę podczas fotometrii.

Jednym z problemów jakie napotykamy podczas używania kamer CCD jest fakt, że pole widzenia jest znacznie mniejsze, niż to do którego przywykliśmy podczas obserwacji bez kamery. Ogólnie rzecz biorąc, im mniejsza światłosiła teleskopu (stosunek długości ogniskowej do apertury), tym większe będzie pole widzenia, a co za tym idzie, tym łatwiejsze jest znalezienie i uchwycenie w jednym kadrze wielu gwiazd odniesienia. W posiadanym już teleskopie można w pewnym zakresie zmieniać światłosiłę stosując reduktor ogniskowej, ale jak już wspomniano wcześniej, może to powodować innego rodzaju problemy. Ważne jest również wyeliminowanie światła rozproszonego, które może wpadać do naszego zestawu. Zazwyczaj dotyczy to w większej mierze teleskopów zwierciadlanych. Możesz odłączyć od teleskopu kamerę CCD, spojrzeć przez teleskop na nocne niebo umieszczając oko w miejscu, w którym znajduje się matryca kamery i następnie próbować zlokalizować możliwe odbicia światła od wewnętrznych powierzchni teleskopu. Jeśli zobaczysz cokolwiek więcej, niż tylko gwiazdy, to również kamera będzie rejestrowała taki sygnał i będzie to miało wpływ na otrzymywane obrazy. O ile to możliwe, to światło rozproszone powinno zostać wyeliminowane, na przykład przez użycie odpowiedniej, matowej farby, albo przez wyklejenie wnętrza tubusu czarnym welurem.

Warunkiem koniecznym do uzyskania dobrej jakości danych jest posiadanie dobrej jakości montażu. Wymagany jest montaż paralaktyczny, ponieważ montaże azymutalne będą powodowały rotację pola w trakcie dłuższych ekspozycji. Rotację taką bardzo trudno skompensować. To czy będziesz używał

Dwa z teleskopów sieci AAVSOnet: BSM-Hamren, 65mm refraktor Astro-Tech AT-65EDQ (po lewej) oraz Coker 30, teleskop Meade LX-200GPS o średnicy 30cm (po prawej)

Osłona refraktora BSM-HQ

Obserwatorium typu roll-off

montażu typu niemieckiego (GEM), czy widłowego, nie ma większego znaczenia, oba typy się sprawdzą. Wiele czasu i frustracji może zaoszczędzić posiadanie systemu GoTo sterowanego bądź z pilota, bądź z komputera. Używanie autoguidera nie jest konieczne, ale pomaga podczas długich ekspozycji, albo w czasie wykonywania serii zdjęć.

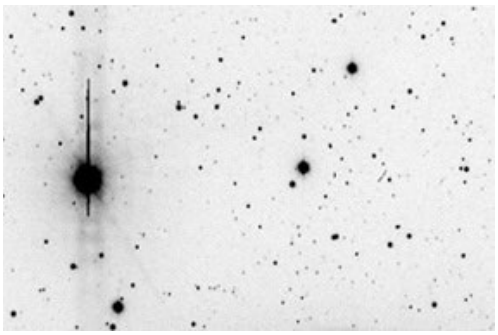
Na końcu warto jeszcze wspomnieć o ochronie naszego zestawu obserwacyjnego. Choć nie jest to absolutnie konieczne do otrzymania dobrej jakości danych, to posiadanie jakiegoś rodzaju stanowiska obserwacyjnego (z możliwością ochrony przed czynnikami atmosferycznymi) pozwoli zaoszczędzić sporo czasu oraz frustracji podczas składania i rozkładania zestawu każdej nocy. Nawet dobrej jakości, stabilna i szczelna skrzynia na kółkach, którą można nasunąć na montaż, w dłuższej perspektywie pozwoli nam wygospodarować wiele dodatkowych godzin, które byśmy bez niej spędzali na ustawianiu i przygotowywaniu zestawu do sesji. A jeśli nasza konstrukcja będzie solidniejsza, będziemy mogli bez obaw zostawić w niej naszą kamerę CCD i komputer. Jest wiele rozwiązań tego problemu i nie wszystkie są kosztowne.

Kamera CCD

Kamery CCD różnią się znacznie jakością, stopniem skomplikowania i ceną, ale większość z nich może być z powodzeniem używana do fotometrii. Istotne jest to, żeby poznać dobrze możliwości i sposób obsługi używanej kamery, żeby z jej pomocą uzyskać jak najlepsze wyniki. Pozwoli nam to właściwie zaplanować program obserwacji. Poniżej opiszemy kilka rzeczy związanych z kamerą CCD, które powinieneś przemyśleć:

Liniowość i pojemność piksela

Odpowiedź pikseli kamery na padające fotony jest liniowa: jeden foton to X jednostek, gdzie X jest do pewnego momentu stałe (zdefiniowane przez wzmocnienie kamery). Jedną z najważniejszych rzeczy, którą musimy wiedzieć o sensorze CCD jest to, że każdy piksel może pomieścić jedynie określoną ilość światła. Po przekroczeniu tej wartości – zwanej „pojemnością studni piksela" – dodatkowe fotony padające na określony piksel będą generowały elektrony, które rozleją się na sąsiednie piksele i będą powodowały efekt zwany po angielsku „blooming", który objawia się pionowymi liniami biegnącymi pionowo w górę i w dół od nasyconych pikseli. Jeszcze przed osiągnięciem nasycenia odpowiedź piksela na sygnał świetlny może stać się nieliniowa.



Zdjęcie w negatywie pokazujące efekt „bloomingu"

Niektóre kamery CCD są wyposażone w bramki ABG (ang. antiblooming gate), które zapobiegają temu zjawisku przez odciąganie nadmiarowych elektronów z piksela zanim przemieszczą się one do sąsiednich pikseli. Jest to bardzo pożądane przy robieniu artystycznych zdjęć galaktyk, ale dla fotometrii może to być niezbyt korzystne, ponieważ może zakłócić liniowość odpowiedzi sensora i dawać niedokładne wyniki.

Na szczęście dopóki znamy granicę liniowej odpowiedzi kamery ABG, możemy ją wciąż bez obaw używać do fotometrii, o ile tej granicy nie przekraczamy. Ale nawet jeśli nasza kamera nie ma bramek ABG, wciąż musimy znać wartość, przy której piksele ulegają nasyceniu. Odpowiedź sensora może przestać być liniowa dużo wcześniej, niż piksele ulegną nasyceniu, albo niż zauważymy oznaki bloomingu. Należy znać tę granicę, żeby jej nie przekraczać w czasie zbierania danych dla badanych obiektów, albo gwiazd odniesienia. Na stronie 13 w okienku informacyjnym przedstawiono sposób, w jaki możemy określić liniowość posiadanej przez nas kamery.

Wady sensora

Matryce CCD mogą czasami posiadać (albo z upływem czasu mogą się w nich objawiać) różne defekty, takie jak np. „hot piksele", uszkodzone kolumny i inne. Wady takie zazwyczaj nie oznaczają konieczności zakupu nowej kamery. Większość defektów nie jest problemem i nie wpływa na jakość wyników fotometrycznych dopóki możemy się ich pozbyć.

Jednym ze sposobów na pozbycie się efektów spowodowanych przez wady matrycy jest przejrzenie kilku gotowych zdjęć. Możesz naszkicować miejsce położenia defektów i dla każdego z nich zanotować współrzędne. Ponieważ niektóre z wad ujawniają się lub powiększają z upływem czasu, warto taką czynność powtarzać co jakiś czas, np. raz na rok. Mając taką informację pod ręką w czasie sesji można łatwo uniknąć mierzenia jasności gwiazd położonych w miejscach matrycy, w których występują wady.

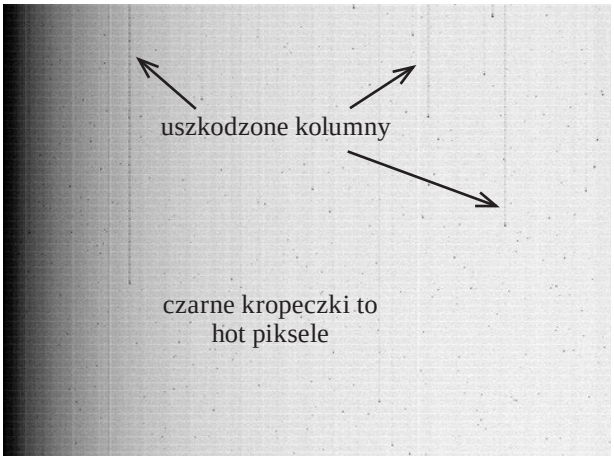
Rozdzielczość i pole widzenia

Kamera w połączeniu z teleskopem determinuje rozdzielczość oraz pole widzenia (ang. FOV) posiadanego zestawu. Należy znać te wartości i tak planować program obserwacyjny, aby był dopasowany do posiadanego zestawu.

Próbkowanie

Kiedy przyjrzymy się obrazowi gwiazdy można zauważyć, że składa się on z grupy pikseli, z których te położone bliżej środka gwiazdy są jaśniejsze, natomiast piksele na obrzeżach obrazu gwiazdy mają mniejszą jasność. Idealny obraz punktowego źródła światła tworzony przez instrument powinien układać się we wzór zwany krążkiem Airy'ego (ang. Airy disk). W praktyce światło gwiazd (które są praktycznie punktowym źródłem światła) musi przebyć drogę przez atmosferę Ziemi, która jest odpowiedzialna za rozmycie i zniekształcenie obrazu. Punkt reprezentujący obraz gwiazdy na obrazie CCD jest odzwierciedleniem seeingu (ang. seeing disk), który ma znaczny wpływ na intensywność światła. W celu zmierzenia takiego obrazu, który nie posiada wyraźnej krawędzi, naukowcy używają pojęcia „Full–Width, Half–Maximum" (FWHM). To rozmiar obrazu gwiazdy w miejscu, w którym piksele wypełnione są w połowie wartości pomiędzy wartością tła i najjaśniejszym pikselem obrazu gwiazdy.

W celu uzyskania jak najlepszych danych fotometrycznych, powinniśmy próbkować obraz tak, żeby FWHM obrazu gwiazdy było rozłożone na dwa do trzech pikseli. Pomoże to zmaksymalizować stosunek sygnału do szumu (ang. SNR) oraz poprawi dokładność pomiarów.



Zdjęcie w negatywie klatki bias pokazujące położenie hot pikseli oraz uszkodzonych kolumn matrycy

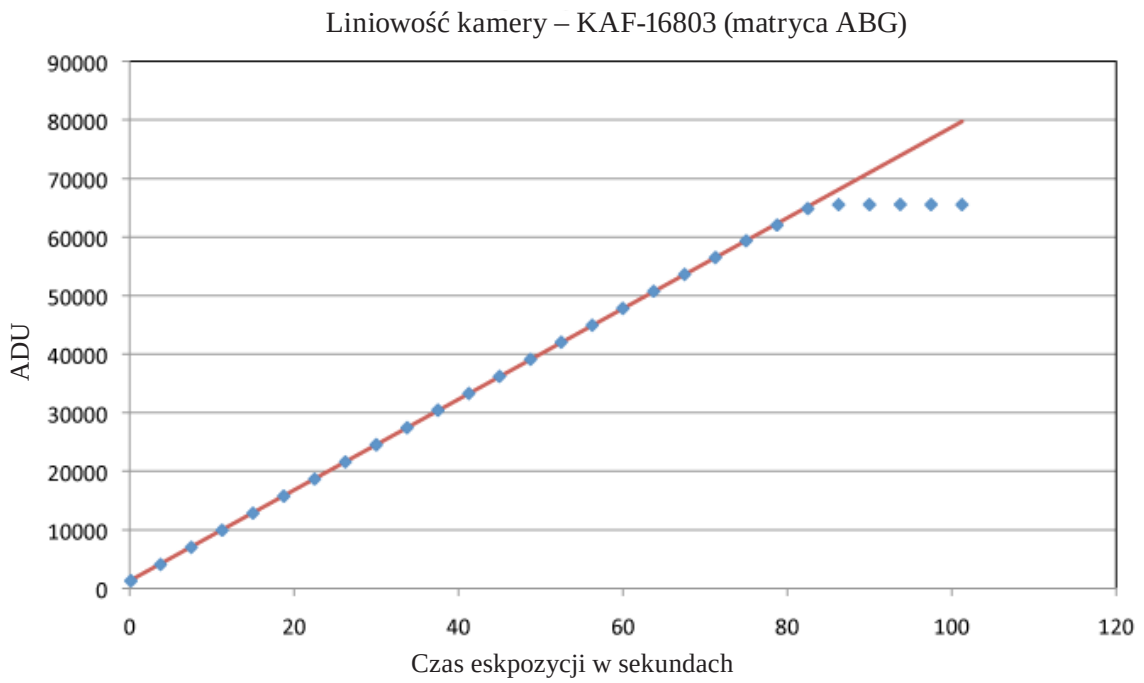
Skąd więc wiadomo, czy posiadany przez nas zestaw właściwie próbkuje obraz? Odpowiedź jest prosta. To co musimy zrobić, to zmierzyć tą wartość bezpośrednio. Wystarczy wziąć zdjęcie dowolnego pola gwiazd zrobione w pobliżu zenitu, w którym dobrze ustawiliśmy ostrość. Większość oprogramowania do obsługi CCD umożliwia pomiar parametrów obrazu gwiazdy, w tym rozmiar gwiazdy (czyli FWHM) wyrażony w pikselach. To jest właśnie interesująca nas wartość próbkowania obrazu.

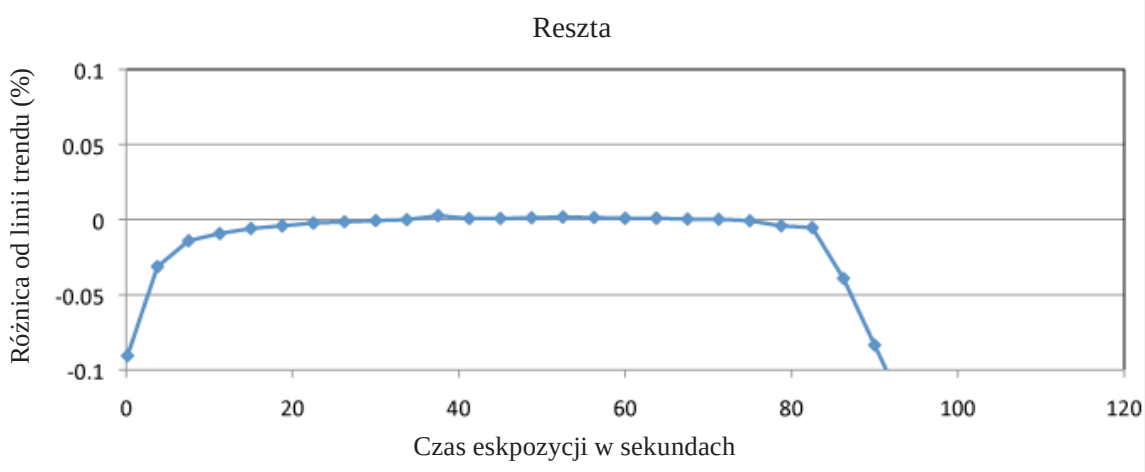
Wystarczy zmierzyć tą wartość dla kilku gwiazd z okolic środka pola widzenia, które posiadają dobry SNR, ale nie są przesycone. Zmierzone wartości mogą się nieco różnić od siebie ze względu

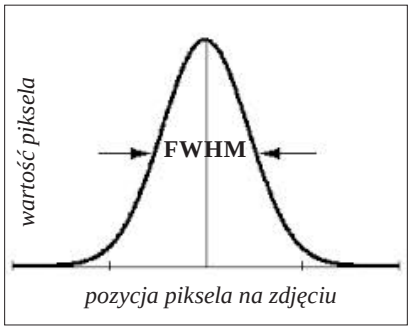
***InfoBlok 3.1* –** Jak określić liniowość kamery

1. Potrzebne będzie źródło światła, np. oświetlony biały ekran. (Nie musi być oświetlony jednolicie, ważne żeby źródło było stabilne)
2. Skieruj teleskop na ekran i tak dopasuj jasność, żeby 10 sekundowa ekspozycja dała w środku kadru odczyt piksela około 10 000 ADU.
3. Wykonaj serię ekspozycji zwiększając czas naświetlania o 10 sekund (czyli 10, 20, 30, 40, itd.) aż klatka będzie wyraźnie prześwietlona
4. Narysuj wykres przedstawiający średnią wartość ADU z fragmentu ze środka kadru w funkcji czasu naświetlania.
5. Wykonaj jedną lub dwie kolejne ekspozycje pomiędzy każdymi punktami wykresu, gdzie jest on linią prostą, a w miejscu, gdzie wykres zaczyna się zakrzywiać i jest nieliniowy, wykonaj bardziej szczegółowe pomiary.

Z takiego wykresu powinieneś być w stanie odczytać wartość, dla której twoja kamera ulega nasyceniu oraz czy wykres jest w jakimkolwiek miejscu nieliniowy.







na wpływ seeingu oraz wady optyczne. Mogą również zmieniać się w czasie wraz ze zmianą seeingu. **To do czego dążymy, to wartość FWHM na poziomie 2–3 pikseli**.

Czasami osiągnięcie takiej wartości nie będzie proste, a nawet będzie niemożliwe, biorąc pod uwagę fakt, że zależy ona mocno od warunków atmosferycznych i charakterystyki posiadanego zestawu, ale w pewnym zakresie możemy ją zmieniać. Jeśli zmierzone wartości FWHM są mniejsze niż 2 piksele, to nasz obraz jest podpróbkowany. Jeśli z kolei FWHM obrazu gwiazdy wynosi więcej niż 3 piksele, to otrzymany obraz jest nadpróbkowany. Każda z tych sytuacji może powodować niedokładności pomiarów fotometrycznych, choć podpróbkowanie jest znacznie gorsze, niż nadpróbkowanie. Na szczęście jest kilka rzeczy, które możemy zrobić, aby poprawić sytuację.

Co zrobić jeśli obraz jest podpróbkowany?

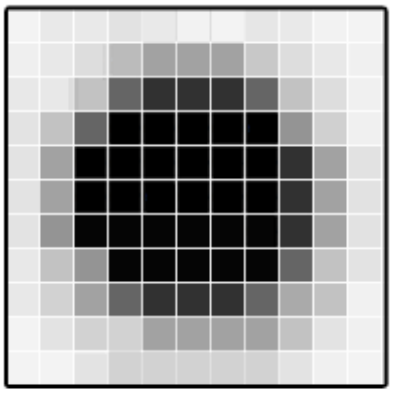
Naszym celem będzie zwiększenie rozmiaru obrazu gwiazdy dawanym przez posiadany zestaw. Jedną z możliwości jest **niewielkie rozogniskowanie obrazu i wydłużenie czasu ekspozycji**. Stosując tę metodę musimy uważać, aby rozogniskowane obrazy pobliskich gwiazd nie wpływały na siebie, ponieważ zaburzy to wyniki fotometrii. Należy też naświetlać klatki flat (następny rozdział) tak, żeby były rozogniskowane w takim samym stopniu oraz wykonywać zdjęcia gwiazd rozogniskowane zawsze w taki sam sposób (co może nie być łatwe!). Czasami dodanie dobrej jakości telekonwertera albo soczewki Barlowa może poprawić sytuację.

Co zrobić jeśli obraz jest nadpróbkowany?

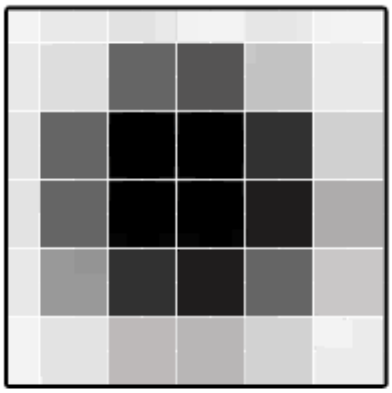
Po pierwsze należy sprawdzić, czy ostrość jest ustawiona prawidłowo i czy obraz gwiazd jest tak mały jak to jest możliwe. Jeśli FWHM jest większe od 6 pikseli, należy rozważyć użycie reduktora ogniskowej. Poprzez zmniejszenie ogniskowej zmniejszymy również rozmiar gwiazd na matrycy kamerki, a dodatkowo zwiększy nam się pole widzenia. Inną opcją jest użycie binningu w kamerce.

Binning

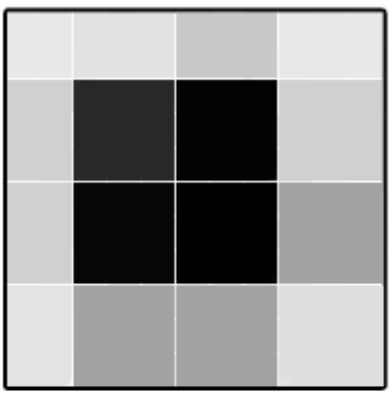
Binnig to proces, który zwiększa nam efektywny rozmiar piksela poprzez grupowanie sąsiadujących ze sobą pikseli. Oprogramowanie sterujące kamerką umożliwia na przykład połączenie grupy pikseli 2x2 tak, że wszystkie cztery piksele będą zachowywały się jak jeden. Kosztem tej operacji jest utrata rozdzielczości, więc należy się upewnić, że obrazy gwiazd nie będą się rozmywały z sąsiednimi gwiazdami. Dodatkowo, jeśli jeden z grupy czterech pikseli jest przesycony, dokładność fotometrii na tym ucierpi. Podczas robienia testów liniowości kamerki (opisanych wcześniej w podręczniku) należy pamiętać o tym, żeby robić je używając tego samego binningu, który będziemy używali podczas wykonywania zdjęć fotometrycznych. Wykonywane klatki kalibracyjne muszą również stosować tego samego binningu. *Nie zaleca się używania binningu większego niż 2x2 piksele.*



1x1 Binning



2x2 Binning



3x3 Binning

Skala obrazu (rozdzielczość CCD)

Kolejną informacją o posiadanym zestawie którą warto znać jest skala obrazu albo rozdzielczość. Skalę obrazu zestawu można obliczyć z zależności:

Skala obrazu = (rozmiar piksela /ogniskowa) × 206 265

(skala obrazu w sekundach kątowych /piksel, rozmiar piksela w mikrometrach, ogniskowa w milimetrach)

Rozmiar piksela matrycy powinien być podany w danych technicznych kamery. Ogniskowa teleskopu może też być wyrażona jako światłosiła pomnożona przez aperturę.

Informacja o skali obrazu posiadanego zestawu jest przydatna do ocenienia seeingu danej nocy. Można użyć takiego równania:

Seeing = skala obrazu × FWHM

W większości podmiejskich lokalizacji seeing waha się w przedziale od 3 do 4 sekund kątowych, ale wartość ta może się znacznie zmieniać pomiędzy różnymi lokalizacjami, a dodatkowo każdej nocy może być inna.

Pole widzenia

Znajomość pola widzenia (ang. FOV) zestawu jest kluczowa do określenia obszaru nieba, który będzie zarejestrowany na obrazie. Warto również sprawdzić w atlasie nieba albo w oprogramowaniu typu planetarium, czy pole widzenia jest wystarczająco duże, żeby zawierało zarówno badany obiekt, jak i konieczne do fotometrii gwiazdy porównania. Jeśli tak nie jest, prawdopodobnie będziesz musiał zwiększyć pole widzenia zestawu poprzez dostosowanie ogniskowej.

Do obliczenia pola widzenia zestawu będziesz musiał znać skalę obrazu oraz rozmiar matrycy w pikselach:

FOV = (skala obrazu × szerokość) na (skala obrazu × wysokość)

(FOV w sekundach kątowych, skala obrazu w sekundach na piksel, szerokość i wysokość matrycy w pikselach)

Dobre wyniki fotometryczne można uzyskać niezależnie od wielkości pola widzenia zestawu. Duży rozmiar FOV może być zaletą dla pomiarów jasnych gwiazd oraz obiektów, dla których gwiazdy porównania mogą być położone nieco dalej od mierzonego obiektu. Zestaw z niewielkim FOV będzie lepszy dla pomiarów słabszych gwiazd, albo tych położonych w polach o dużym zagęszczeniu.

Poniżej dwa przykłady zestawów, w których zastosowano tą samą kamerę CCD:

Kamera CCD: SBIG ST402 (matryca KAF-0402), rozmiar = 765 × 510 pikseli

Przykład 1:

Teleskop: refraktor Takahashi, skala obrazu = 3,5 sekundy /piksel (niska rozdzielczość)

FOV = wysokość: 3,5 sekundy /piksel × 765 pikseli = 2677 sekund
szerokość: 3,5 sekundy /piksel × 510 = 1785 sekund
44’ × 30’

Przykład 2:

Teleskop: Celestron 11" SCT, skala obrazu = 0,66 sekundy /piksel (wysoka rozdzielczość)

FOV = wysokość: 0,66 sekundy /piksel × 765 pikseli = 505 sekund
szerokość: 0,66 sekundy /piksel × 510 = 337 sekund
8,4’ × 5,6’

Filtry

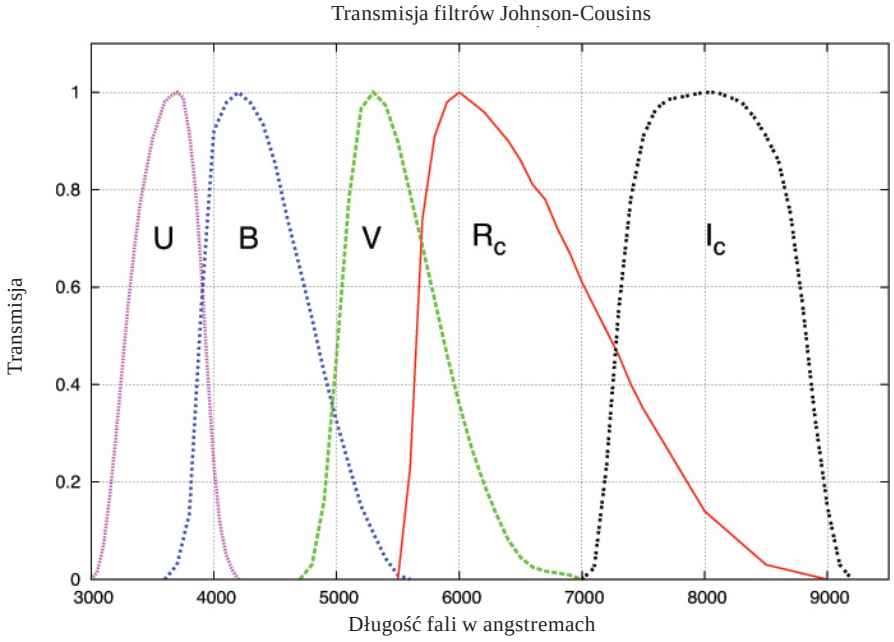
Wiele kamer CCD ma możliwość umieszczenia różnego rodzaju filtrów na ścieżce optycznej pomiędzy teleskopem i matrycą CCD. Filtry w fotometrii ograniczają zakres długości fali promieniowania padającego na sensor. Daje to możliwość pomiaru widma źródła dla dokładnie określonych punków, dostarczając większej ilości informacji na jego temat. W pewnym sensie fotometria z filtrami jest podobna do spektroskopii o bardzo niskiej rozdzielczości. Dostarcza ona dodatkowej informacji o badanym obiekcie, zwiększając w ten sposób jej użyteczność. Używanie filtrów może mieć sporą wartość – a czasami nawet jest wymagane – ale ma ono swoją cenę. Do kamery dociera mniej promieniowania, a co za tym idzie czas ekspozycji musi być dłuższy. Ale zarówno ty, jak i badacze używający twoich danych, dowiedzą się więcej na temat badanego obiektu.

Dane otrzymane z użyciem standardowych filtrów fotometrycznych będą lepiej dopasowane do danych otrzymanych przez innych obserwatorów. Wynika to z faktu, że każdy model matrycy CCD posiada nieco inną odpowiedź widmową. Bez użycia filtra obserwacje wciąż mogą mieć swoją wartość dla badania okresu zmian, ale otrzymane jasności obiektów mogą się znacznie różnić od tych otrzymanych przez innych obserwatorów. Takie niefiltrowane wyniki nie tylko będą przy okazji odzwierciedlały właściwości posiadanej kamery CCD, ale dodatkowo pomiar jasności w całym zakresie spektralnym może oznaczać, że wynik będzie się różnił o wiele wielkości gwiazdowych w porównaniu z obserwacją wizualną, albo obrazem otrzymanym z użyciem filtra V. Są trzy przypadki, kiedy niefiltrowane pomiary są użyteczne: kiedy wiadomo, że źródło ma kolor neutralny – gdzie jasność we wszystkich mierzonych długościach fali jest jednakowa (typowe dla gorących obiektów, jak na przykład zmienne kataklizmiczne w czasie wybuchu), kiedy obiekt jest bardzo słaby i samo zarejestrowanie źródła ma dużą wartość (jak w przypadku rozbłysków gamma) oraz kiedy wyznaczenie okresu zmian jest głównym celem badań.

Niektórzy podczas obserwacji używają filtrów innych, niż fotometryczne. Problemem tutaj jest fakt, że nie są one standardowe i konwersja otrzymanych wyników do systemu standardowego jest trudna (albo niemożliwa). Nie można wtedy używać publikowanych jasności gwiazd odniesienia–które są podawane zazwyczaj dla filtrów standardowych–ani porównywać otrzymanych wyników z wynikami innych obserwatorów.

Jeśli planujesz używać tylko jednego filtru, najlepszym wyborem będzie filtr Johnson V. Jasności otrzymane przy użyciu tego filtru najlepiej będą pasowały do pomiarów wykonanych przez obserwacje wizualne. Jeśli planujesz używać drugiego filtru, następnym w kolejności może być Johnson B, Cousins I, Cousins R i Johnson U – w takiej właśnie kolejności. „Johnson" i „Cousins" to oznaczenia standardów filtrów pasmowych opracowanych odpowiednio przez Harolda Johnsona oraz Alana Cousins.

Ponieważ filtry mają tendencję do starzenia się z upływem czasu, należy je co jakiś czas kontrolować, często wykonywać klatki kalibracyjne (co opisano w następnym rozdziale) oraz czyścić je według zaleceń producenta.



Rysunek 3.1. Transmisja filtrów Johnson-Cousins w funkcji długości fali. (według Michael Richmond, RIT.

Komputer i oprogramowanie

Najprawdopodobniej więcej czasu będziesz spędzał pracując z danymi przy komputerze, niż robiąc zdjęcia posiadanym zestawem, więc pewna znajomość komputera jest również potrzebna. Powinieneś także znać dobrze oprogramowanie, którego będziesz używał; nie tylko sam sposób użytkowania, ale także podstawowe zasady jego działania. Zainwestowanie pewnej ilości czasu w naukę prawidłowej obsługi oprogramowania szybko się zwróci.

Istnieje wiele dobrych pakietów oprogramowania i część z nich zebrano w liście poniżej. AAVSO nie poleca żadnego z nich w szczególności, a w tym przewodniku nie będziemy opisywać sposobu ich użytkowania. To, którego z nich będziesz używał, zależy od twoich osobistych preferencji oraz kompatybilności z używanym systemem. Ponieważ więcej czasu będziesz spędzał przy komputerze, niż przy teleskopie, ważne jest żebyś z wybranym zestawem oprogramowania czuł się komfortowo. W większości przypadków możliwe jest pobranie i zainstalowanie wersji próbnej, co pozwoli na zapoznanie się z oprogramowaniem przed decyzją o zakupie. Warto również przedyskutować swój wybór z innymi obserwatorami, aby zapoznać się z mocnymi i słabymi punktami każdego produktu.

Oto niektóre z popularnych zestawów oprogramowania:

- AIP4Win
- AstroArt
- CCDOps
- FotoDif (w języku hiszpańskim)
- IRAF
- LesvePhotometry
- MaxIm DL
- MPO Canopus
- VPhot

A oto zadania, które będziesz musiał wykonywać z użyciem wybranego oprogramowania:

- *Obsługa CCD* – kontrola kamery CCD, wyboru filtrów, wykonywanie ekspozycji. Często zakupiona kamera CCD jest dostarczana razem z oprogramowaniem.
- *Redukcja danych* – kalibracja i obróbka zdjęć.
- *Astrometria* – określenie współrzędnych RA i Dec każdej z mierzonych gwiazd. Znana również pod angielskim pojęciem „plate solving”
- *Fotometria* – pomiar jasności obiektów i wysłanie do AAVSO raportu w odpowiednim formacie.

Będziesz także potrzebował komputera, który umożliwi uruchomienie wymaganego oprogramowania. Nie ma tutaj jakiś sztywnych wymagań, choć najpowszechniej używanym systemem jest Windows. Niektóre z wymienionych wcześniej programów będą pracowały tylko na systemie Windows i może nie być w ogóle dostępnych wersji pod systemy Mac czy Linux. Warto mieć również sporo dostępnych portów USB, które będą potrzebne do podłączenia kamery oraz innych urządzeń wchodzących w skład posiadanego zestawu.

Obrazy zarejestrowane przez kamerę CCD będą zapisane jako plik w formacie FITS (ang. Flexible Image Transport System). Jest to standardowy sposób zapisywania obrazów naukowych w plikach komputerowych i jest obsługiwany przez wszystkie wymienione wcześniej programy. Użyteczną cechą formatu FITS jest to, że informacje o obrazie (takie jak nazwa obiektu, czas ekspozycji, itp.) może być zapisana w nagłówku pliku w czytelnej dla człowieka postaci.

Kolejną potrzebną funkcją komputera jest możliwość dokładnego pomiaru czasu. Jeśli w obserwatorium masz dostęp do internetu, dokładny czas może być uzyskany z zegara USNO (http://tycho.usno.navy.mil/simpletime.html). W przeciwnym przypadku będziesz musiał uzyskać tę informację z innego źródła, np. z nadajnika radiowego jak WWV w Stanach Zjednoczonych (w Europie nadajnik DCF77 w Niemczech – przyp. tłum.). Dostępne jest również oprogramowanie korygujące błąd pomiaru czasu w komputerze. Tak czy inaczej ważne jest, żeby często aktualizować zegar komputera i utrzymywać na nim jak najdokładniej ustawiony czas, ponieważ informacja ta w końcu pojawi się w nagłówku plików FITS. Bez częstych aktualizacji wbudowany w komputer moduł zegara może pokazywać czas różniący się nawet o kilka sekund (jak nie więcej) od prawidłowego. To nie wydaje się dużą wartością, ale dla pomiarów krótkookresowych gwiazd zmiennych albo zjawisk zaćmieniowych taka niedokładność może znacznie pogorszyć jakość uzyskanych danych.

Jeszcze jedną ważną funkcją komputera jest przechowywanie i archiwizacja danych. Jak się niedługo przekonasz zebranie sporej ilości obrazów, które będą zajmowały sporo miejsca na dysku to kwestia stosunkowo krótkiego czasu. Musisz zdecydować jak je przechowywać w uporządkowany sposób zanim rozpoczniesz swoją pracę. Każdy od czasu do czasu popełnia błędy albo nie zauważa pomyłek, a i zdarzają się pomyłki w obróbce obrazów, źle wybrane gwiazdy odniesienia albo inne powody, dla których trzeba wracać do obrazów w archiwum. Dlatego tak istotne jest, aby pliki były uporządkowane tak, żeby można było łatwo odnaleźć ten, którego akurat potrzebujemy.

Następujące rzeczy należy zapisywać na dysku:

» Zapiski zawierające informacje o obserwowanym obiekcie, pogodę, fazę Księżyca, itp.
» Klatki kalibracyjne
» Surowe obrazy z sesji
» Obrazy skalibrowane (klatkami flat oraz dark)
» Logi z obserwacji
» Notatki na temat obróbki

Mapy

Ponieważ właściwe mapy nieba są ważnym elementem każdego programu obserwacyjnego AAVSO stworzyło narzędzie online, które ułatwia proces tworzenia odpowiednich map. Na stronie AAVSO pod adresem: http://www.aavso.org/vsp.

Wśród innych linków można znaleźć jeden prowadzący do kreatora map „Variable Star Plotter" (VSP). Niektóre z opcji są szczególnie przydatne podczas generowania map dla obserwacji z użyciem kamer CCD:

CHOOSE STAR ORIENTATION

(Wybierz orientację mapy) – wybranie opcji CCD spowoduje wygenerowanie mapy, w której północ będzie na górze, a wschód po lewej stronie, czyli tak jak powinna to widzieć kamera.

DO YOU WANT A CHART OR LIST OF FIELD PHOTOMETRY?

(Generować mapę czy listę obiektów fotometrycznych?) – można wybrać generowanie mapy albo prostej tabeli z obiektami fotometrycznymi. Zaleca się wybranie obu opcji. Tabela obiektów będzie przydatna podczas wybierania gwiazd odniesienia, ponieważ znajdziemy w niej położenie, kolor i jasność gwiazd zmierzoną przy użyciu różnych filtrów. Kolumna z uwagami zawiera informację o potencjalnych problemach związanych z obiektem, na które należy zwrócić uwagę gdy chcemy go użyć jako odniesienia.

Wygenerowana mapka fotografowanego obszaru nieba pomoże nam z kolei w sprawdzeniu, czy fotografujemy to, co chcemy. Mapkę należy uważnie przejrzeć, a jeśli to konieczne to wygenerować ją w większej skali, aby można było jej użyć do sprawdzenia bliskich towarzyszy mierzonego obiektu, albo gwiazd, które planujemy użyć jako obiekty odniesienia.

Dostępne w AAVSO sekwencje gwiazd porównania zostały bardzo starannie dobrane i skalibrowane, więc nie wahaj się ich używać! Używanie sekwencji dostępnych w innych źródłach nie oznacza, że wykonane pomiary będą bezużyteczne, ale najprawdopodobniej nie będą całkiem spójne w wynikami innych obserwatorów w bazie danych AAVSO.

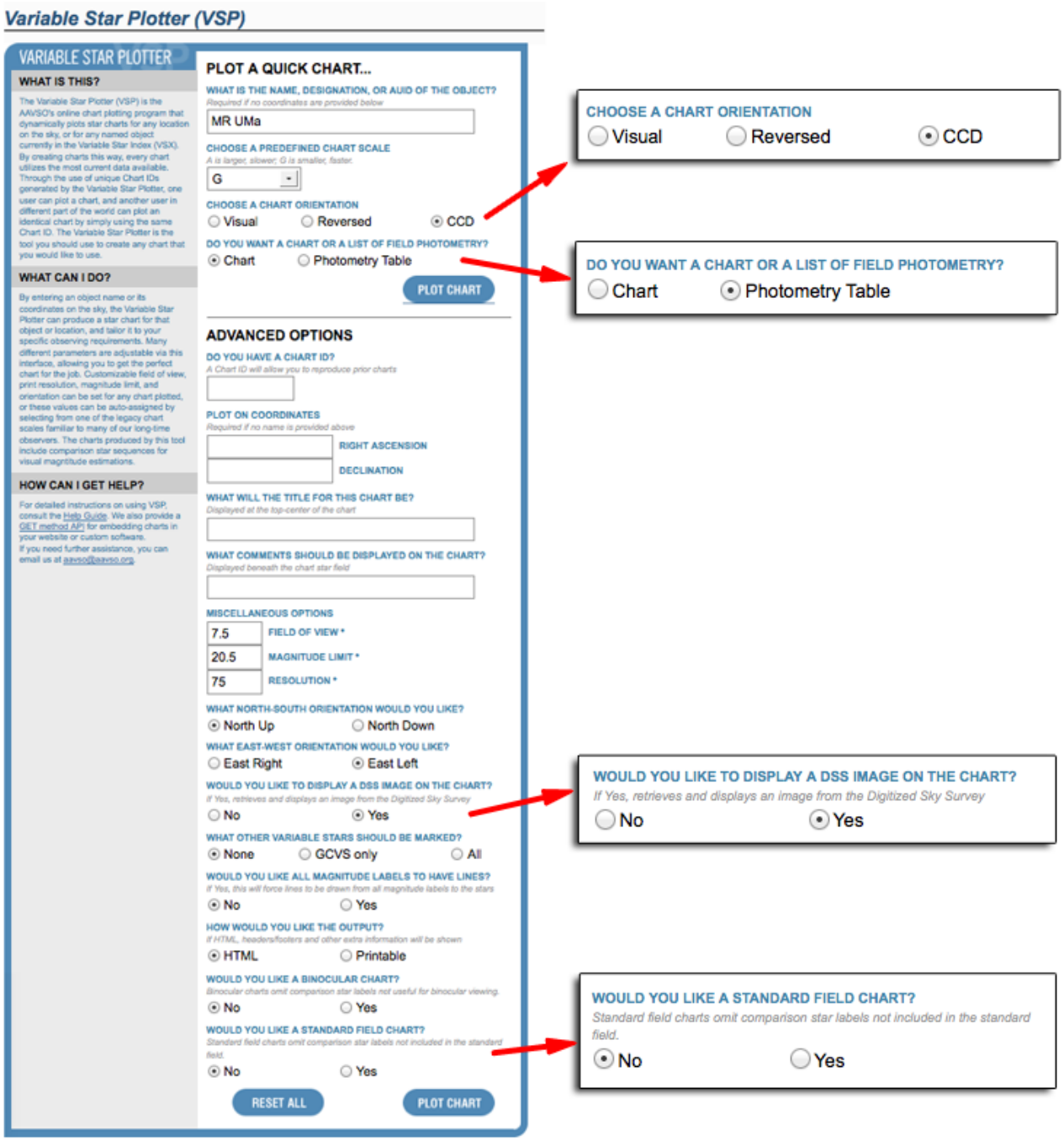
Wiele pakietów danych (jak VPhot) posiada już wbudowaną informację na temat gwiazd odniesienia, więc podawanie ich nie jest konieczne, ale wciąż należy sprawdzać, czy dane są aktualne. Kolejne wersje i aktualizacje oraz nowe sekwencje są tworzone cały czas–w większości przypadków na życzenie obserwatorów.

WOULD YOU LIKE TO DISPLAY A DSS IMAGE ON THE CHART?

(Czy wyświetlić obraz DSS na mapie?) – Zaznaczenie tej opcji spowoduje nałożenie obrazu z bazy danych Digitized Sky Survey na wygenerowaną mapę. Może to ułatwić identyfikację obiektów, które będą przedstawione w sposób bardziej przypominający ich wygląd na zdjęciu z kamery CCD.

WOULD YOU LIKE A STANDARD FIELD CHART?

(Czy chcesz wygenerować obszar pola standardowego?) – Opcja ta jest pomocna kiedy planujesz fotografować pole standardowe w celu obliczenia współczynników transformacji. Wybranie tej opcji spowoduje, że etykiety gwiazd odniesienia będą pominięte dla wszystkich gwiazd, oprócz „standardowych". W rozdziale 6 przedstawiono więcej informacji na ten temat.



Rysunek 3.2 – Narzędzie AAVSO Variable Star Plotter (VSP) z powiększonymi sekcjami zawierającymi opcje dotyczące kamer CCD.

Rozdział 4: Akwizycja i przetwarzanie obrazów

Uzyskiwanie obrazów kalibracyjnych

Jednym z istotnych aspektów uzyskiwania naukowo przydatnych danych jest odpowiednia kalibracja rejestrowanych obrazów. Jest niezwykle istotne, aby zebrane dane odpowiadały rzeczywistym jasnościom gwiazd w chwili pomiaru. Źródła niezwiązane z obserwowanymi obiektami powinny być odpowiednio oceniane i usuwane tak, aby nie wnosiły zakłóceń.

Na szczęście, metoda kalibracji jest stosunkowo prosta i wymaga jedynie rejestracji specjalnych obrazów, które zawierają jedynie niechciane efekty instrumentalne. Z pewnością znajdziecie wiele oprogramowania, które jest w stanie w łatwy sposób pomóc w odpowiedniej redukcji danych. Jedyna wymagana ingerencja użytkownika w takim oprogramowani będzie polegać na wybraniu odpowiednich czasów ekspozycji, ilości obrazów albo wykorzystanych filtrów.

InfoBlok 4.1 – Przewodnik uzyskiwania klatek kalibracyjnych

Wszystkie klatki kalibracyjne powinny być uzyskane przy tej samej temperaturze czujnika co obrazy nieba. Należy pozwolić systemowi chłodzenia kamery na co najmniej półgodzinną stabilizację temperatury, przed wykonywaniem pomiarów.

Klatki BIAS (offsetowe)
- Powinny być wykonane bez udziału światła (zamknięta pokrywa kamery/aparatu).
- Należy wybrać minimalny dostępny dla urządzenia czas ekspozycji.
- Zarejestruj 100 lub więcej obrazów a następnie uśrednij obrazy aby stworzyć klatkę wzorcową, tzw. *Master Bias*.

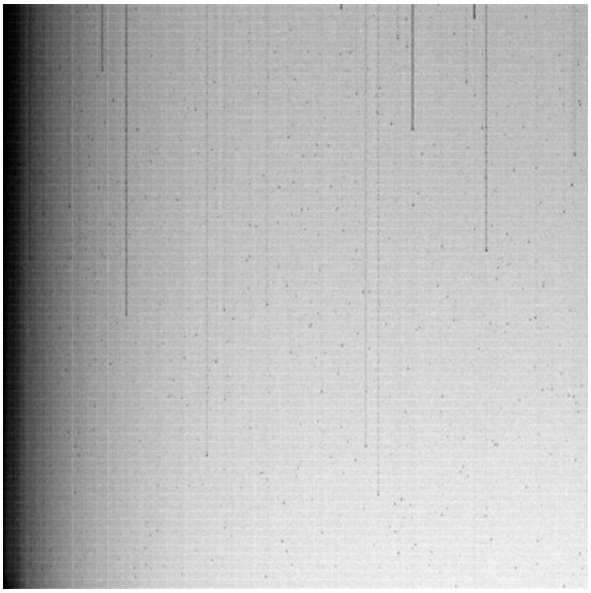
Klatki DARK (ciemne)
- Powinny być wykonane bez udziału światła (zamknięta pokrywa kamery/aparatu)
- Czas ekspozycji powinien być taki sam jak czas ekspozycji obrazów rejestrowanych podczas pomiarów.
- Uzyskaj 20 lub więcej obrazów, odejmij od każdego klatkę *Master Bias*, a następnie uśrednij, wykorzystując zamiast średniej medianę – powstała klatka to wzorzec klatki ciemnej, tzw. *Master Dark*

Klatki FLAT (płaskie)
- Wykonaj zdjęcia równomiernie oświetlonej powierzchni lub nieba o zmierzchu.
- Należy zapewnić ogniskowanie systemu takie jak podczas obserwacji (punkt ostrości w nieskończoności).
- Czas ekspozycji powinien tak dobrany, aby jasność pikseli oscylowała wokół połowy jasności maksymalnej dla piksela wykorzystywanego czujnika.
- Wykonaj 10 lub więcej klatek płaskich, uśrednij uzyskane obrazy, a następnie odejmij klatkę *Master Dark* i *Master Bias* – powstała klatka to wzorzec klatki płaskiej, tzw *Master Flat*.
- Procedurę uzyskiwania *Master Flat* powtórzyć dla każdego z filtrów użytych podczas obserwacji.

Twoje oprogramowanie umożliwi Ci łatwe uśrednianie oraz odejmowanie obrazów. W zależności od tego jaki pakiet oprogramowanie używasz, kolejne kroki uśredniania i odejmowania obrazów są automatyczne lub pół automatyczne. Ważne jest, aby znać zasadę działania używanego oprogramowania oraz jakie funkcje udostępnione są dla użytkownika.

Główną przyczyną stojącą za wykorzystaniem klatek kalibracyjnych jest to, iż pozwalają one usystematyzować uzyskiwane dane. Dzięki odpowiedniej kalibracji wyniki uzyskiwane przez różne instrumenty optyczne i elektroniczne mogą być ze sobą porównywane.

Klatki BIAS (offsetowe)



Negatyw klatki offsetowej

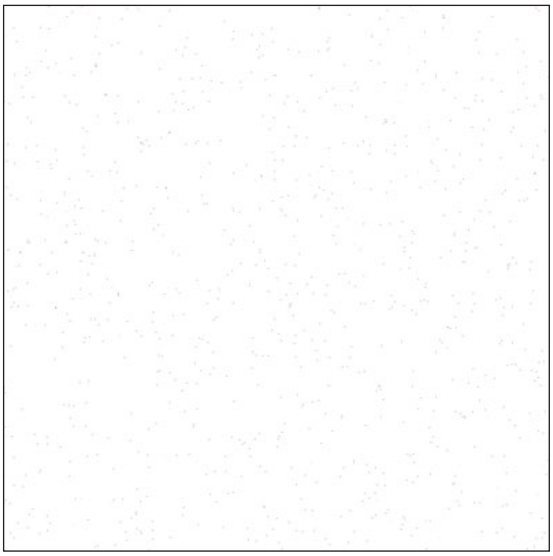
Kamera CCD/CMOS cechuje się obecnością wewnętrznych szumów, które objawiają się niechcianym sygnałem dodanym do każdego piksela podczas fazy odczytu, bez względu na długość czasu ekspozycji. Proces ten wynika z interferencji pomiędzy używanymi urządzeniami (komputer, przewody itd.) oraz z konieczności występowania wstępnego ładunku w każdym pikselu, aby możliwe było funkcjonowanie matrycy światłoczułej. Klatki *Bias* używane są, aby skompensować takie efekty. Obrazy kalibracyjne *Bias* uzyskiwane są z najkrótszym możliwym czasem ekspozycji, bez udziału światła, tak aby zawierały jedynie składową dodaną do obrazu przez elektronikę. W celu uzyskania idealnego wzorca takiej klatki, niezaburzonego dodatkowym losowym szumem odczytu, stosuje się uśrednianie dziesiątek takich obrazów. UWAGA! Wykorzystanie za małej ilości klatek offsetowych (np. 10) podczas tworzenia wzorca *Master Bias* skutkować może pogorszeniem wyników względem rejestracji bez żadnej kalibracji!

Wszystkie klatki kalibracyjne oraz uzyskane podczas obserwacji powinny być rejestrowane w tej samej temperaturze, najniższej możliwej dla danej lokalizacji oraz dla danego sprzętu. Ustaw chłodzenie kamery nie większe niż 80% maksymalnej mocy, aby umożliwić poprawną stabilizację temperatury. Pozostaw urządzenie na około pół godziny w celu osiągnięcia stanu stabilnego.

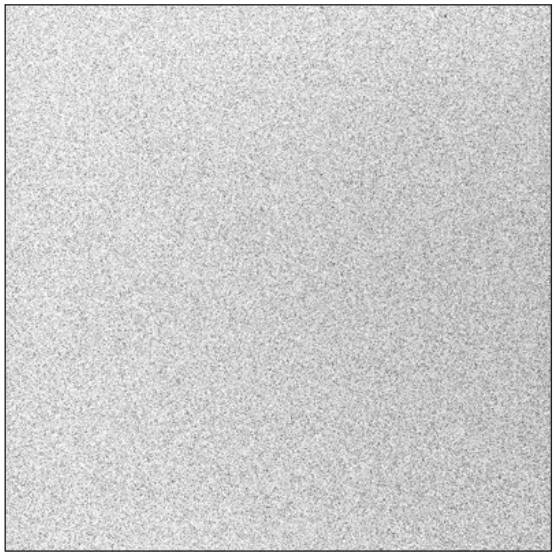
Klatka *Master Bias*, może być wykorzystana jedynie do kalibracji obrazów uzyskiwanych przy takiej samej temperaturze jak w momencie rejestracji klatek kalibracyjnych. W przypadku braku możliwości stabilizacji temperatury na wymaganym poziomie, należy powtórzyć procedurę kalibracyjną w wyższej temperaturze. Jest to szczególnie istotne dla matryc CCD typu interline.

Klatki DARK (ciemne)

Termiczne ruchy elektronów w strukturze krystalicznej półprzewodnika powodują powolne narastanie dodatkowego ładunku termicznego proporcjonalnie do czasu ekspozycji. Proces ten nazywamy prądem ciemnym. Przyrost niechcianego ładunku jest szczególnie widoczny, gdy kamera ma zamknięty dostęp światła. Widoczne jaśniejsze punkty, zwane hot pikselami, są przykładami miejsc w matrycy, gdzie generacja termiczna jest szczególnie efektywna. Najprostszym sposobem zmniejszenia prędkości generacji jest ochłodzenia matrycy. Niestety, nawet w bardzo niskiej temperaturze, udział prądu ciemnego potrafi być wciąż zauważalny, przez co należy go zawsze kompensować.



10 sekundowa rejestracja klatki ciemnej (negatyw)



300 sekundowa rejestracja klatki ciemnej (negatyw)

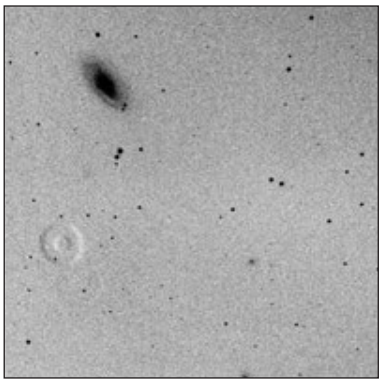
Aby uzyskać klatki ciemne, zadbaj aby do kamery nie dostawało się żadnego światła. Wykonaj szereg rejestracji o długości ekspozycji takiej samej, bądź większej niż czas ekspozycji w obrazach astronomicznych. Użycie krótszych czasów jest niewskazane, z uwagi na nieliniowe zachowanie jasności pikseli w zakresie bliskim saturacji.

Podobnie jak to miało miejsce w klatkach *Bias*, im więcej obrazów kalibracyjnych się uzyska, tym lepiej. Oprogramowanie uśredni wszystkie klatki *Dark*, odejmie od nich wzorzec *Master Bias* i powstanie klatka wzorcowa prądu ciemnego, czyli *Master Dark*. Podczas uśredniania sugerowane jest użycie mediany zamiast średniej ważonej, ze względu na możliwość wystąpienia rejestracji cząstek wysokoenergetycznych, tzw. cosmic ray. Rejestracji cząstek typy elektrony, protony, miony itp., jest czyś naturalnym, szczególnie dla lokacji wysokogórskich. W przypadku użycia zwykłej średniej arytmetycznej zostaną one niestety uwidocznione również na klatce *Master*. Z tego względu należy użyć odpornych estymatorów wartości oczekiwanej, takich jak mediana, czy algorytm sigma-clipping.

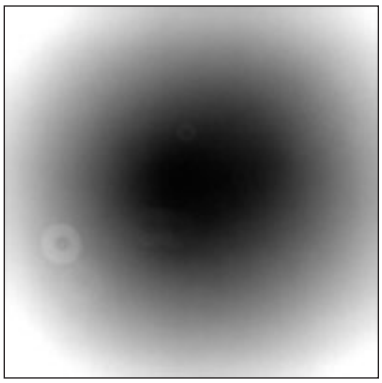
Klatki FLAT (płaskie)

Głównym celem zastosowania klatek płaskich jest uzyskanie obrazów, który nie będą zaburzone efektami instrumentalnymi pochodzącymi od toru optycznego teleskop-kamera. Mowa tu o takich problemach, jak kurz na powierzchniach optycznych, światło boczne, czy odbicia wewnętrzne. Poprzez wykonanie zdjęcia płaskiej, idealnie równomiernie oświetlonej powierzchni, niechciane gradienty zostaną zapisane w takiej klatce kalibracyjnej. Dzięki temu możliwe będzie, podobnie jak w przypadku wpływów prądu ciemnego, skompensowanie niechcianych efektów.

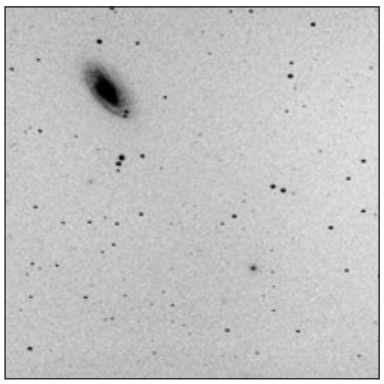
Najtrudniejszym zadaniem przy uzyskiwaniu klatki *Flat* jest znalezienie odpowiedniego, równomiernie oświetlonego pola. Wielu ludzi korzysta z własnoręcznie wykonanych podświetlanych paneli, umieszczanych wewnątrz obserwatoriów. Wydaje się, że jednak najlepszym sposobem jest wykonanie klatek na zmierzchowym niebie. Nie ma lepszego źródła równomiernie oświetlonego, dlatego sugeruje się użycie takiej właśnie techniki.



Oryginalny zarejestrowany obraz uwidaczniający problemy związane z kurzem na optyce



Klatka płaska



Efekt kompensacji z użyciem klatki płaskiej

Podczas pobierania klatek płaskich należy zapewnić, aby temperatura kamery była stabilna oraz taka sama, jak dla rejestracji klatek *Dark* i *Bias*. Ostrość powinna być ustawiona na nieskończoność, podobnie jak to ma miejsce podczas obserwacji astronomicznych. UWAGA! W przypadku ustawienia innego punktu ostrości, drobinki kurzu będą tworzyły inny obraz niż podczas rejestracji obiektów na niebie!

Czas ekspozycji należy dobrać eksperymentalnie i będzie on silnie zależny od filtru użytego podczas obserwacji. Należy zapewnić, aby większość z pikseli posiadała jasność w połowie ich zakresu dynamicznego. Zapewni to brak efektów związanych z nieliniowości odpowiedzi pikseli na światło, a z drugiej strony zmaksymalizuje ilość zarejestrowanego sygnału świetlnego.

Dla każdego wykorzystywanego filtru anelży zebrać co najmniej 10 klatek. Jeżeli jako źródło użyto nieba zmierzchowego, należy wykorzystać proces uśredniania z użyciem mediany, aby usunąć artefakty związane z obecnością jasnych gwiazd widocznych wciąż na jasnym tle nieba. Dobrym rozwiązaniem jest lekkie (wystarczy kilkanaście sekund kątowych) przesuwanie kadru, aby obiekty nie pozostawały w tym samym miejscu. Stworzony dzięki uśrednianiu wzorzec zwany jest *Master Flat* (wzorzec klatki płaskiej). Od takiego wzorca należy odjąć klatkę *Master Bias*, a następnie odpowiednio zeskalowaną klatkę *Master Dark* (skalowanie zapewnia program, wymagając podania czasu ekspozycji dla klatek *Flat*).

Stworzona klatka *Master Flat* może być wykorzystywana do więcej niż jednej obserwacji, zakładając, że nie nastąpiły żadne zmiany w obrębie układu optycznego. Jeżeli wymieniono filtr, zmieniono położenie kamery (rotacja), dodano/usunięto soczewki Barlow itd., należy powtórzyć operację tworzenia kalibracyjnej klatki *Master Flat*.

InfoBlok 4.2 – Uzyskiwanie klatek FLAT z wykorzystaniem nieba zmierzchowego

Wykorzystanie nieba zmierzchowego jest zarówno najprostszą, jak i bardzo precyzyjną metodą uzyskiwania klatki płaskiej. Niestety wymaga mimo wszystko pewnej wprawy. Należy stosować się do następujących wskazówek aby uniknąć niepowodzenia:

» rejestracja klatek nie powinna przekroczyć całkowitego czasu 30 minut. Słońce powinno być pomiędzy 5° a 7° poniżej horyzontu,
» ustaw teleskop w stronę zenitu,
» pomiędzy kolejnymi ekspozycjami wykonuj niewielkie przesunięcia tak, aby ewentualne jasne gwiazdy nie były widoczne w tym samym miejscu kadru,
» warto rozważyć przykrycie teleskopu koszulą lub materiałem tak, aby zmniejszyć ilość światła docierającego do czujnika,
» należy unikać obszarów Drogi Mlecznej, z uwagi na dużą ilość gwiazd, które są niechcianymi obiektami w klatkach kalibracyjnych *Flat*,
» nie należy rejestrować klatek, gdy na niebie występują chmury,
» należy dobrać czas ekspozycji pomiędzy 3 a 30 sekundami tak, aby jasność pikseli oscylowała wokół połowy zakresu dynamiki piksela,
» wykorzystując kamerę CCD oraz filtry UBVRI należy, z uwagi na różną czułość pikseli, rozpocząć procedurę od filtrów U oraz B, następnie I, R, a na samym końcu V. Sugestia ta wynika z faktu stopniowego spadku jasności tła nieba, które można kompensować odpowiednim doborem filtrów.

Zbieranie materiału naukowego

Teraz kiedy masz już zestaw kadrów kalibracyjnych, nadszedł czas na gromadzenie obrazów gwiazd zmiennych. Istnieje kilka czynników, które należy uwzględnić podczas tworzenia tych obrazów.

Ustawianie temperatury

Aby zredukować prąd ciemny, ustaw najniższą możliwą temperaturę aparatu. Jeśli jest on chłodzony termoelektrycznie, ustaw wydajność na 80% (tak aby mieć małą rezerwę w razie potrzeby). Zanim zaczniesz fotografować odczekaj 30 min w celu ustabilizowania się temperatury aparatu. Obrazy kalibracyjne muszą być wykonane w takich samych warunkach, jak obrazy pomiarowe.

W czasie letnim, gdy musisz fotografować w wyższej temperaturze, wybierz obiekt wymagający krótszej ekspozycji, redukując w ten sposób prąd ciemny.

Użycie filtrów

W celu uzyskania danych, które mogą być łatwo zrozumiane przez użytkowników (co jest celem tego przewodnika!), należy zawsze używać filtrów fotometrycznych, za wyjątkiem rzadkich przypadków, gdzie wymagania naukowe wskazują na niefiltrowane obserwacje. Dane niefiltrowane lub dane pochodzące z niestandardowych filtrów mają poważne ograniczenia, ponieważ kolor gwiazd i działanie całego systemu w odniesieniu do tego koloru może być różny dla różnych obserwatorów. Dane te mogą być wykorzystane do datowania takich zdarzeń, jak minima lub zakrycia gwiazd podwójnych, ale nie mogą opisywać rzeczywistości w sposób powtarzalny. Znacznie lepiej jest zbierać dane przy użyciu jednego lub więcej standardowych filtrów fotometrycznych. Zobacz sekcję „filtry” w dziale „Sprzęt” (str. 16), aby dowiedzieć się więcej.

Czasy ekspozycji

Czas ekspozycji każdego obrazu zależy od wielu czynników, w tym od jasności zmiennej w danym czasie, jakiego filtru używasz, jakości mechanizmu i prowadzenia teleskopu. Ogólnie rzecz biorąc, należy użyć najdłuższy czas ekspozycji odpowiedni zarówno dla całkowitej jasności i skali czasowej zmiany, którą chcesz mierzyć. Najbardziej krytycznym aspektem wyboru odpowiedniego czasu ekspozycji dla danego filtru jest unikanie "nasycania" obrazu zmiennej lub którejkolwiek z gwiazd porównania. Takie postępowanie daje fałszywy odczyt jasności gwiazdy i dane stają się bezwartościowe.

Aby uniknąć tego problemu, ważne jest, aby zacząć od poznania punktu nasycenia aparatu, mierzonego w jednostkach analogowo-cyfrowych lub ADU (Analog Digital Unit patrz rozdział „Ustalanie liniowości” str. 13). Gdy już wiesz, jaka jest górna granica, zrób kilka próbnych fotografii gwiazd o znanej jasności, wykorzystując różne czasy naświetlania. Poprzez kontrolę obrazów i wykorzystanie oprogramowania do pomiaru liczby ADU w obrazie gwiazdy określ punkt, w którym gwiazda się nasyca. Na podstawie tych informacji ustal maksymalną i minimalną "bezpieczną" ekspozycję dla każdej gwiazdy. Następnie zapisz wyniki czasu ekspozycji dla konkretnej jasności gwiazdy dla każdego filtru w tabeli. Pozwoli to zaoszczędzić dużo czasu i ewentualnej frustracji w przyszłości.

Należy pamiętać, że obraz gwiazdy może się nasycić dużo wcześniej zanim "zakwitnie" (zanim zobaczysz pionowe spajki)! Kilka użytecznych porad odnośnie czasu ekspozycji:

- Jeśli nie masz pewności co do czasu ekspozycji dla nowego celu, zawsze skłaniaj się do krótszego czasu naświetlania.
- Bardzo długie czasy naświetlania najlepiej podzielić na kilka krótszych ekspozycji. Im dłuższy czas ekspozycji, tym większe prawdopodobieństwo na niekorzystny wpływ napędu teleskopu, przelatujących satelitów, promieniowania kosmicznego, chmur, itp. „Krótsze” obrazy mogą być „spiętrzane” (stack) dla poprawy SNR.
- Nigdy nie używaj czasów krótszych niż 3 sekundy, a najlepiej 10 sekund – zwłaszcza jeśli aparat ma migawkę szczelinową. Bardzo krótkie otwarcia i zamknięcia mogą wpłynąć na dane fotometryczne.
- Różne filtry prawie zawsze wymagają różnych czasów ekspozycji. Nie tylko ze względu na przepustowość filtra i odpowiedź CCD, ale też dlatego, że gwiazda może emitować mniej światła w jednym paśmie niż w innym. Jest to szczególnie widoczne w odniesieniu do niebieskich filtrów, zwłaszcza w przypadku obserwacji czerwonej gwiazdy.

Pierwszym krokiem w podejmowaniu decyzji, ile fotografii wykonać w programie badawczym jest określenie, co jest odpowiednie dla danej gwiazdy lub klasy gwiazd.

Na przykład, jeśli obrazujesz gwiazdę typu Mira, mającą wielomiesięczny lub roczny okres, to nie ma sensu obserwować jej częściej niż raz na tydzień. W tym przypadku powinieneś wykonać przynajmniej trzy fotografie używając każdego z filtrów, przetworzyć je oddzielnie, uśrednić wynikowe wielkości gwiazdowe (strumienie (fluxes) powinny być uśrednione przed przekształceniem do wielkości gwiazdowej, ale w większości przypadków różnice są nieznaczne) i przedstawić jako jedną uśrednioną obserwację (zgrupować obserwacje z użyciem trzech filtrów w jedną) do AAVSO.

Setki zdjęć rejestrowanych podczas jednej sesji obserwacyjnej powinny być zarezerwowane dla gwiazdy, która rzeczywiście coś „robi”, w sensie astrofizycznym, w tak krótkiej skali czasowej. Więcej informacji na ten temat znajduje się w rozdziale "Fotometria i Nauka" (patrz str. 44).

Bardzo ważne jest dokładne przemyślenie odpowiedniego „rytmu” obserwacji. Zbyt wiele uwagi poświęconej jednemu obiektowi może okazać się stratą czasu oraz zaburzyć krzywą blasku. Zbyt mało materiału naukowego sprawi, że dane będą mniej wartościowe.

Pole widzenia

Ze względu na małe pole widzenia kamery CCD, odnalezienie właściwego kadru może okazać się problematyczne. Oto kilka sugestii i wskazówek:

- Poznaj pole widzenia systemu. Porady na ten temat znajdziesz w dziale „Sprzęt” (str. 12)

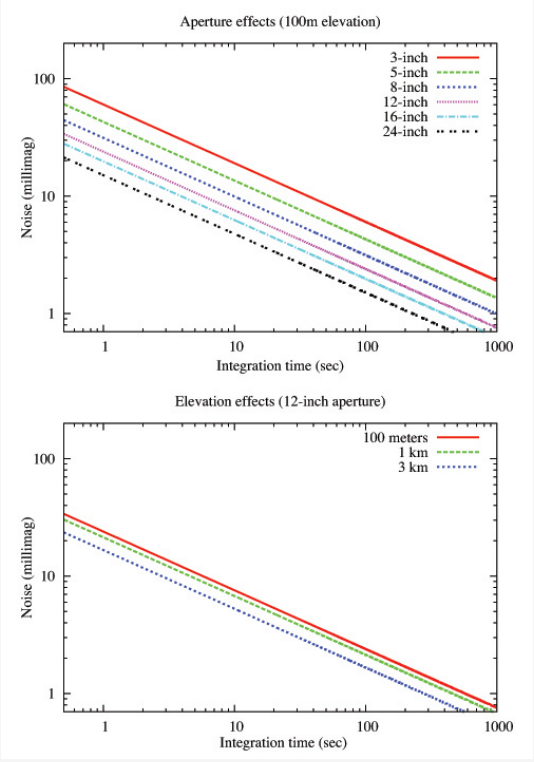
» Upewnij się, że teleskop jest dobrze ustawiony na gwiazdę (alignment) zanim zaczniesz. Znajdź jasną gwiazdę, ustaw w centrum pola widzenia i ponownie zsynchronizuj. Dobrze jest użyć filtru V lub B, aby zmniejszyć ryzyko „widmowego" obrazu jasnej gwiazdy na kolejnej ekspozycji.
» Wydrukuj mapkę VSP w różnych skalach i posiłkując się asteryzmami, za ich pomocą określ, czy celujesz w odpowiedni obiekt. Możesz użyć mapy DSS (opcja w VSP). Nie spiesz się, zrób to dobrze!
» Skorzystaj z oprogramowania typu Guide, The Sky lub podobnego, aby uzyskać pożądany rozmiar map i wielkość gwiazdową. Przytnij kadr tak, aby pokrywał pole widzenia matrycy.
» Ustawienie teleskopu kontroluj za pomocą oprogramowania, ponieważ jest ono bardziej dokładne niż GoTo. To obejmuje także lunetkę prowadzącą lub kamerę (guiding) i ich własne oprogramowanie, jeśli jest zainstalowane.
» Umieść gwiazdę docelową w centrum pola widzenia i upewnij się, że gwiazda odniesienia znajduje się w kadrze.

Przypadki specjalne i inne problemy

Jasne gwiazdy

Jasne gwiazdy stanowią szczególny problem dla fotometrii. W celu uniknięcia nasycenia obrazu gwiazdy można użyć krótkiego czasu ekspozycji. Jednak oprócz ewentualnych problemów spowodowanych, otwarciem i zamknięciem migawki, bardzo krótkie czasy ekspozycji są bardziej narażone na efekt scyntylacji, niż dłuższe, gdzie „rozbłyski" są uśredniane w dłuższym okresie czasu. Aby uniknąć takich problemów, nie zaleca się ekspozycji krótszych niż 10 sekund. Nie skracaj czasu naświetlania. Spróbuj raczej jednej z następujących technik:

» Użyj maski zmniejszającej aperturę teleskopu, aby zmniejszyć ilość światła rejestrowanego w jednostce czasu przez aparat. (Należy pamiętać, że trzeba będzie wykonać nowe „flaty"!)
» Wykorzystaj niebieski (B) filtr fotometryczny zamiast filtra wizualnego (V). Filtr zmniejszy ilość światła docierającego do aparatu, a także sama matryca CCD jest mniej wrażliwa na pasmo B, niż pasma V, R lub IC.
» Rozostrz minimalnie. Obraz gwiazdy oświetli większą powierzchnię, więcej pikseli matrycy, co pozwoli wydłużyć ekspozycję.



InfoBlok 4.3 – Scyntylacja

Efekt scyntylacji jest spowodowany załamaniem światła przez turbulencje atmosferyczne. Gwiazdy migotają zarówno w krótkich i długich terminach, ale amplitudy zmian krótkoterminowych, są większe. Scyntylacja została zmierzona eksperymentalnie (patrz *Young 1967*) i wpływ zakłóceń na sygnał jest w przybliżeniu funkcją apertury teleskopu, czasu ekspozycji, masy optycznej atmosfery i elewacji teleskopu. Wykres pokazuje efekt apertury (u góry) i elewacji (na dole) na zakłócenia scyntylacyjne w zależności od czasu ekspozycji przy użyciu równania Younga (zakładając $S_0 = 0{,}09$, masa optyczna atmosfery = 1,5). Większe apertury uśredniają zakłócenia spowodowane przez mniejsze turbulencje, znacznie je redukując. Strona internetowa Radu Corlana zawiera użyteczne tabele efektów scyntylacyjnych, dostępnych pod adresem: http://astro.corlan.net/gcx/scint.txt.

W przypadku, gdzie trzeba używać bardzo krótkich czasów naświetlania, aby uniknąć nasycenia, należy rozważyć wykonanie wielu fotografii, a następnie na tej podstawie dokonać pomiaru (jeśli gwiazda zmienia się wystarczająco powoli). Pomoże to zmniejszyć wpływ scyntylacji.

Stłoczenia

Niedoświadczeni obserwatorzy powinni unikać pól, w którym gwiazdy są bardzo blisko siebie. Bardzo trudno wykonać dokładną fotometrię, gdy gwiazdy nakładają się lub dotykają wzajemnie. Dane zawierające łączny pomiar dwóch gwiazd są na ogół mało użyteczne. W celu oddzielenia dwóch gwiazd, należy korzystać z technik matematycznych, takich jak point spread function (PSF), co wykracza poza zakres tego podręcznika.

Jedynym wyjątkiem od tej reguły jest sytuacja gdy pobliska gwiazda ma liczbę o wartości 1% lub mniejszej niż zmienna w całym jej zakresie. W tym przypadku należy zsumować wielkości gwiazdowe obu gwiazd. Jest to jednak rzadki przypadek w zatłoczonych polach. Co gorsza, zmienne o dużych zakresach (jak Miry) mogą być znacznie jaśniejsze niż pobliskie gwiazdy w maksimum, ale słabsze w minimum. Sprawa ta często prowadzi do skonfundowania innych obserwatorów i w efekcie archiwa AAVSO zawierają wiele „płaskodennych" wykresów krzywej blasku.

Blisko horyzontu

Obserwacji poczynionych nisko nad horyzontem należy również unikać. Obserwuj obiekty tylko wtedy, gdy masa optyczna atmosfery jest mniejsza niż 2,5 (lub wysokość >~23°). Gdy światło gwiazdy musi przejść przez grubszy przekrój atmosfery ziemskiej, jej jasność jest zmniejszona. Zjawisko znane jako tłumienie lub ekstynkcja atmosferyczna. Możliwe jest zastosowanie korekty danych, ale jest to skomplikowane, ponieważ tłumienie zmienia się szybko w pobliżu horyzontu. Efekt różni się także w zależności od koloru gwiazd. W pewnych przypadkach trzeba będzie stosować różne wartości dla każdej gwiazdy, nawet w tym samym polu widzenia. Także seeing jest gorszy blisko linii horyzontu. Grubość atmosfery jest definiowana jako masa optyczna atmosfery (airmass). Przez pojęcie masy optycznej atmosfery rozumie się stosunek masy słupa powietrza nachylonego w kierunku danego ciała niebieskiego do masy pionowego słupa powietrza. Masa optyczna atmosfery dla obiektu znajdującego się w zenicie wynosi 1, zaś dla tego na horyzoncie jest bardzo duża.

InfoBlok 4.4 – Obliczanie masy optycznej atmosfery

Masa optyczna atmosfery (X) może być w przybliżeniu obliczona na podstawie równania:

$$X = 1/\cos(\theta)$$

Gdzie θ to kąt zenitalny. Mierzony od zenitu w kierunku horyzontu (zenit = 0°, horyzont 90°).

Altitude (angle above horizon)	Zenith angle (angle from overhead)	Airmass
90°	0°	1.00
60°	30°	1.15
30°	60°	2.00
23°	67°	2.56
20°	70°	2.92
10°	80°	5.76

Przed przesłaniem danych do AAVSO pożądane jest, aby przekazywać dane na temat masy optycznej atmosfery dla każdej obserwacji. Jeśli oprogramowanie nie wylicza go automatycznie lub nie można uzyskać tych danych z oprogramowania typu planetarium, trzeba oszacować kąt zenitalny i obliczyć go samodzielnie (patrz InfoBox 4.4).

Kontrola uzyskanych obrazów

Przed rozpoczęciem pomiarów ważne jest, aby skontrolować jakość materiału, sprawdzając go wizualnie. W ten sposób, staniesz się świadomy potencjalnych problemów związanych z systemem lub procedurami, jak również warunków poza kontrolą, które mogą wpłynąć na ostateczne wyniki. W niektórych przypadkach obrazy będą nadawały się do dalszej obróbki, a w niektórych nie. Tak czy inaczej zaoszczędzi to wiele kłopotów podczas późniejszej próby oszacowania dlaczego dana obserwacja tak bardzo różni się od reszty.

Następnych kilka stron zawiera listę typowych problemów. Przykłady obrazów na których można je zaobserwować znajdują się na stronach 38–40.

Nasycenie

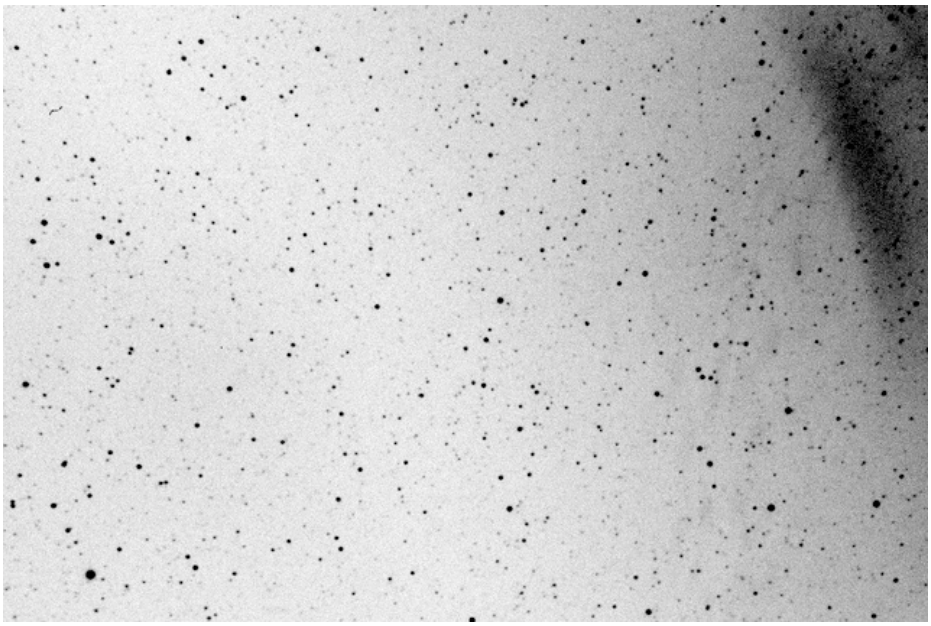
Gwiazdy, które są zbyt jasne dla danego czasu ekspozycji są prześwietlone. Ważne jest, aby pamiętać, że obraz gwiazd może być prześwietlony zanim „zakwitnie" (blooming) na zdjęciu. Aby to sprawdzić sprawdź liczbę ADU w najjaśniejszym centrum gwiazdy. Najlepiej zrobić to dla badanej gwiazdy, jak również dla gwiazdy testowej i wszystkich gwiazd odniesienia. Jeśli liczba ADU dla którejś z nich zbliża się lub przekracza pełną pojemność piksela aparatu (full–well depth), wtedy ta gwiazda jest przesycona i nie powinna być uwzględniona w żadnych pomiarach. Można użyć innej nieprześwietlonej gwiazdy w polu widzenia, o ile jej obraz nie jest zakłócony przez spajki innej.

Problemy związane z filtrami

Koło filtrowe to delikatny sprzęt. Czasami może się zablokować. Filtr zatrzymany w połowie drogi przesłania gwiazdy w części obrazu. Jeżeli koło filtrowe nie kręci się w ogóle, możesz tego nie zauważyć i myśleć, że fotografujesz w określonym kolorze, gdy tymczasem wcale tak nie jest. Może to być trudne do wykrycia i możliwe tylko w przypadku porównania wyników z użyciem innego koła filtrowego. Jeśli coś nie ma sensu, wróć i sprawdź to!

Światło rozproszone

Odbicia od wewnętrznej powierzchni tuby teleskopu lub innych elementów optycznych może spowodować pojaśnienia, pierścienie lub podwójne obrazy, które mogą wpłynąć negatywnie na wyniki. Jest to szczególnie widoczne, kiedy Księżyc jest widoczny na niebie lub jasne gwiazdy lub planety występują w pobliżu pola obrazowania.

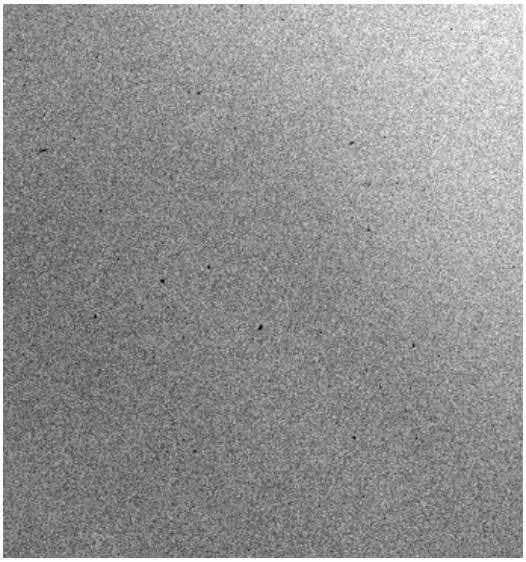


Obrazek 1. Negatyw pokazujący efekt światła rozproszonego Księżyca w prawym górnym rogu.

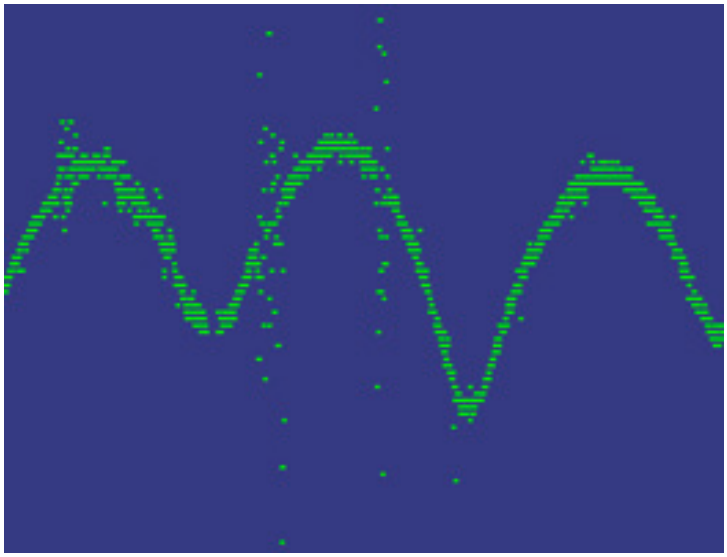
Problemy atmosferyczne

Podczas konfigurowania sprzętu, poświęć kilka chwil, aby przestudiować niebo! Zapisz co widzisz – zwłaszcza jeśli w około są chmury – rób notatki na temat seeingu i przejrzystości. Cienką warstwę chmur ciężko zauważyć przy bardzo ciemnym niebie. Należy rozważyć nagrywanie tego, co widać, gdy jest jeszcze wystarczająco jasno (lub już wystarczająco jasno).

Wykrycia cienkiej warstwy chmur na zdjęciach nie zawsze jest łatwe, ale później, podczas studiowania wyników swojej fotometrii, gdy podejrzewasz, że coś może być nie tak, notatki mogą okazać się bardzo przydatne. W rzadkich przypadkach cienka, jednolita chmura może mieć tak duży wpływ na mierzoną gwiazdę i gwiazdy odniesienia oraz ze względu na metodę fotometrii różniczkowej, że cała praca pomiarowa może zostać zaprzepaszczona. Pomimo, że jest to rzadki przypadek, należy spojrzeć na wyniki swoich pomiarów podczas wątpliwych warunków pogodowych z dużą dozą sceptycyzmu.



Obrazek 3. Chmury na negatywie.



Obrazek 4. Krzywa blasku VW Cep pokazująca negatywny wpływ chmur.

Promieniowanie kosmiczne

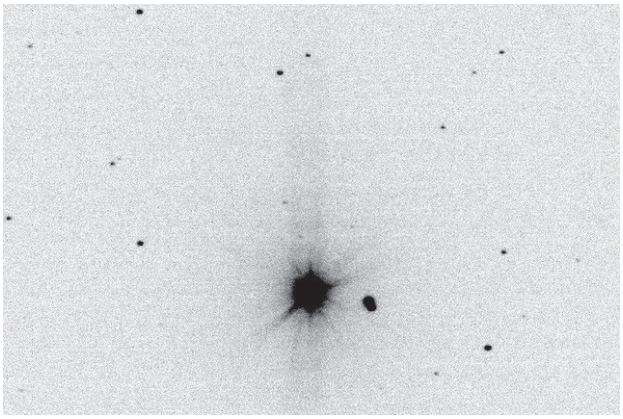
Ślady promieniowania kosmicznego na zdjęciach nie są niczym niezwykłym, zwłaszcza w wypadku obserwacji na wyższych wysokościach. Będą manifestować się jako małe smugi, spirale lub małe, ostre (1–3 piksele) jasne plamki na zdjęciach. Są one przypadkowe i ogólnie nie stanowią problemu. Jeśli jednak ślad pojawi się w świetle gwiazdy lub w bezpośrednim sąsiedztwie, efekt może być zauważalny.

Samoloty/satelity/meteory

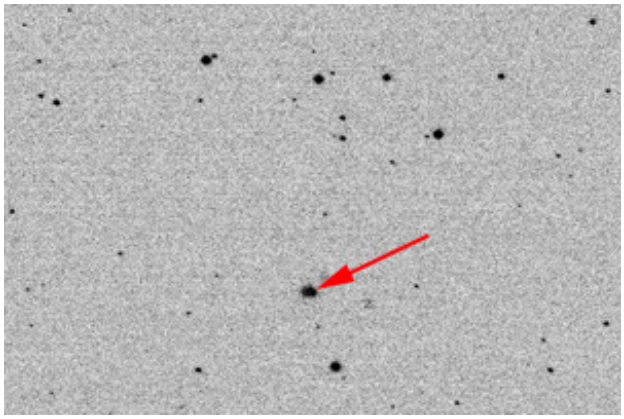
Podobnie jak promieniowanie kosmiczne, ślady samolotów, meteorów i satelitów, które przechodzą przez obraz, nie są problemem, o ile nie znajdują się zbyt blisko mierzonej gwiazdy. Czasem trzeba będzie wybrać inną gwiazdę porównania lub całkowicie odrzucić dany obraz.

„Duchy (RBI)"

Ze względu na charakterystykę pracy kamery CCD, jeśli obrazujesz jasny obiekt, masz szansę uzyskać jego „ducha" w następnym obrazie. Ma to wygląd rozmytej plamy i stopniowo zanika z każdym kolejnym zdjęciem. Artefakty te nie są problemem, o ile nie kolidują z gwiazdą, którą próbujesz mierzyć lub utrudniają identyfikację w polu widzenia. Występują częściej na zdjęciach wykonanych przy użyciu filtra czerwonego (np. RC lub IC). Aby je wyeliminować, rozgrzej kamerę CCD i odczekaj kilka minut, aż obraz zacznie „krwawić". Potem ponownie schłodź kamerę. Problem powinien zniknąć. Innym możliwym rozwiązaniem jest unikanie jasnych obiektów na skraju pola widzenia.

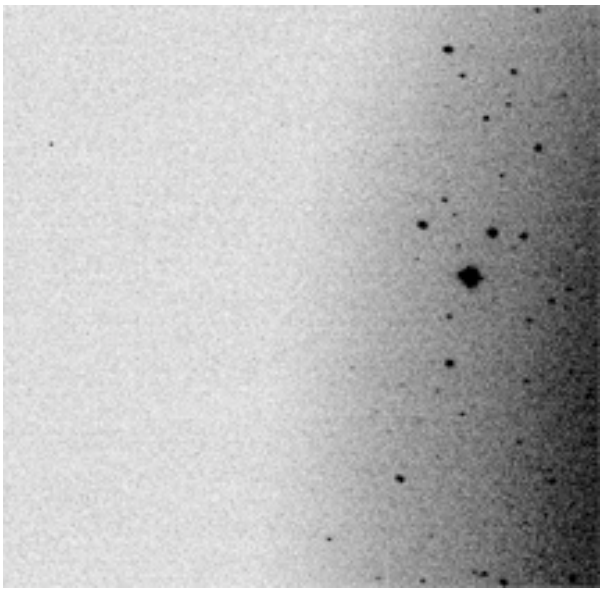


Negatyw pokazujący jasną DY Eri

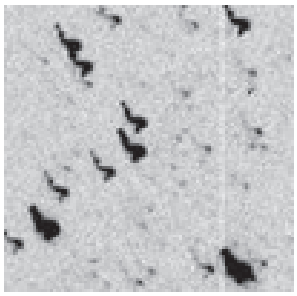


Kolejne zdjęcie z „duchem” DY Eri

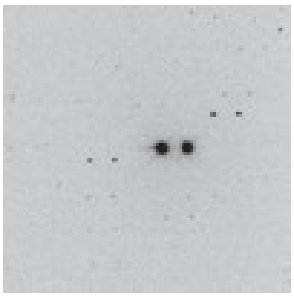
Więcej potencjalnych problemów



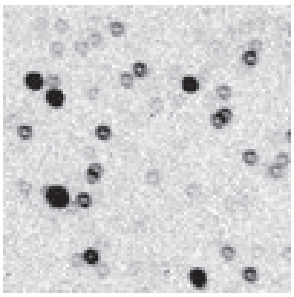
Filtr zablokowany w połowie drogi



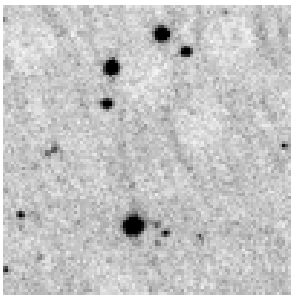
Smugi



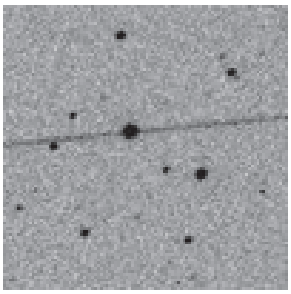
Problemy z trackingiem



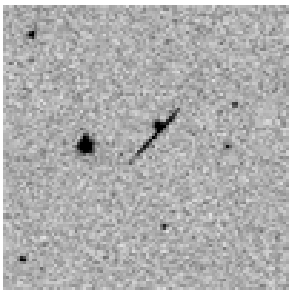
Zła ostrość



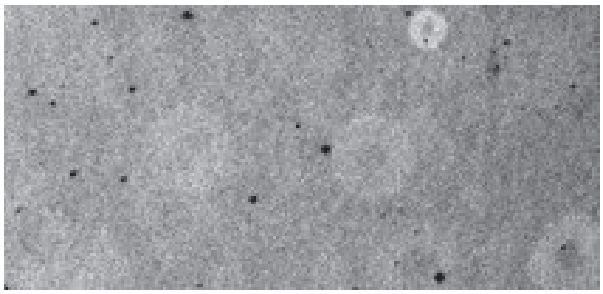
Kryształki lodu



Satelita



Cząstki prom. kosmicznego



Problemy z flatami

Rozdział 5: Fotometria – pomiary obrazów

Teraz, gdy masz już zestaw starannie skalibrowanych obrazów CCD, przyszedł czas, aby zmierzyć jasność gwiazd, które zostały przechwycone. Jest to proces znany jako fotometria. Podobnie jak w przypadku uzyskiwania i kalibracji obrazu istnieje oprogramowanie eliminujące większość ciężkiej pracy, ale ważne jest, aby go zrozumieć i używać poprawnie. W przeciwnym wypadku wyniki mogą być naukowo bezużyteczne.

Ponieważ istnieje wiele dostępnych pakietów oprogramowania, w tym własny program do fotometrii firmy AAVSO – VPhot, przewodnik ten nie będzie próbował zagłębić specyfiki używania danego programu. Zamiast tego skupi się na koncepcjach i technikach wspólnych dla wszystkich, aby pomóc Ci uzyskać prawidłowe dane.

Co to jest fotometria różnicowa?

Rozróżniamy dwa rodzaje fotometrii wykorzystywanej w astronomii:

» fotometria różnicowa – w której wielkość gwiazdowa gwiazdy zmiennej porównywana jest w tym samym czasie z pobliską gwiazdą o znanej jasności. W ten sposób określamy „ustandaryzowaną wielkość gwiazdową" zmiennej.
» fotometria „all-sky" – bardziej skomplikowana procedura, w której wielkości gwiazdowe są otrzymywane po kalibracji systemu obserwacyjnego z uwzględnieniem aktualnych warunków atmosferycznych, przy wykorzystaniu zestawu standardowych gwiazd z poza pola widzenia.

Tylko fotometria różnicowa zostanie omówiona w tym podręczniku, ponieważ jest o wiele łatwiejsza i daje doskonałe rezultaty. Jest też znacznie bardziej „wyrozumiała", gdy warunki obserwacji nie są idealne. Na przykład, jeśli cienka warstwa chmur przejdzie przez pole widzenia podczas robienia zdjęć, istnieje duża szansa, że zaburzy to odczyt wielkości gwiazd porównania w takim samym stopniu, jak wielkość gwiazdy docelowej. Różnica wielkości między nimi będzie zatem prawie taka sama i nie wpłynie to na wyniki.

Fotometria różnicowa krok po kroku.

1. Sprawdź poprawność zdjęć.
2. Zidentyfikuj gwiazdy.
3. Ustaw przesłonę.
4. Wybierz gwiazdy odniesienia.
5. Zmierz wielkości gwiazdowe.
6. Oblicz niepewność pomiaru.
7. Sprawdź poprawność zdjęć.

1. Sprawdź poprawność zdjęć

Pomimo, że prawdopodobnie zrobiłeś to wcześniej, to dokładne oględziny każdego obrazu mogą oszczędzić dużo czasu i frustracji. Zwróć uwagę na chmury, samoloty, satelity lub ślady promieniowania kosmicznego, które mogłyby wpłynąć na dokładność pomiarów gwiazd (zarówno zmiennych jak i odniesienia). Jeśli zrobiliśmy serię obrazów w tym samym polu, można zbadać je wszystkie po kolei, aby „wyłapać" ewentualne nieścisłości.

Dokładnie sprawdź wszystkie gwiazdy, które mierzysz, aby mieć pewność, że żadna z nich nie jest prześwietlona. Pamiętaj, że brak widocznych oznak prześwietlenia nie oznacza, że gwiazda prześwietlona nie jest. Jednym ze sposobów sprawdzenia poprawność ekspozycji jest zbadanie wykresu funkcji rozmycia punktu (point spread function – psf) z profilu jasności gwiazdy (patrz ramka). Jeśli krzywa na szczycie jest płaska, istnieje duża szansa, że gwiazda „przesyciła" detektor i nie będzie dla niej możliwe uzyskanie poprawnej wielkość. Jeśli nie ustaliłeś jeszcze liniowości aparatu, to trzeba to zrobić (patrz rozdział 3, str. 13). Po nabraniu doświadczenia, będziesz mógł przewidzieć najlepszy czas ekspozycji po uwzględnieniu wielkości gwiazdowej i filtra, którego używasz.

Przykłady niektórych problemów, jakie mogą pojawić się podczas inspekcji obrazów są pokazane na poprzedniej stronie.

2. Zidentyfikuj gwiazdy

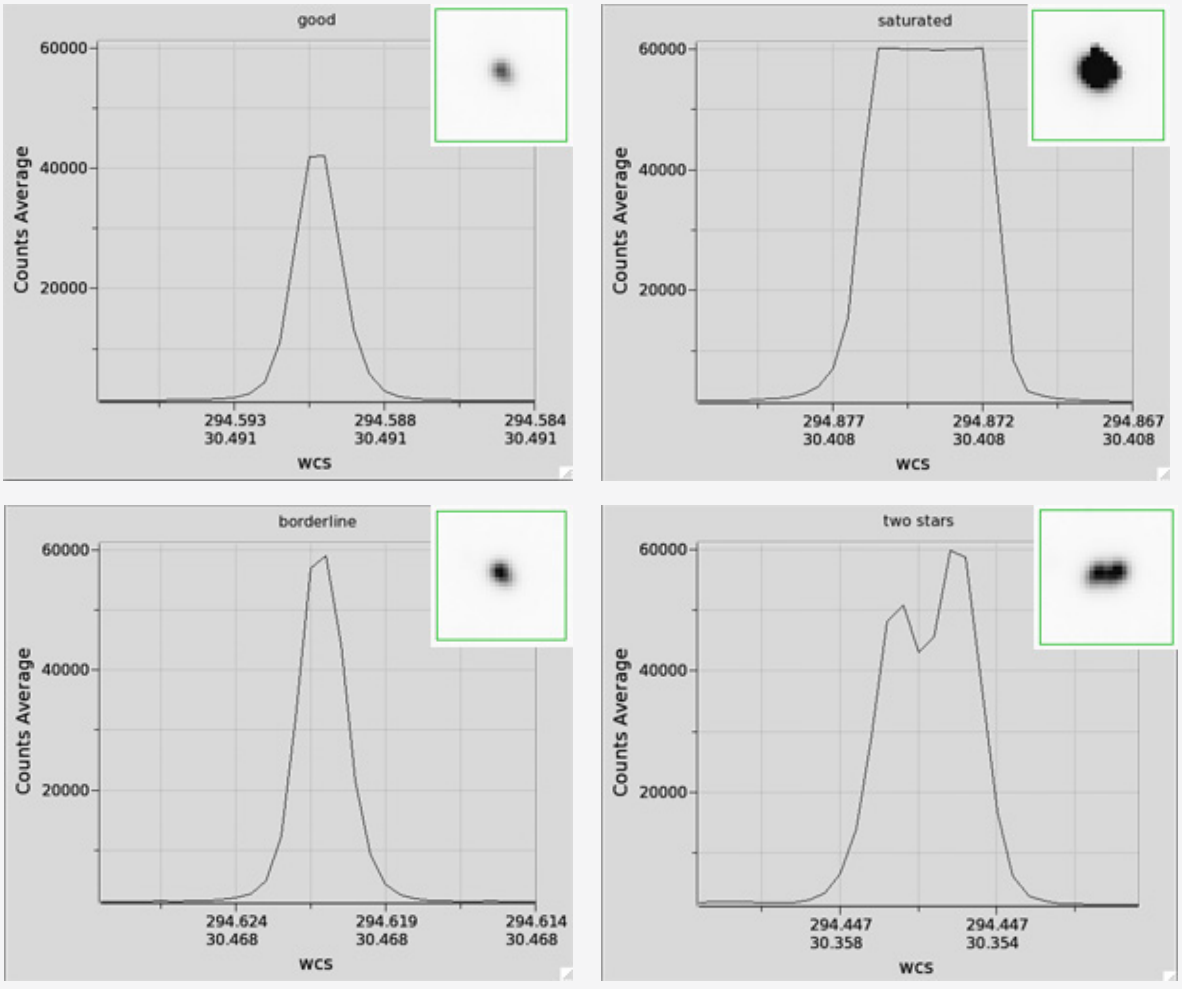
Przestudiuj uważnie obrazy – zwłaszcza w zatłoczonych obszarach lub w przypadkach, gdy gwiazdy, które chcesz mierzyć są bardzo słabe. Bardzo łatwo o pomyłkę, gdy w pobliżu zmiennej występuje inna gwiazda. Zwłaszcza gdy towarzysz ten jest jaśniejszy. Używaj mapy w dużej skali (powiększonej) podczas obrazowania pola, które jest dla ciebie nowe, dzięki czemu będziesz mieć pewność, że nie ma tam ukrytych żadnych niespodzianek, a Ty obserwujesz i analizujesz odpowiednią gwiazdę.

W zależności od oprogramowania, które używasz, identyfikacja obiektów będzie odbywać się automatycznie albo będziesz musiał zrobić to samemu przy użyciu map. W obu przypadkach ważne jest, aby sprawdzić, czy zmienna i gwiazdy odniesienia są prawidłowo zidentyfikowane. Oprogramowanie do astrometrii jest dobre, ale nie idealne! Możesz zostać wprowadzony w błąd przez wady obrazu albo pomylenie zmiennej z pobliską gwiazdą.

Jeśli oprogramowanie nie importuje informacji dotyczących gwiazd odniesienia z AAVSO, będziesz musiał zrobić to sam. Najlepszym sposobem, aby uzyskać potrzebne informacje, jest użycie plotera gwiazd zmiennych (VSP) ze strony AAVSO. Możesz tutaj wydrukować mapkę i tabelę fotometryczną. Korzystając z mapy, możesz zidentyfikować gwiazdy odniesienia i zapisać opublikowane jasności dla każdego koloru filtra w odpowiednich miejscach. Korzystanie z map DSS może być bardzo pomocne.

InfoBlok 5.1

Oprogramowanie do fotometrii powinno umożliwiać utworzenie wykresu funkcji rozmycia punktu (PSF) wybranej gwiazdy z obrazu. Generalnie jest to dwu- lub trójwymiarowy wykres funkcji liczby ADU dla każdego piksela i przekroju poprzecznego lub wzdłuż promienia gwiazdy widocznej na zdjęciu. Taki wykres może być bardzo przydatny w określaniu, czy dana gwiazda jest prześwietlona lub może jej światło zmieszało się ze światłem innej. Poniżej kilka przykładów wykresów PSF (utworzony za pomocą DS9) wraz ze zbliżeniem mierzonej gwiazdy.

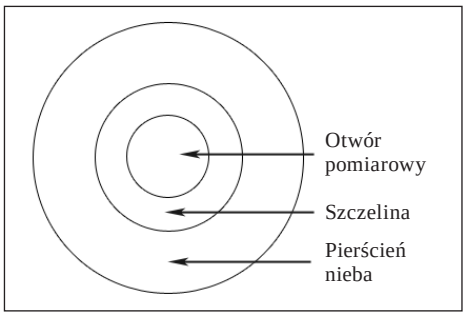


3. Ustaw przysłonę

Ściśle mówiąc, fotometria jest po prostu miarą ilości energii świetlnej odbieranej w jednostce czasu. W tym przewodniku będziemy zajmować się tylko metodą znaną jako fotometria przysłonowa, nazwana tak dlatego, że mierzy natężenie światła małych okręgów lub otworów, wycentrowanych na poszczególnych, zobrazowanych gwiazdach.

Dwa inne sposoby fotometryczne to dopasowywanie funkcji rozmycia punktu (PSF) oraz odejmowanie obrazu (image subtraction). Techniki te są przydatne do wykonywania pomiarów w bardzo zatłoczonych obszarach, ale ponieważ są bardzo skomplikowane i rzadko zawarte w komercyjnych pakietach oprogramowania CCD, nie będą tutaj omawiane. Przysłona składa się z trzech części, jak pokazano na rysunku:

- *Otwór dla gwiazdy* (lub otwór pomiarowy) – jest to wewnętrzny okrąg, w którym umieszcza się mierzoną gwiazdę.
- *Szczelina* – jest po prostu przestrzenią pomiędzy okręgiem sygnałowym a pierścieniem nieba.
- *Pierścień nieba* – pierścień zewnętrzny, który jest używany do przechwytywania informacje o tle nieba.



Pakiet oprogramowania, który używasz, zapewne utworzy te kręgi automatycznie gdy załadujesz obraz. Pomimo to trzeba skontrolować wielkość każdego pierścienia i ewentualnie dokonać drobnych korekt. Jedna ważna zasada: trzeba używać tej samej wielkości pierścieni dla każdej gwiazdy w tym samym obrazie.

Oto niektóre inne sugestie i wytyczne dotyczące wielkości pierścieni przysłony:

» Średnica otworu dla gwiazdy powinna być 3 do 4 razy większa od średniego FWHM dla wszystkich gwiazd, które chcesz mierzyć. Oprogramowanie powinno pomóc w określeniu FWHM (FWHM, albo „full–width at half–maximum" jest zdefiniowany w rozdziale 3, str. 14).
» Upewnij się, że najjaśniejsza gwiazda, którą planujesz mierzyć, pasuje całkowicie w otwór pomiarowy. Jeżeli otwór jest zbyt mały, to pomiar nie będzie kompletny. Jeśli zbyt duży, istnieje szansa włączenia innych słabych gwiazd do pomiaru.
» Średnica wewnętrznego kręgu pierścienia nieba powinna wynosić około 5 razy średnią FWHM (czyli około 10 pikseli).
» Skoryguj zewnętrzną średnicę pierścienia nieba, jeśli to konieczne. Większy pierścień nieba oznacza lepszy stosunek sygnału do szumu (SNR), ale unikaj jak możesz, gwiazd w tym polu.
» Jeśli nie ma sposobu, aby uniknąć „zanieczyszczenia" pola pierścienia nieba gwiazdami, nie martw się. Oprogramowanie może usunąć je automatycznie. Przeczytaj podręcznik, aby dowiedzieć się, czy i jak jest to możliwe do uzyskania.

4. Wybierz gwiazdy odniesienia

To bardzo ważny etap, ponieważ w zależności od wyboru gwiazd odniesienia można uzyskać różne wyniki. Ogólnie mówiąc, im więcej gwiazd odniesienia używasz, tym lepiej, ponieważ ewentualne błędy lub niewielkie rozbieżności zostaną uśrednione. Sprawdź je też dokładnie i poświęć trochę czasu i uwagi podczas ich wyboru, aby mieć pewność, że wyeliminowałeś te, które mogą zaburzyć wyniki.

Jeśli to możliwe, prosimy skorzystać z gwiazd odniesienia wyselekcjonowanych przez AAVSO. Wiele programów do obróbki pozwoli Ci załadować je automatycznie. Jeśli nie, zalecane obiekty dla każdego pola oraz tabele fotometryczne znajdziesz za pomocą funkcji VSP na stronie AAVSO. Tabela zawiera położenie każdej gwiazdy odniesienia razem z jej jasnością oraz różnicą tej jasności dla danej częstotliwości fali.

Sekwencje gwiazd AAVSO zostały zaprojektowane tak, aby wykorzystać wszystkie gwiazdy, dla których wielkości gwiazdowe zostały bardzo dokładnie ustalone, nie zmieniają jasności, nie mają bliskich towarzyszy, i mają podobny kolor do zmiennej. Inną zaletą użycia standardowego zestawu gwiazd odniesienia, jest łatwiejsza możliwość bezpośredniego porównania Twoich wyników z wynikami innych obserwatorów AAVSO gdy dane te będą zbierane i analizowane w międzynarodowej bazie danych AAVSO. Naukowcy wykorzystujący Twoje dane będą Ci wdzięczni.

Oto kilka wskazówek, których należy przestrzegać podczas wyboru gwiazd odniesienia:

» Wybierz gwiazdy odniesienia blisko celu, a nie w pobliżu krawędzi obrazu, w którym mogą być zniekształcone.
» Gwiazdy odniesienia powinny być podobnych kolorów, ale niekoniecznie podobne do gwiazdy docelowej.
» Nie stosuj gwiazd czerwonych (wiele z nich jest zmienna) lub bardzo niebieskich. Dobrą zasadą jest wybranie sekwencji gwiazd, które mają (B-V) kolory pomiędzy +0,3 i +1,0 (+0,7 powinno być dobrym wyborem). Czasem będziesz ograniczony do jakiejkolwiek gwiazdy w polu widzenia i nie będziesz miał dużego wyboru.
» Wybierz gwiazdę odniesienia, która ma podobną jasność (mag) do gwiazdy docelowej.
» Upewnij się, że żadna z gwiazd, które wybrałeś, nie ma towarzysza.
» Wybierz gwiazdy odniesienia ze stosunkiem sygnału do szumu (SNR) przynajmniej 100.
» Wybierz gwiazdy z podobnym błędem dotyczącym jasności (mag). Preferowane mniej niż .01 - .02
» Upewnij się, że gwiazdy odniesienia nie znajdują się blisko miejsca prześwietlonego na zdjęciu.

Gwiazdy testowe są ważne, aby stwierdzić, czy któraś z gwiazd odniesienia różni się i czy na obrazie występują inne problemy. Gwiazda testowa jest po prostu gwiazdą o znanej, niezmiennej magnitudo, którą traktujesz tak jak gwiazdę badaną. Powinieneś określić jej jasność i porównać ją z jasnością opublikowaną (w tym samym kolorze). Wyniki powinny być bardzo zbliżone. Gwiazda testowa powinna być, jak to tylko możliwe, podobna w kolorze i wielkość do zmiennej i może być wybrana z listy dostępnych gwiazd odniesienia w kadrze.

Jeśli przetwarzasz kilka lub wiele zdjęć tego samego pola wykonanych tej samej nocy (time series), wykreśl magnitudo gwiazdy testowej w zależności od czasu. Jeśli wszystko pójdzie dobrze, to wynikiem powinna być pozioma linia prosta. Jeśli jasność gwiazdy testowej różni się w czasie, to coś jest nie tak. Czy przypadkiem nie zarejestrowałeś chmury w międzyczasie?

5. Zmierz wielkości gwiazdowe

W większości nowoczesnego oprogramowania, jedno kliknięcie myszy zapewni Ci dostęp do danych na temat wielkości gwiazdowej celu. Dobrze jest jednak, aby zrozumieć, co jest potrzebne do osiągnięcia tego celu (zwłaszcza jeśli masz starszą wersję oprogramowania, w którym nie jest to tak automatyczne). Pierwszym krokiem jest pomiar wielkości instrumentalnej (nieskalibrowana, pozorna wielkość gwiazdowa). Jest to po prostu liczba adekwatna do zarejestrowanej ilości fotonów (lub ADU). Po odjęciu instrumentalnej wielkość gwiazdy odniesienia od instrumentalnej wielkości zmiennej otrzymujemy magnitudo różnicową. Oto wzór:

$$\Delta v = v_{measured} - c_{measured}$$

Gdzie Δv to magnitudo różnicowa, $v_{measured}$ to magnitudo instrumentalna zmiennej, a $c_{measured}$ to magnitudo instrumentalna gwiazdy odniesienia.

Aby twoja obserwacja była bardziej użyteczna dla społeczności naukowej, trzeba teraz przekonwertować instrumentalną wielkość gwiazdową do znormalizowanej wielkości gwiazdowej, dodając do niej opublikowaną magnitudo gwiazdy odniesienia:

$$V = \Delta v + C_{published}$$

Prawie wszystkie pakiety oprogramowania dostępne dzisiaj umożliwiają fotometrię zespołową. Jest to porównanie zmiennej z każdą gwiazdą odniesienia, którą wybrałeś. Komputer, stosując powyższe równania, obliczy znormalizowaną wielkość gwiazdową zmiennej na podstawie każdej gwiazdy odniesienia i zwróci wynik jako średnią ważoną tych wszystkich wartości. Jesteś w posiadaniu jednej znormalizowanej wielkości gwiazdowej badanej zmiennej, która jest na ogół mniej podatna na błędy, niż gdyby użyto tylko jednej gwiazdy odniesienia. Jeśli wydaje się, że jedna z gwiazd odniesienia wpływa niekorzystnie na wyniki, spróbuj usunąć ją ze zespołu i ponownie obliczyć średnią.

Pamiętaj, że w naszej konwencji małe litery oznaczają wielkości instrumentalne, wielkie litery pisane kursywą (np. V) to wielkości znormalizowane, a duże litery pisane normalnie to wielkości, które zostały

transformowane. Pojęcie transformacji zostanie wyjaśnione w następnym rozdziale, ale krótko mówiąc, możesz zrobić zdjęcie ze standardowym filtrem Johnson V, ale musisz dokonać pewnych dodatkowych obliczeń w celu wprowadzenia zmierzonego „v" do systemu Johnson V z zachowaniem najwyższej dokładności. W rozdziale 6. pokażemy jak to zrobić.

InfoBlok 5.2 – Wielkości gwiazdowe

System wielkości gwiazdowych pochodzi z II wieku p.n.e. i przypisuje się go greckiemu astronomowi Hipparchowi. Jest to system logarytmiczny, w którym jaśniejsza gwiazda ma przypisaną mniejszą magnitudo. Został on opracowany w celu sklasyfikowania gwiazd widocznych gołym okiem i zaadoptowany w erze teleskopów do określania jasności optycznej dla wielu rodzajów obiektów astronomicznych. Istnieje bezpośredni związek między magnitudo i strumieniem (flux): różnica blasku równa 5 mag odpowiada różnicy 100 flux, co oznacza, że różnica 1 mag odpowiada różnicy około 2,5 flux (2,5 do potęgi 5 to około 100). Ponieważ skala wielkość gwiazdowych jest logarytmiczna, proporcje strumieni (flux) mogą być wyrażone jako różnice w magnitudo. Różnicę wielkości gwiazdowych między dwoma obiektami ze zmierzonymi strumieniami można wyliczyć za pomocą następującego równania:

$$mag_1 - mag_2 = -2{,}5 \log_{10}(flux_1 / flux_2)$$

Więcej znajdziesz na stronie internetowej AAVSO: http://www.aavso.org/magnitude.
Oprogramowanie będzie prawdopodobnie przekształcać zmierzone strumienie (ilość ADU w obrębie przysłony pomiarowej) do mag instrumentalnych, ale należy pamiętać, że może ono przyjąć przypadkowy punkt zerowy dla tych wielkości Prowadzi to do dziwnie wyglądających (ale poza tym w pełni uzasadnionych) wielkości instrumentalnych, takich jak np. −12,567. Jeśli *wszystkie gwiazdy są mierzone z tym samym instrumentalnym punktem zerowym*, to wszystko jest w porządku. Po prostu punkty zerowe znoszą się nawzajem, gdy są obliczane magnitudo różnicowe.

6. Oblicz niepewność pomiaru

Wielkości gwiazdowe, które mierzysz, dostarczają tylko część informacji. Każde poważne dane naukowe zawierają też rachunek niepewności, mówiący naukowcom wykorzystującym twoje dane, z jakimi ograniczeniami muszą się liczyć. Dlatego ważne jest, aby dokładnie obliczyć i przedstawić niepewność w wielkościach wraz z samymi wielkościami.

Twoja niepewność pomiaru będzie zawierać zarówno czynnik losowy, jak i systemowe. Zakłócenia losowe obejmują takie rzeczy, jak zakłócenia ze strony fotonów (które są proporcjonalne do pierwiastka kwadratowego z liczby fotonów docierających do aparatu) i zaburzenia termiczne detektora CCD. Te źródła zakłóceń muszą być scharakteryzowane, ale bardzo niewiele można zrobić, aby je zmniejszyć i one ustanowią dolny limit niepewności. Niepewności systemowe są związane z danym oprzyrządowaniem i obejmują takie rzeczy, jak wpływ przysłon pomiarowych na wyjściowe wielkości gwiazdowe, czy też masz wątpliwości lub błędy w swoich „flatach" lub w wielkościach gwiazdowych używanych w wartościach gwiazd odniesienia. Nie będziemy tutaj wchodzić w szczegółowe omówienie teorii niepewności, ale zalecamy kurs AAVSO CHOICE pt. „Niepewność co do niepewności" i notatki Aarona Price. Ograniczymy się do tego, jak to zrobić praktycznie.

Najprościej, ale nie idealnie, gdy oprogramowanie CCD wykona całą pracę. Większość programów zwróci niepewność w mag lub stosunek sygnału do szumu (SNR lub S/N). W przybliżeniu niepewność w mag to 1/SNR, więc SNR owartości 50 daje niepewność 0,02 magnitudo. Nie jest to idealnie dokładne bo: (a) SNR będzie obliczany tylko dla każdego mierzonego obrazu i nie powie nic na temat zakłóceń z powodu warunków niefotometrycznych. (b) Nie można do końca zaufać oprogramowaniu. Większość z nich obecnie „robi dobrą robotę", ale wcześniej nie zawsze było to tak oczywiste. Jak zawsze, sprawdź swoje wyniki pod kątem, czy mają one sens.

Nie istnieje jeden, najlepszy sposób na obliczenie niepewności i zależą one od tego, co i jak masz zamiar obserwować. Jeśli robisz wielokrotne pomiary gwiazdy podczas jednej nocy, można użyć nieścisłości

zaobserwowane w zmiennej, gwiazdach odniesienia i testowych i na tej podstawie oszacować całkowitą niepewność fotometryczną. Istnieją dwie możliwości. Jeśli wiadomo, że zmienna nie zmienia blasku w krótkich terminach (np. Mira), można obliczyć magnitudo takiej gwiazdy w każdej klatce, a następnie odchylenie standardowe tych pomiarów otrzymując niepewność. (Uwaga: Dla powoli zmieniającej się gwiazdy, idealnie jest pójść o krok dalej i połączyć wszystkie pomiary zmiennej wykonane podczas nocy w jedną wielkość gwiazdową, zamiast przedstawiać całą serię). Jeśli zmienna ulega zmianie w krótkich terminach (np. zmienne kataklizmiczne), to należy użyć gwiazd odniesienia lub testowych. We wszystkich przypadkach można to obliczyć korzystając z równania na odchylenie standardowe σ:

$$\sigma = ((\Sigma(x_i - x)^2)/(N - 1))^{1/2}$$

gdzie x_i to indywidualne wielkości gwiazdowe, x to średnia wielkość gwiazdowa, N to liczba uśrednionych pomiarów. Niepewnością we wzorze jest właśnie σ. Jeśli używasz gwiazd odniesienia lub testowych do obliczenia odchylenia standardowego, to powinny to być obiekty o blasku podobnym do zmiennej.

Jeśli zamiast tego wykonasz tylko jedno zdjęcie z danym filtrem, jesteś ograniczony do obliczania niepewności na podstawie informacji zawartych w tym jednym obrazie. W przypadku słabej gwiazdy należy użyć równania CCD:

$$S/N = N_{star}/(N_{star} + n(N_{dark} + N_{sky} + (N_{readnoise})^2))^{1/2}$$

gdzie N jest liczbą fotonów zarejestrowanych dla każdej gwiazdy, nieba, prądu ciemnego oraz także zakłóceń odczytu CCD, a n jest liczbą pikseli w otworze pomiarowym.

Chociaż może to wyglądać skomplikowanie, jest to po prostu modyfikacja przypadku, gdy mierzysz niepewność wynikająca tylko z zakłóceń ze strony fotonów. Aby to sobie uzmysłowić, wyobraź sobie, że N_{star} jest znacznie większe, niż którekolwiek z pozostałych składników. W tym przypadku równanie CCD osiąga limit pierwiastka kwadratowego z zarejestrowanej liczby fotonów.

Zauważ dwie rzeczy. Po pierwsze, pamiętaj, że N w powyższym równaniu jest liczbą fotonów, niż liczba ADU, którą mierzy kamera CCD. To wprowadza konieczność niewielkiej modyfikacji równania dla ADU wprowadzając zysk (gain), G:

$$S/N = N_{ADU} \times G/((N_{ADU} \times G) + n_{pix} \times ((N_{ADU,sky} \times G) + N_{dark} + (N_{r.n.})^2))^{1/2}$$

Po drugie, można użyć wartości SNR wyliczonego przez oprogramowanie zamiast liczenia równania CCD do oszacowania niepewności w przypadku gwiazdy, której jasność jest znacznie wyższa niż zarówno tło nieba i zakłócenia odczytu.

Następnym dobrym rozwiązaniem przypadku pojedynczego obrazu fotometrycznego jest wiele gwiazd odniesienia dostępnych w kadrze. W tym przypadku można mierzyć wszystkie gwiazdy odniesienia wraz ze zmienną, obliczyć wielkość zmiennej na podstawie każdej z gwiazd odniesienia, a następnie obliczyć odchylenie standardowe wszystkich tych wielkości. Pozwoli to uwzględnić rzeczywiste niepewności, zarówno dotyczące zmiennej jak i gwiazd odniesienia.

Równanie CCD jest uniwersalne, ale także w pewnym stopniu zawiłe, ponieważ musisz pomierzyć wiele rzeczy z osobna i nie udziela ono informacji na temat innych źródeł niepewności poza tymi, które były obecne w konkretnym obrazie, czyli warunkami na niebie. Jednakże, przy obróbce pojedynczych klatek, to najlepsze, co możesz zrobić i powinieneś tego używać, zwłaszcza w przypadku, gdy pracujesz ze słabymi gwiazdami i niskim S/N.

Rozdział 6. Transformacja danych

Dlaczego transformacja jest konieczna?

AAVSO ID (*Międzynarodowa Baza Danych AAVSO*) zawiera pomiary wykonane przez setki obserwatorów, w różnym czasie, z różnych miejsc na Ziemi. Największa zaleta takiego systemu polega na tym, że każdy zainteresowany obserwacjami może mieć swój wkład w tworzeniu bazy, co zapewnia dużą ciągłość obserwacji. W przeglądach nieba wykonywanych w obserwatoriach profesjonalnych jest to słaby punkt – zła pogoda, awaria sprzętu, cykl dnia i nocy czy problemy z finansowaniem mogą (i zwykle powodują) występowanie przerw w danych – których obecność jest dużym utrudnieniem, szczególnie w obserwacjach gwiazd wielookresowych. Obserwacje rozproszone nie są jednak bez wad – w przeciwieństwie do pomiarów wykonywanych jednym instrumentem, obarczone są one błędami spowodowanymi różnicami w stosowanych teleskopach, matrycach czy różnymi metodami obróbki. Błędy te są bardzo trudne do wyeliminowania.

Zakładając, że wszystkie kroki opisane w poprzednich rozdziałach poradnika zostały wykonane starannie i bez pomyłek, ewentualne błędy w wynikach obserwacji mogą nadal być obecne, głównie z powodu charakterystyki widmowej układu optycznego. Matryce CCD reagują z różną czułością w zależności od długości fali padającego światła. Szkło lub powłoki przeciwodblaskowe użyte w układzie optycznym może wprowadzać fałszywą barwę obrazu (częsty jest żółty zafarb wprowadzany przez soczewki). Nawet dwa filtry fotometryczne wykonane w tej samej fabryce mogą posiadać drobne różnice w charakterystyce transmisji spowodowane niedoskonałością procesu produkcyjnego! Dlatego nawet mimo zastosowania sprzętu najwyższej klasy, konieczna jest poprawka związana z tymi możliwymi odchyłkami od idealnej charakterystyki transmisji.

Procedura, która zostanie opisana w tym rozdziale nazywa się *transformacją do systemu standardowego* i pozwala na stanowczą redukcję lub niemal wyeliminowanie błędów wynikających z tych czynników. Po jej przeprowadzeniu, obserwacje będą zgodne z obserwacjami dostarczonymi przez innych obserwatorów (jak również przez profesjonalne obserwatoria), zaś krzywa blasku gwiazdy znacznie zyska na wartości naukowej.

Jak dokonać transformacji do systemu standardowego?

Zasadniczo, nie wiemy jakie odchyłki i w jakiej barwie występują w naszym układzie teleskop-kamera. Pierwszym krokiem jest więc wyznaczenie ich. Drugim krokiem będzie zastosowanie wyliczonej poprawki do obserwacji.

Na początku proces ten może Ci się wydawać dość skomplikowany. Ponadto, wśród obserwatorów istniało wiele wątpliwości i zamieszania jak wykonać poprawnie tę transformację. Dzięki temu poradnikowi AAVSO mamy nadzieję, że te wątpliwości zostaną rozwiane. Osoby zainteresowane pogłębieniem wiedzy w tym temacie zachęcamy do zapoznania się z bibliografią na końcu tego przewodnika.

Postawowe założenia

Zakładamy w tym poradniku, że pomiar jest wykonywany za pomocą fotometrii różnicowej. Przypominamy, że oznacza to, że mierzoną wielkością jest *różnica* jasności gwiazdy badanej oraz znanej gwiazdy porównania.

Załóżmy, że badamy akurat dwie gwiazdy. Obie posiadają taką samą katalogową jasność zmierzoną w paśmie standardowym V (na przykład 5 magnitudo), jednak jedna z nich jest chłodną pomarańczową gwiazdą typu widmowego K, zaś druga – białoniebieską gwiazdą typu widmowego B. Po dokonaniu pomiaru stwierdzimy, że mimo iż obie gwiazdy posiadają takie same jasności katalogowe, nasze odczyty będą się różnić. Dokładnie w taki sposób objawiają się omawiane wcześniej różnice w charakterystyce widmowej instrumentu. Gdybyśmy obserwowali teleskopem idealnym bez obecności atmosfery, dostalibyśmy równe odczyty – tak jak to było w katalogu.

Musimy więc wyznaczyć jak nasz instrument zmienia widmo. Na szczęście to tylko brzmi skomplikowanie. W rzeczywistości musimy zmierzyć dwie wielkości: *różnicę jasności instrumentalnych* gwiazdy zmiennej względem gwiazdy porównania oraz kolor gwiazd, wyrażony przez *instrumentalny wskaźnik barwy.* Porównując *instrumentalny wskaźnik barwy* każdej gwiazdy porównania z wartościami

katalogowymi, będziemy mogli wyznaczyć zależność pozwalającą na transformację wskaźnika barwy *instrumentalnego* do *standardowego.* Następnie, poszukując liniowej relacji pomiędzy różnicą *jasności instrumentalnej* i *jasności standardowej,* a *wskaźnikiem barwy* w systemie standardowym, będziemy mogli wyznaczyć współczynnik poprawiający wyznaczoną jasność gwiazdy zmiennej ze względu na jej kolor. Po zastosowaniu tych dwóch transformacji otrzymamy *jasność gwiazdy w systemie standardowym*, która (teoretycznie) będzie mogła być porównana z wynikami innych obserwatorów.

W astronomii obserwacyjnej kolor gwiazdy jest najczęściej wyrażony poprzez różnicę jasności gwiazdy w dwóch filtrach. Wybór filtrów jest zależny od potrzeb, ale najczęściej stosowanym wskaźnikiem barwy w zastosowaniach ogólnych jest **b-v** (czyli różnica jasności gwiazdy w filtrze Johnsona B i jasności w filtrze Johnsona V). Dlatego też niniejszy poradnik zakłada, że obserwator posiada przynajmniej te dwa filtry. Możliwe jest również wykonanie pomiaru posiadając tylko filtr V, lub używając kanałów niebieskiego i zielonego z lustrzanki cyfrowej, ale takie pomiary będą obarczone o wiele większym błędem. Jeżeli obserwator z kolei używa większej ilości filtrów, konieczna będzie odrębna poprawka barwna dla każdego z nich.

Wyznaczanie współczynników transformacji

Krok I – Wykonaj zdjęcia pola standardowego i zredukuj obrazy

Pierwszym krokiem w wyznaczeniu współczynników transformacji jest wykonanie zdjęcia **pola standardowego,** używając każdego z filtrów. Pola standardowe to rejony na niebie, w których jasności gwiazd zostały zmierzone bardzo dokładnie, a co za tym idzie – są używane do kalibracji instrumentów. Dla wygody obserwatorów i uwzględniając różnorodność stosowanych instrumentów, AAVSO przygotowało 6 gromad otwartych gwiazd dobrych do kalibracji. Brano pod uwagę m.in. rozmiar kątowy oraz różnorodność kolorów gwiazd w gromadzie.

Tabela 6.1 – gromady standardowe

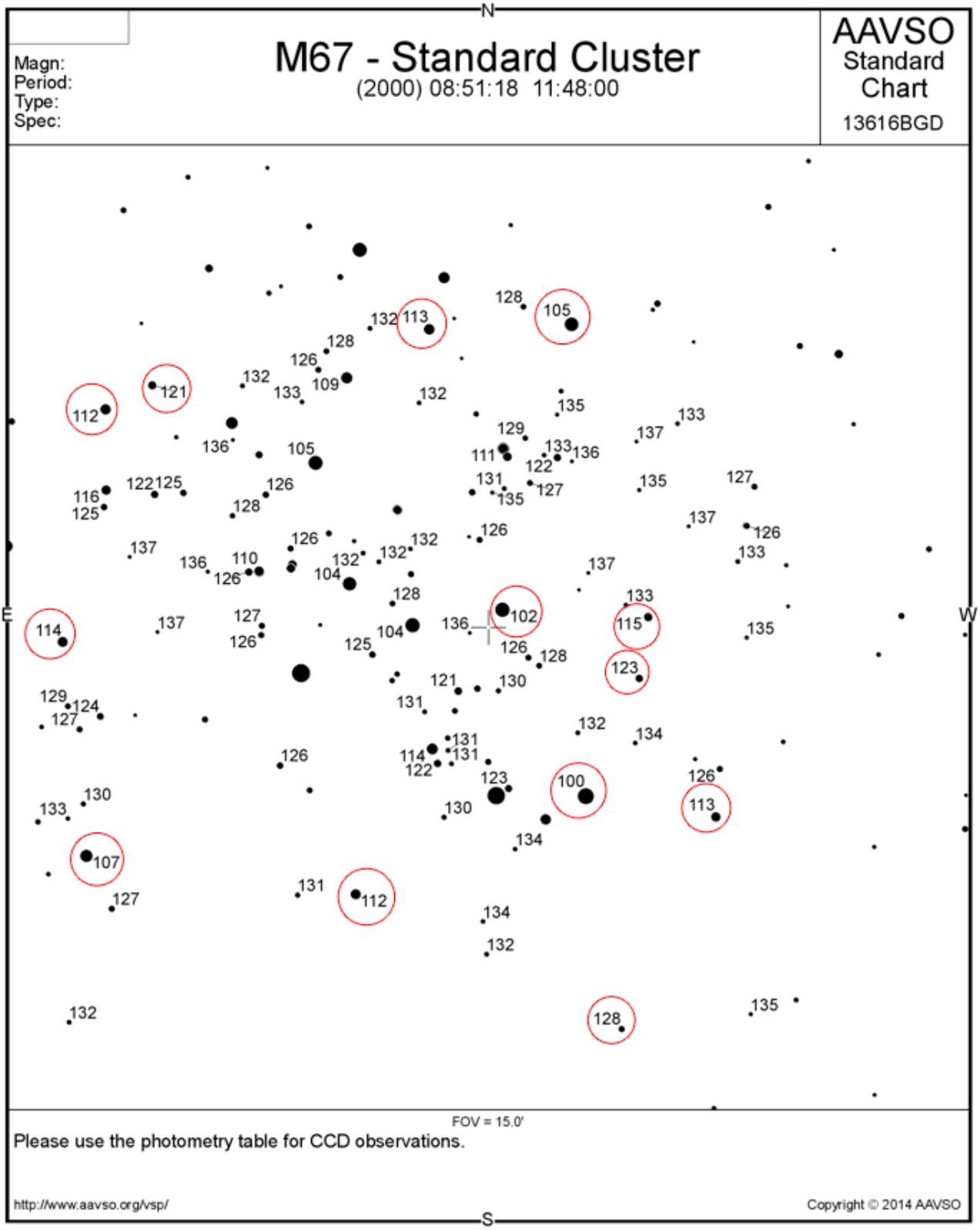
Nazwa gromady	RA	Dec	Zakres jasności	Średnica (minuty kątowe)
NGC 1252	03:10:49	-57:46:00	8 – 15	300+
M67	08:51:18	+11:48:00	7 – 16	74
NGC 3532	11:05:39	-58:45:12	8 – 13.5	30
Coma Star Cluster	12:22:30	+25:51:00	5 – 10	450
M11	18:51:05	-06:16:12	8.5 – 17	20
NGC 7790	23:58:23	+61:12:25	10 – 20	7

Możesz przygotować mapkę wybranego pola, używając narzędzia *AAVSO Variable Star Plotter (VSP).* Po wpisaniu rektascensji i deklinacji odczytanej z powyższej tabeli, zaznaczeniu granicznej jasności używanego instrumentu i zaznaczeniu *Yes* (Tak) przy pytaniu *Would you like a standard field chart?* (Czy chcesz wygenerować mapę pola standardowego?), program wygeneruję mapkę podobną do tej na Rys. 6.1. Możesz również wydrukować sobie tabelę zawierającą jasności wszystkich gwiazd zalecanych do kalibracji (*Photometry Table*). Będzie ona przydatna dla osób które nie używają oprogramowania automatycznie pobierającego fotometrię (patrz Rys. 6.2).

Zbierając dane trzeba wykonać kroki takie, jak przy każdej innej fotografii astronomicznej. Najlepiej wykonywać kalibrację kiedy gromada jest wysoko na niebie, dobrać czas ekspozycji zapewniający dobre naświetlenie gwiazd (ale by ich nie prześwietlić), a także wykonać kilkanaście ekspozycji, by poprawić stosunek sygnału do szumu. Obrazy powinny być skalibrowane na dark, bias oraz flatfield.

W celu minimalizacji nieprzewidzianego wpływu atmosfery, dobrze jest kalibrację wykonać w czasie kilku nocy i obserwować wszelkie zmiany. Na końcu można uśrednić wyniki tak, żeby współczynniki były jeszcze dokładniejsze.

Rys. 6.1. Mapa dla pola gromady M67
Ta przykładowa mapa została wygenerowana za pomocą narzędzia AAVSO VSP (Variable Star Plotter). Do programu wprowadzono rektascensję i deklinację gromady M67, pole widzenia 15 minut kątowych oraz jasność graniczną równą 13,8 magnitudo. Gwiazdy zakreślone czerwonym okręgiem zostały użyte w przykładzie w niniejszym przewodniku.



Rys. 6.2. Tabela fotometryczna dla pola gromady M67
Jest to fragment tabeli fotometrycznej dla mapy z Rys. 6.1, zawierający 10 najjaśniejszych gwiazd pola użytych do wyznaczenia współczynników korekcji w przykładzie (zakreślone kółkami). Są to te same gwiazdy, które zostały oznaczone na Rys. 6.1.

Variable Star Plotter (VSP)

Printable Version Return & Replot

Field Photometry From the AAVSO Variable Star Database

Data includes all comparison stars within 0.12500° of RA: 08:51:18 (132.82500) & Decl.: 11:48:00 (11.80000).

AUID	RA.	Dec.	Label	U	B	V	B-V	Rc	Ic	J	H	K	Comments
000-BLG-879	8:51:11.82 [132.79926d]	11:45:21.7 [11.75602d]	100	-	9.978 (0.050)[10]	10.040 (0.029)[10]	-0.062 (0.058)	10.059 (0.040)[10]	10.086 (0.049)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-886	8:51:17.12 [132.82133d]	11:48:16.4 [11.80455d]	102	12.915 (0.038)[10]	11.553 (0.023)[10]	10.289 (0.016)[10]	1.264 (0.028)	9.626 (0.021)[10]	9.063 (0.027)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-887	8:51:22.83 [132.84512d]	11:48:02 [11.80056d]	104	12.583 (0.031)[10]	11.562 (0.018)[10]	10.453 (0.014)[10]	1.109 (0.023)	9.886 (0.016)[10]	9.386 (0.020)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-888	8:51:26.87 [132.86194d]	11:48:40.7 [11.81131d]	104	11.118 (0.022)[10]	11.064 (0.016)[10]	10.489 (0.013)[10]	0.575 (0.021)	10.149 (0.015)[10]	9.822 (0.021)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-890	8:51:29.01 [132.87090d]	11:50:33.3 [11.84260d]	105	12.703 (0.030)[10]	11.656 (0.018)[10]	10.533 (0.012)[10]	1.123 (0.022)	9.952 (0.014)[10]	9.438 (0.017)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-889	8:51:12.71 [132.80298d]	11:52:42.6 [11.87850d]	105	12.620 (0.032)[10]	11.617 (0.023)[10]	10.524 (0.016)[10]	1.093 (0.028)	9.961 (0.020)[10]	9.471 (0.022)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-891	8:51:43.58 [132.93156d]	11:44:26.7 [11.74076d]	107	13.003 (0.029)[10]	11.898 (0.019)[10]	10.763 (0.016)[10]	1.135 (0.025)	10.185 (0.020)[10]	9.657 (0.023)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-892	8:51:27.04 [132.86266d]	11:51:52.8 [11.86467d]	109	11.117 (0.030)[10]	11.042 (0.021)[10]	10.946 (0.019)[10]	0.096 (0.028)	10.902 (0.022)[10]	10.844 (0.024)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-893	8:51:32.62 [132.88593d]	11:48:52.3 [11.81454d]	110	11.416 (0.027)[10]	11.283 (0.019)[10]	11.064 (0.017)[10]	0.219 (0.025)	10.948 (0.020)[10]	10.820 (0.024)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-894	8:51:17.07 [132.82111d]	11:50:46.7 [11.84630d]	111	13.192 (0.029)[10]	12.221 (0.018)[10]	11.132 (0.014)[10]	1.089 (0.023)	10.560 (0.017)[10]	10.059 (0.021)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-895	8:51:26.46 [132.86024d]	11:43:51 [11.73083d]	112	11.474 (0.027)[10]	11.391 (0.019)[10]	11.263 (0.016)[10]	0.128 (0.025)	11.215 (0.017)[10]	11.146 (0.023)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-896	8:51:42.39 [132.92662d]	11:51:23.3 [11.85648d]	112	13.307 (0.032)[10]	12.342 (0.016)[10]	11.266 (0.012)[10]	1.076 (0.020)	10.697 (0.016)[10]	10.187 (0.020)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-897	8:51:21.78 [132.84074d]	11:52:38.1 [11.87724d]	113	12.060 (0.025)[10]	11.911 (0.020)[10]	11.305 (0.013)[10]	0.606 (0.024)	10.945 (0.018)[10]	10.609 (0.020)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-898	8:51:03.54 [132.76474d]	11:45:03 [11.75083d]	113	11.727 (0.028)[10]	11.604 (0.020)[10]	11.314 (0.017)[10]	0.290 (0.026)	11.149 (0.021)[10]	10.988 (0.025)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-899	8:51:21.59 [132.83995d]	11:46:06.4 [11.76845d]	114	13.463 (0.031)[10]	12.500 (0.017)[10]	11.427 (0.014)[10]	1.073 (0.022)	10.867 (0.016)[10]	10.376 (0.020)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-900	8:51:45.10 [132.93793d]	11:47:46.2 [11.79617d]	114	13.451 (0.026)[10]	12.546 (0.016)[10]	11.494 (0.011)[10]	1.052 (0.019)	10.941 (0.014)[10]	10.442 (0.017)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-901	8:51:07.84 [132.78265d]	11:48:09.5 [11.80264d]	115	11.912 (0.025)[10]	11.949 (0.017)[10]	11.544 (0.014)[10]	0.405 (0.022)	11.293 (0.017)[10]	11.050 (0.021)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-902	8:51:42.37 [132.92653d]	11:50:07.9 [11.83554d]	116	13.599 (0.029)[10]	12.686 (0.017)[10]	11.636 (0.012)[10]	1.050 (0.021)	11.081 (0.015)[10]	10.580 (0.020)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-904	8:51:39.41 [132.91422d]	11:51:45.9 [11.86275d]	121	13.943 (0.027)[10]	13.138 (0.016)[10]	12.138 (0.012)[10]	1.000 (0.020)	11.602 (0.018)[10]	11.122 (0.021)[10]	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-903	8:51:19.93 [132.83304d]	11:47:00.7 [11.78353d]	121	12.595 (0.024)[10]	12.572 (0.016)[10]	12.116 (0.013)[10]	0.456 (0.021)	11.835 (0.015)[10]	11.566 (0.020)[10]	-	-	-	STD_FIELD

Krok 2 – Wykonaj fotometrię na obrazach, by otrzymać jasności różnicowe

Używając swojego ulubionego oprogramowania służącego do wykonywania fotometrii (np. DAOPHOT lub IRIS), należy zmierzyć jasność instrumentalną jak największej ilości gwiazd. W przypadku gęstych pól gwiazdowych (na przykład w obrębie Drogi Mlecznej lub gromady otwartej) zwróć uwagę na to, czy mierzona gwiazda nie „nachodzi" na inną gwiazdę – mogłoby to zafałszować pomiar. Bądź również ostrożny, zwracając uwagę na oznaczenia gwiazd – w przypadku wątpliwości, warto sprawdzić, czy współrzędne mierzonej gwiazdy (rektascensja i deklinacja) są zgodne z katalogowymi.

Krok 3 – Wyznacz współczynniki transformacji

Obserwatorzy sieci AAVSO stworzyli narzędzia ułatwiające obliczenie współczynników transformacji do systemu standardowego oraz zastosowanie transformacji do zmierzonych gwiazd (programy oraz informacje na ich temat znajdują się na witrynie www.aavso.org/transform). Aby jednak zrozumieć zasadę, na której opiera się transformacja, w tym przykładzie wykonamy obliczenia „na piechotę", używając arkusza kalkulacyjnego.

Najłatwiej jest zaprezentować tę metodę używając prawdziwych danych obserwacyjnych. Dzięki temu unikniemy nadmiaru teorii i trudnych równań matematycznych. W ostateczności, jeżeli zajdzie taka potrzeba, będzie można podmienić dane w tabeli i użyć jej do swoich obliczeń.

W przykładzie założono, że obserwator postępuje zgodnie z ogólnie przyjętą praktyką w AAVSO i obserwuje gwiazdę w dwóch filtrach – V (zielony) oraz B (niebieski) systemu Johnsona. Aby nie komplikować, zostało zmierzonych tylko 13 gwiazd gromady M67, ale w swoich obserwacjach lepiej użyć większej liczby – od 30 do 50. W tabeli, dane zmierzone ze zdjęć zapisane są w kolumnie „moje dane". W dalszej części tego przewodnika, małymi literami (np. b, v) będziemy oznaczać jasności instrumentalne zmierzone ze zdjęć, zaś wielkimi literami (np. B, V) – wartości w systemie standardowym. Pierwszym zadaniem jest wyznaczenie współczynnika transformacji koloru T_{bv} oraz dwóch współczynników dla strumieni, odpowiednio zielonego i niebieskiego: T_{b_bv} i T_{v_bv}.

Rozpoczynamy od zidentyfikowania gwiazd na naszej fotografii przez porównanie z mapką i wyznaczenie ich jasności w użytych filtrach za pomocą ulubionego programu fotometrycznego. Spisujemy je w postaci tabeli w arkuszu kalkulacyjnym. Jednocześnie, w kolumnach obok wpisujemy wartości odczytane z katalogu dla analogicznych filtrów.

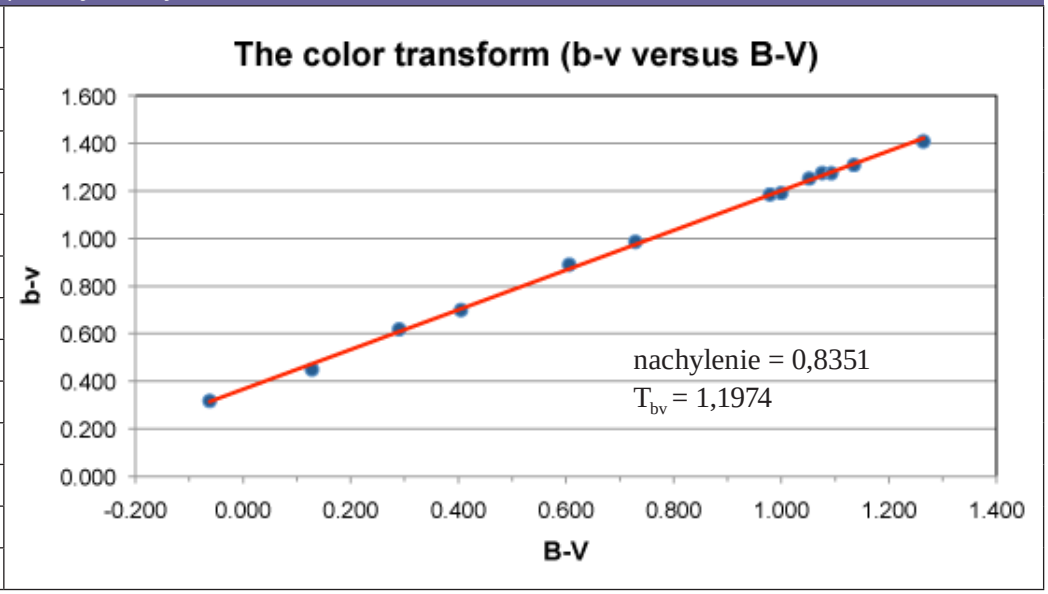
Tabela 6.2 – Przykładowe dane dla gromady M67

M67		Moje Dane			Standardowe Dane		
Star ID	AUID	b	v	i	b	v	i
100	000-BLG-879	−7.981	−8.298	−7.501	9.978	10.040	10.086
102	000-BLG-886	−6.575	−7.983	−8.462	11.553	10.289	9.063
105	000-BLG-889	−6.487	−7.761	−8.102	11.617	10.524	9.471
107	000-BLG-891	−6.194	−7.503	−7.866	11.898	10.763	9.657
112	000-BLG-895	−6.591	−7.040	−6.421	11.391	11.263	11.146
112	000-BLG-896	−5.725	−7.000	−7.337	12.342	11.266	10.187
113	000-BLG-897	−6.111	−7.001	−6.960	11.911	11.305	10.609
113	000-BLG-898	−6.364	−6.982	−6.562	11.604	11.314	10.988
114	000-BLG-900	−5.511	−6.763	−7.072	12.546	11.494	10.442
115	000-BLG-901	−6.054	−6.753	−6.493	11.949	11.544	11.050
121	000-BLG-904	−4.929	−6.120	−6.400	13.138	12.138	11.122
123	000-BLG-908	−4.709	−5.894	−6.121	13.359	12.380	11.409
128	000-BLG-929	−4.508	−5.494	−5.497	13.541	12.812	12.033

Następnie musimy utworzyć wykres, który umożliwi nam wyznaczenie transformacji barwy (Wykres 6.3). Na osi poziomej umieszczamy katalogowy wkaźnik barwy (B-V), natomiast na pionowej wskaźnik zmierzony przy pomocy naszego zestawu (b-v). Kreśląc wykres możemy od razu ocenić, czy nasze dane pomiarowe są skorelowane liniowo oraz odrzucić te pomiary, które wyraźnie odstają od reszty.

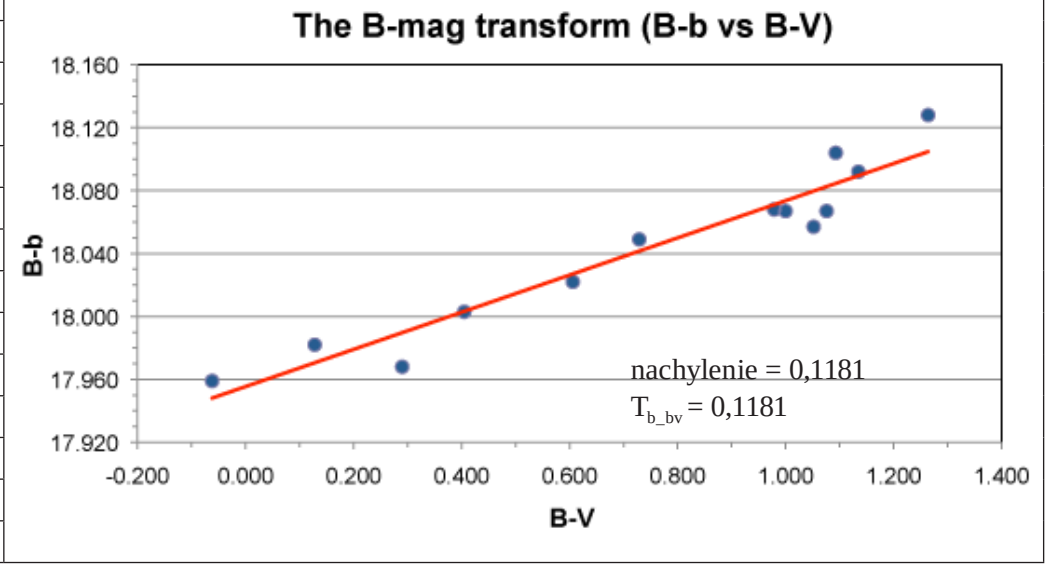
Wykres 6.3 – Transformacja barwy

B-V	b-v
-0.062	0.317
1.264	1.408
1.093	1.274
1.135	1.309
0.128	0.449
1.076	1.275
0.606	0.890
0.290	0.618
1.052	1.252
0.405	0.699
1.000	1.191
0.979	1.185
0.729	0.986



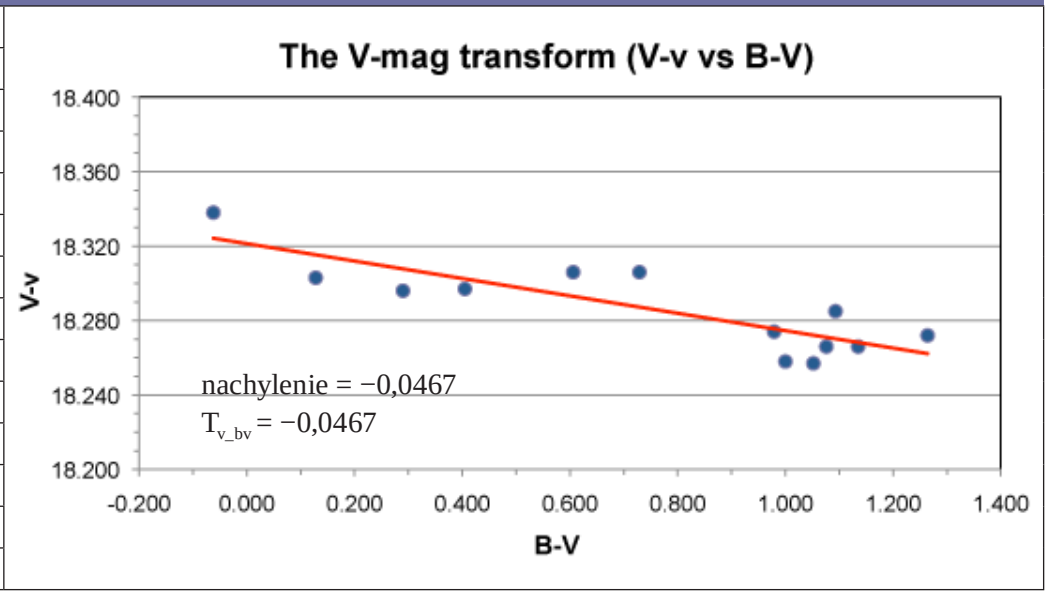
Wykres 6.4 – Transformacja B

B-V	B-b
-0.062	17.959
1.264	18.128
1.093	18.104
1.135	18.092
0.128	17.982
1.076	18.067
0.606	18.022
0.290	17.968
1.052	18.057
0.405	18.003
1.000	18.067
0.979	18.068
0.729	18.049



Wykres 6.5 – Transformacja V

B-V	V-v
-0.062	18.338
1.264	18.272
1.093	18.285
1.135	18.266
0.128	18.303
1.076	18.266
0.606	18.306
0.290	18.296
1.052	18.257
0.405	18.297
1.000	18.258
0.979	18.274
0.729	18.306



Dla tak stworzonego wykresu została dodana linia trendu, a obliczone nachylenie tej linii wynosi w tym przykładzie 0,8351. Ponieważ transformacja barwy zdefiniowana jest jako odwrotność tego współczynnika 1/0,8351, to w naszym przypadku będzie ona równa T_{bv} = 1,1974. W celu obliczenia transformacji dla B i V należy dane z tabeli 6.2 przedstawić w postaci wykresów wielkości gwiazdowej instrumentalnej (B-b) lub (V-v) w funkcji wskaźnika barwy (B-V) jak na wykresach 6.4 i 6.5.

Współczynnik nachylenia linii trendu dla danych pomiarowych można obliczyć bez kreślenia wykresów, ale przedstawienie wyników w formie graficznej pozwala na łatwą ocenę jakości danych pomiarowych oraz ułatwia odrzucenie punktów o potencjalnie dużym błędzie.

Co w przypadku, gdy używam więcej niż dwóch barw lub innej pary filtrów?

W zależności od rodzaju użytych filtrów, wyznaczenie transformacji może być dokładniejsze przy użyciu koloru opartego na innej parze filtrów niż B i V (na przykład R oraz I). Obliczenia wykonujemy w sposób analogiczny do koloru B-V. Przykładowo, jeżeli poza filtrami B i V używasz do obserwacji filtra podczerwonego I, będzie konieczne obliczenie dwóch dodatkowych współczynników (pamiętajmy: oznaczenia małymi literami i, v to wartości mierzone przez nas, podczas gdy V, I – odczytane z katalogu.):

T_{vi} = 1/nachylenie wykresu v-i w zależności od V-I
$T_{i,v}$ = 1/nachylenie wykresu I-i w zależności od V-I

W zależności od zastosowania, można używać różnych wariacji tej metody. Dla przykładu, jeżeli obserwujemy mirydę w minimum, jej silnie czerwona barwa sprawia, że może być poza zasięgiem naszego teleskopu w filtrze niebieskim B. Wtedy możemy oprzeć naszą transformację na następujących współczynnikach:

$T_{v,vi}$ = 1/nachylenie wykresu V-v w zależności od V-I
lub
$T_{v,vr}$ = 1/nachylenie wykresu V-v w zależności od V-R

Jak często muszę obliczać transformatę?

Współczynniki transformacji powinny być obliczane co najmniej raz na rok lub gdy w układzie optycznym teleskopu dokonamy jakiejś zmiany (nowe filtry, nowa kamera, flattener, soczewka itp.).

Uwzględnianie współczynników w obserwacjach

Mając policzone współczynniki, można ich użyć do transformacji naszych danych obserwacyjnych do systemu standardowego. W poniższym przykładzie założyliśmy, że obserwator używa tylko jednej gwiazdy odniesienia. Transformacja obserwacji wykonywanych za pomocą wielu gwiazd odniesienia jest o wiele trudniejsza oraz jest, wrażliwa na dobór tych gwiazd. W takim wypadku lepiej pozostawić obliczenia programom fotometrycznym.

Podstawowe równanie transformacji jest następujące:

$$V_{var} = \Delta v + T_{v_bv} \times \Delta(B\text{-}V) + V_{comp}$$

Wyjaśnienia współczynników:

- Δv to różnica jasności instrumentalnych gwiazdy zmiennej i gwiazdy odniesienia: $v_{var} - v_{comp}$,
- V_{comp} to jasność katalogowa w paśmie V gwiazdy odniesienia,
- T_{v_bv} to obliczony współczynnik poprawki dla pasma V,
- $\Delta(B\text{-}V)$ to różnica kolorów (w systemie standardowym) gwiazdy zmiennej i gwiazdy odniesienia. Jednak ponieważ kolor gwiazdy zmiennej nie jest znany a priori, wyraz ten musi zostać obliczony z zależności: $\Delta(B\text{-}V) = T_{bv} \times \Delta(b\text{-}v)$.

Innymi słowy, można wyliczyć wyraz $\Delta(B\text{-}V)$ mnożąc wyliczony wcześniej współczynnik T_{bv} przez różnicę kolorów instrumentalnych.

Tak możemy postąpić, jeżeli posiadamy obserwacje w dwóch filtrach. Jeżeli mamy obserwacje tylko w jednym filtrze, nie będziemy w stanie wyznaczyć koloru. Można wtedy współczynnik Δ(B-V) wyznaczyć na podstawie katalogu. Należy jednak pamiętać, że taka metoda jest narażona na błędy systematyczne, ponieważ wiele gwiazd zmienia swój kolor w cyklu zmienności.

Tak jak poprzednio, najłatwiej będzie zrozumieć ten przykład na rzeczywistych danych. Poniżej w tabeli kilka przykładowych danych:

Gw. zmienna: zmierzona		Gw. odn.:zmierzona		Gw. odn.: katalogowa	
b	v	b	v	B	V
−6.223	−7.855	−6.202	−7.109	11.779	11.166

Warto też zapisać w arkuszu kalkulacyjnym wyznaczone wcześniej współczynniki:
T_{bv} = 1,1974; T_{b_bv} = 0,1181; T_{v_bv} = −0,0467.

Najpierw obliczamy współczynnik Δ(b-v):
$\Delta(b\text{-}v) = (b\text{-}v)_{var} - (b\text{-}v)_{comp}$
$(b\text{-}v)_{var}$ = −6,223 − (−7,855) = 1,632
$(b\text{-}v)_{comp}$ = −6,202 − (−7,109) = 0,907
Δ(b-v) = 1,632 – 0,907
Δ(b-v) = 0,725

Następnie, mnożymy go przez poprawkę koloru, by uzyskać Δ (b-v):
$\Delta(B\text{-}V) = T_{bv} \times \Delta(b\text{-}v)$
Δ(B-V) = 1,1974 × 0,725
Δ(B-V) = 0,868

Obliczamy Δv:
$\Delta v = v_{var} - v_{comp}$
Δv = −7,855 − (−7,109)
Δv = −0,746

Ostatecznie:
$V_{var} = \Delta v + T_{v_bv} \times \Delta(B\text{-}V) + V_{comp}$
V_{var} = −0,746 + (−0,0467×0,868)+11,166
V_{var} = 10,379

Dla porównania, gdybyśmy nie przetransformowali naszych obserwacji, otrzymalibyśmy błędny wynik:
$V_{var} = \Delta v + V_{comp}$
V_{var} = −0,746 + 11,166
V_{var} = 10,420 (nie przetransformowane!)

Transformacja obserwacji w filtrze B odbywa się w identyczny sposób:

$$B_{var} = \Delta b + T_{b_bv} \times \Delta(B\text{-}V) + B_{comp}$$

gdzie:
$\Delta b = b_{var} - b_{comp}$,
T_{b_bv} = współczynnik transformacji dla pasma B,
Δ(B-V) – jak wyżej,
B_{comp} to jasność katalogowa gwiazdy odniesienia w paśmie B.

Proponujemy dla ćwiczenia obliczyć na podstawie tych samych danych jasność gwiazdy w paśmie B w systemie standardowym. Po poprawnym wykonaniu obliczeń wynik powinien wynosić: B_{var} = 11,861.

Rozdz 7: Fotometria a nauka

Pierwsze sześć rozdziałów tego przewodnika daje Ci wszystko, czego potrzeba do naukowo przydatnych obserwacji gwiazd zmiennych z wykorzystaniem CCD. Przedstawiono tam większość wymagań, procedur, technik obserwacji i analizy tak że jesteś gotowy, aby rozpocząć obserwację. Niniejszy rozdział ma na celu dać kilka dodatkowych informacji, które pomogą Ci w planowaniu i wykonywaniu obserwacji, które przyniosą naukowo użyteczne wyniki. W wielu przypadkach, AAVSO lub inna organizacja podczas swoich kampanii obserwacyjnych powie dokładnie co chce obserwować i dlaczego. My chcemy tutaj przedstawić raczej ogólne zasady, którymi powinieneś kierować się podczas obserwacji. Można potraktować Rozdział 7 jako „ekstra", ale należy przynajmniej przeczytać jego treść, aby zobaczyć, co w AAVSO jest postrzegane jako dobre obserwacje. W szczególności chcemy skupić się na dwóch rzeczach: (1) dlaczego dopiero filtrowane i obrabiane obserwacje są użyteczne oraz (2) o czym myśleć w trakcie planowania obserwacji poszczególnych klas zmiennych, stosowania filtrów, obserwacji rytmów i czasów ekspozycji.

Zanim pójdziemy dalej, pierwszym krokiem w procesie obserwacji powinno być skonsultowanie strony internetowej AAVSO, aby zobaczyć jakie zasoby mamy dla obserwatorów i które gwiazdy są dla nas szczególnie interesujące. Jako przykład AAVSO (i kilka innych organizacji) prowadzi „kampanie obserwacyjne", gdzie potrzebne są dane dotyczące poszczególnych gwiazd w określonym czasie. Istnieje również wiele stałych celów, dla których dane są zawsze potrzebne, więc nie będziesz narzekał na brak pracy. Przewodnik nie obejmie informacji, które szczególne zmienne obserwować. Jest ich tak wiele, że można by napisać osobną książkę i każda jest godna, aby poświęcić jej czas obserwacyjny. Pamiętaj, że wybór celu będzie miał wpływ na prawdopodobieństwo tego, czy Twoje dane będą wykorzystywane przez naukowców. Wyjątkiem jest sytuacja, gdy sam jesteś badaczem i masz dobrze zdefiniowane pytania na które chcesz znaleźć odpowiedź, ale to jest już temat na zupełnie inny przewodnik.

Filtry w fotometrii

Zanim zaczniesz, być może zechcesz przeczytać dodatek A i B. Tam dowiesz się o fizycznej naturze światła i radiacji gwiazd. Krótko można powiedzieć, że ze światła gwiazd możemy pozyskać więcej informacji niż tylko ilość fotonów przechwyconych przez nasz teleskop w danym momencie oraz, że możesz dowiedzieć się więcej wykonując obserwacje z wykorzystaniem standardowych filtrów niż z obrazów niefiltrowanych. Filtry fotometryczne mają dokładnie zdefiniowane właściwości transmisji i to które długości fali są odcinane. Są tak zaprojektowane, aby ściśle odpowiadać standardowym systemom takim jak Johnson-Cousins lub Sloan. Jeśli mierzysz światło gwiazd przy użyciu filtrów, to nie mierzysz całkowitej ilości światła, które dociera do aparatury, ale ilość w zakresie długości fali przepuszczanej przez dany filtr.

Fotometria z użyciem filtrów może dostarczyć bardzo użytecznych danych astrofizycznych. Gwiazdy o różnych właściwościach fizycznych (takich jak temperatura i skład chemiczny) będą miały unikatową charakterystykę widmową w każdym z tych systemów filtrujących. Na przykład, gwiazda typu widmowego „A" będzie miała takie widmo, że gdy uzyskasz skalibrowane pomiary gwiazdy w systemie Johnson B i V, różnica w tych skalibrowanych magnitudo będzie zbliżona do 0,0. Mówiąc prościej, kolor (B-V) gwiazdy A jest bliski zeru. Tak został zdefiniowany systemy jasności w założeniach w systemie Johnsona. Kolor (B-V) gwiazdy typu G, chłodniejszej niż gwiazdy typu A, będzie wynosił około +0,7. Skalibrowane magnitudo B-band tej gwiazdy będzie o 0,7 magnitudo słabsze niż V-band. Typy widmowe gwiazd opierają się w dużej mierze od ich temperatury, co z kolei przekłada się na to, jak wyglądają ich widma. Co ważniejsze, jeśli uzyskasz zestaw skalibrowanych fotometrii dla danej gwiazdy, możesz następnie porównać te kolory ze znanymi kalibracjami widmowymi, aby określić przybliżony typ widmowy tej gwiazdy. Dokładne określanie typu widmowego jest bardziej skomplikowane (i zazwyczaj polega na pobraniu widma), ale kolory fotometryczne mogą dostarczyć kilka przydatnych informacji o właściwościach gwiazd. Dobrym przykładem jest wykres kolor-magnitudo, gdzie wielkości i kolory gwiazd w klastrach leżą w wyszczególnionych miejscach na tym wykresie, a te lokalizacje odpowiadają różnym stadium ewolucyjnym np. gwiazdy ciągu głównego i czerwonych olbrzymów.

Jest jeszcze bardziej ciekawie dla gwiazd zmiennych, ponieważ ich kolory mogą ulec zmianie w czasie. Pamiętaj, że kolory mogą częściowo zależeć do temperatury gwiazdy. Wiemy również, że niektóre gwiazdy zmieniają temperaturę w trakcie ich cyklu. Gwiazdy pulsujące, np. cefeidy lub RR Lyrae mogą zmienić temperaturę o 1000 K lub więcej podczas cyklu, a ta zmiana powoduje zasadniczą zmianę koloru,

szczególnie w (B-V). Przy wykonywaniu skalibrowanej fotometrii wielofiltrowej cefeid zobaczymy kilka rzeczy. Po pierwsze, krzywa V-band będzie miała inną amplitudę niż krzywa B-band (a nawet mogą mieć nieco inny kształt i fazy). Po drugie, ze względu na różnicę między V i B, krzywa koloru – wykres (B-V) w funkcji czasu–jest zmienny. To użyteczna informacja dotycząca cefeid, ponieważ jest to dobry sposób na pokazanie w jakim zakresie krzywej światła gwiazda jest najgorętsza. Znajdziesz kilka podobnych przykładów w innych klasach zmiennych, które zmieniają temperatury podczas ich cyklu, nowe karłowate są dobrym przykładem; rozbłyskają, ponieważ ich dyski akrecyjne przechodzą w cieplejszy, bardziej jasny stan, który czasowo dominuje światło pochodzące od chłodniejszej, bardziej czerwonej gwiazdy. Istnieją również inne procesy fizyczne, które mogą powodować zmiany koloru, np. zaciemnienia przez pył. Pył preferencyjnie rozprasza bardziej niebieskie długości fal świetlnych, dzięki czemu gwiazda jawi się bardziej czerwona niż jest w rzeczywistości. Pył jest jednym z powodów, dlaczego niektóre zmienne długookresowe i R Coronae Borealis widzimy jako bardzo czerwone.

Dlaczego to wszystko jest istotne dla fotometrii gwiazd zmiennych? Zauważ, że wielokrotnie użyliśmy słowa „skalibrowany". Kiedy powstały normy widmowe, zostały one zrobione przy użyciu dokładnych filtrów i urządzeń o właściwościach dobrze zmierzonych i poznanych. Ekstynkcja atmosferyczna została skalibrowana i usunięta z pomiarów. Twoje filtry, sprzęt i warunki obserwacji prawie nigdy nie będą takie same jak obserwatorów, którzy stworzyli standardy widmowe definiujące różne właściwości gwiazd. Tak więc, jeśli uzyskasz wielkości „V" i „B" dla gwiazdy, bez kalibracji filtrów i sprzętu lub uwzględnienia ekstynkcji atmosferycznej, to będą one inne niż te ze znanych standardów. Możesz zmierzyć kolor (B-V) gwiazdy typu G, o którym mowa powyżej i okaże się, że jest to 0,8 zamiast 0,7, a gwiazdy typu A wynosi 0,05 zamiast 0,0. Dlatego musisz określić współczynniki formatowania danych za pomocą dobrze zdefiniowanych standardów: ustalasz korekty, które należy zastosować do danych tak, aby pomiary odpowiadały temu samemu systemowi, jak w przypadku uzgodnionych standardów. W ten sposób twoje wielkości mogą być łatwo porównane do wielkości innych obserwatorów. Nie oznacza to, że Twoje magnitudo są „złe" –ale to, że są różne. Jak wtedy zrozumieć różnorodne dane od wielu różnych obserwatorów? Ostatecznie dane będą o wiele bardziej użyteczne, jeśli zminimalizujesz różnice między wielkościami zmierzonymi a standardowymi. Dlatego poświęcamy tyle czasu, prosząc ludzi, aby sformatowali swoje dane.

Względy czasowe: różna zmienność, czasy ekspozycji i rytmiczność

Jeśli już obserwujesz gwiazdy zmienne od jakiegoś czasu, prawdopodobnie jesteś świadom, że gwiazdy różnią się swoją zmiennością. Niektóre gwiazdy mogą się zmieniać w odstępach sekund lub minut (niektóre zmienne kataklizmiczne), podczas gdy inne mogą ulegać zmianie w ciągu tygodni, miesięcy lub lat. Niektóre gwiazdy wykazują nawet oba rodzaje zmienności. Trzeba to mieć na uwadze przy podejmowaniu decyzji, jak obserwować daną gwiazdę. Jeśli masz wiele różnych typów zmiennych w programie obserwacyjnym, prawie na pewno nie będziesz używać tej samej metody dla każdej gwiazdy. Oto trzy podstawowe rzeczy, o których warto pamiętać:

1. Musisz być w stanie uzyskać wystarczający stosunek sygnału do szumu przy czasie ekspozycji, która jest mniejsza niż skala czasowa zmienności.
2. Musisz uśrednić kilka obserwacji jasnych gwiazd, gdzie czas integracji jest bardzo krótki (dziesięć sekund lub mniej) z powodu scyntylacji.
3. Nie powinieneś nadmiernie obserwować gwiazdę, której harmonogram zmienności jest bardzo długi, ani „zaniedbać" tej, której harmonogram jest bardzo krótki.

Punkt 1 jest przede wszystkim problemem dla gwiazd, które zmieniają się szybko oraz są ze swej natury słabe. Klasycznym tego przykładem jest orbitalna krzywa jasności krótkoterminowej zmiennej kataklizmicznej. Istnieje wiele CV (ZK), których okresy orbitalne wynoszą 90 minut lub mniej, ale są również bardzo słabe. Sztuką jest, aby zrównoważyć stosunek sygnału do szumu z wymaganym czasem naświetlania aby nie „zamazać" jakiejś ciekawej szybkiej zmiany.

Punkt 2 jest częstym problemem dla obserwatorów pracujących w jasnym końcu – wielkości jaśniejszych niż 7 lub 8 dla wielu typowych systemów SCT + CCD. Scyntylacja to szybka zmiana natężenia światła gwiazd spowodowana przez niejednorodności w atmosferze ziemskiej. Nic nie można zrobić, aby jej uniknąć, można tylko uśrednić wpływ. Zawirowania atmosferyczne odpowiedzialne za scyntylację

są różnej wielkości, a ich wpływ jest znaczniejszy (a) w małych aperturach i (b) w krótkich okresach czasu. Zakładamy, że nie możesz dowolnie zwiększać wielkości przysłony, więc jedyną metodą naprawczą jest uśrednienie wielu pomiarów. Prawdopodobnie zobaczysz błędy rms od kilku do kilkunastu setnych magnitudo dla dziesięciosekundowych lub krótszych czasów ekspozycji. Jeśli gwiazdy zmieniają się w znacznie dłuższych okresach niż czas ekspozycji (mirydy i inne jasne olbrzymy są klasycznym przykładem), wówczas powinieneś bezwzględnie zrobić kilka ekspozycji, zmierzyć wielkości i przedłożyć uśrednione wielkości jako wynik. Przedstawienie wielkość z każdej klatki jest naukowo bezcelowe.

To prowadzi w naturalny sposób do punktu 3, czyli optymalizacji rytmu obserwacji. Różne klasy gwiazd zmiennych różnią się okresami zmienności od milisekund do tysiącleci. Twoje obserwacje powinny być zoptymalizowane do rodzaju zmienności, którą chcesz badać i musisz również zdać sobie sprawę, że niektóre rodzaje zmienności mogą być poza zasięgiem Twojego sprzętu.

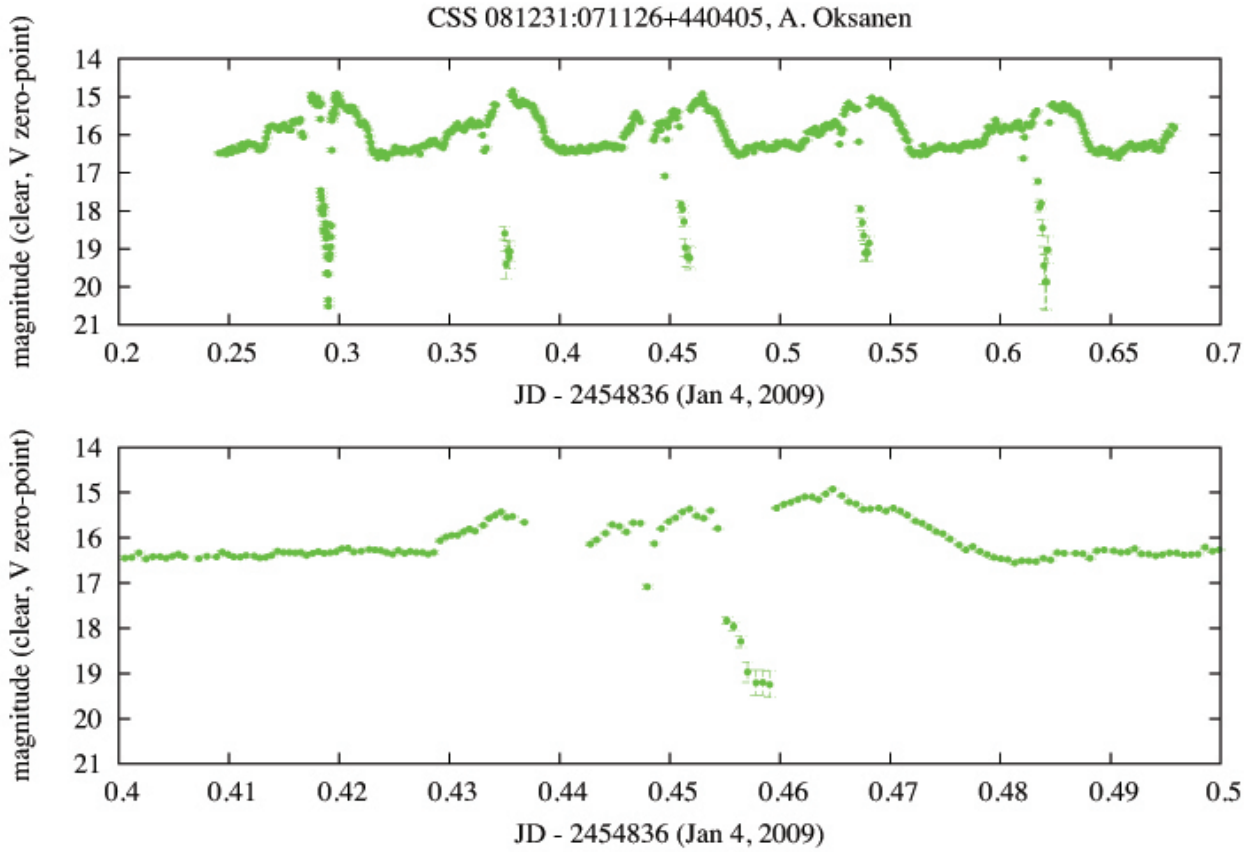
Jako przykład weźmy przypadek powoli zmieniającej się gwiazdy i dużą ilość fotonów. Jasne mirydy w progrmie AAVSO są dobrym przykładem. Prawie wszystkie dobrze znane mirydy w archiwach AAVSO są łatwo mierzalne przez obserwatorów CCD (z filtrami) w prawie całym zakresie zmienności. Istnieją setki miryd, które większość swojego czasu „świecą" jaśniej niż V = 14–15. Powstaje zatem pytanie, jak często je obserwować? Rada dla obserwatorów wizualnych jest prosta–nie więcej niż raz na 1–2 tygodnie – odnosi się to również dla obserwatorów CCD. Nieco bardziej wyrafinowanym rozwiązaniem byłoby uwzględnić kilka zestawów obserwacji–3 lub 4 ekspozycje z każdym z filtrów – w czasie jednej nocy, a następnie uśrednić wynikowe wielkości z każdego filtra z osobna. Można by następnie przedstawić średnie zamiast pojedynczych wielkości i można by przedstawić je jako grupy wielkości tak, że naukowiec będzie miał nie tylko wielkości, ale i kolory. Jak często należy to robić, zależy od gwiazdy, ale generalnie dla gwiazd zmiennych, dobrze jest mieć między 20 a 50 obserwacji rozłożonych równomiernie w całym okresie zmienności gwiazdy. Jeżeli okres ten wynosi 500 dni, to jedna noc obserwacyjna co 10 dni będzie adekwatna. Jeżeli okres ten wynosi 100 dni, to nie częściej niż raz na dwa dni (a raczej nie częściej niż raz na 4–5 dni).

Niektórzy obserwatorzy nie stosują się do zaleceń i istnieją tego rażące przykłady w Międzynarodowej Bazie Danych AAVSO. Robili oni tak częste obserwacje miryd jakby to były szybkie zmienne. Dane te nie są technicznie złe, ale jest to w dużej mierze zmarnowany wysiłek, a w większości przypadków nie są przydatne dla badaczy w tej formie. [Jedyną możliwością wykorzystania tych danych byłoby poszukiwanie szybkich zmian, nietypowych dla takich gwiazd, które to mogłoby być spowodowane przez akrecję na niewidocznego towarzysza]. Zwykle obserwator może dać bardziej użyteczny wkład, jeśli zarejestruje kilka zestawów obserwacji jednej gwiazdy, a następnie przejdzie do rejestracji podobnych danych dla kilku innych zmiennych. Istnieje wiele obiektów, które wymagają obserwacji i sumienny obserwator CCD może zarejestrować wiele bardzo użytecznych danych dla wielu gwiazd.

Czasem jest całkiem odwrotnie–słaby obiekt, który zmienia się bardzo szybko, a ty walczysz o każdy foton (chyba, że masz ogromny teleskop). Jako przykład takiej sytuacji, jedna noc obserwacji zakrycia CSS 081231: 071126 + 440405 (obserwator AAVSO Arto Oksanen) pokazana została na rysunku 7.1. Dane te zostały zarejestrowane przy użyciu jasnego filtra za pomocą 0,4-metrowego (16-calowego) teleskopu. Gdy gwiazda jest między 15 a 17 mag, niepewności pomiarowe fotometrii wynoszą około 0,015 do 0,02 magnitudo, co jest znacznie poniżej amplitudy. Równie ważne jest to, że rytm obserwacji wynosi około jeden na minutę. Okres orbitalny gwiazdy to nieco ponad 117 minut, a więc częstotliwość zapewnia duże pokrycie w całym cyklu orbitalnym. Powoduje to, że większość zmian orbitalnych tej gwiazdy jest bardzo dobrze zmierzona, a ogólna krzywa blasku wygląda świetnie.

Zaczyna to być problematyczne, gdy w trakcie bardzo krótkiego i głębokiego zaćmienia magnitudo spada poniżej 20. Po pierwsze zakrycie jest bardzo szybkie – trwa tylko kilka sekund – a więc nie jest możliwe zarejestrowanie odpowiednich danych w cyklu 1 obserwacja/min. Po drugie, zakrycie jest znaczne–ponad trzy wielkości – taka sytuacja powoduje dodatkowy problem – pogorszenie stosunku sygnału do szumu. Niepewności podczas zakrycia zbliżają się do 0,3 mag i są ponad dziesięć razy większe niż w czasie jasnej części cyklu.

W tym przypadku naprawdę nic nie można zrobić, aby poprawić zarówno dokładność pomiaru w funkcji czasu, jak i stosunek sygnału do szumu podczas zaćmienia–jesteś ograniczony przez aperturę teleskopu i liczbę zarejestrowanych fotonów i nie ma tutaj powodu z astrofizycznego punktu widzenia, aby skrócić lub wydłużyć czas naświetlania. Skrócenie ekspozycje poprawi rozdzielczość czasową, ale spowoduje zbyt wiele „zanieczyszczeń", natomiast dłuższe ekspozycje po prostu ukryją prawdziwą istotę



Rysunek 7.1 Niefiltrowana seria obserwacji zakrycia zmiennej kataklizmicznej AM Herculis. Zauważ, że słupki błędów są bardzo małe i zwróć uwagę również na liczbę wykonanych obserwacji. Częstotliwość to około jedna obserwacja na minutę, w tym czas ekspozycji i odczyt matrycy.

zjawiska, pozostawiając niewiele danych dotyczących tego interesującego zakrycia. Jest to skrajny przypadek, ale liczba ciekawych, słabych gwiazd, stale się zwiększa w wyniku badań na dużą skalę, jak na przykład LSST. W przypadkach bardziej typowych należy zdawać sobie sprawę z jakiego rodzaju zmiennością mamy do czynienia i z wyprzedzeniem pomyśleć o odpowiednich czasach i częstotliwości ekspozycji.

Jest to też dobry przykład, aby zadać pytanie, czy nie lepiej obserwować bez filtra. Mimo, że traktujemy filtry oddzielnie, są one istotne w dyskusji o wyczuciu czasu, ponieważ obniżają one całkowity rejestrowany sygnał, a tym samym wpływają na czasy ekspozycji i stosunek sygnału do szumu. W niektórych przypadkach filtry mogą obniżyć sygnał tak bardzo, że nie będzie można dokonać użytecznych obserwacji. Istnieją dwie zasady, o których należy pamiętać:

1. Jeśli obiekt jest jasny i możesz uzyskać odpowiedni stosunek sygnału do szumu, powinieneś zawsze używać filtrów („Odpowiedni” tzn zdefiniowany przez dany projekt i jego cele, ale >20 jest rozsądną wielkością).
2. Jeśli obiekt jest bardzo czerwony, to musisz użyć filtrów jeśli nie ma żadnego specjalnego powodu, dla którego niefiltrowane dane są użyteczne (np. poszukiwania tranzytów i rozbłyski gamma). Jeśli nie możesz używać filtrów na znanych czerwonych obiektach, lepiej obserwuj inne.

W tym przypadku obiekt jest czasowo bardzo słaby (mag poniżej 20 podczas zakrycia), więc na pewno będziesz „głodny” fotonów. Zmiany są również stosunkowo szybkie, więc będziesz chciał utrzymać jak najkrótsze ekspozycje. Jednak najważniejszym powodem, dla którego można zrezygnować z filtra jest to, że ta gwiazda jest bardzo niebieska jak większość zmiennych kataklizmicznych. Jeśli weźmiesz pod uwagę spektrum tej gwiazdy, to stwierdzisz, że jej kontinuum jest stosunkowo płaskie i nie zmienia się zasadniczo wraz z długością fali. W tym przypadku zmiany szerokopasmowe pokrywają się w zasadzie ze zmianami zmierzonymi przez filtry, a niefiltrowane obserwacje są dobrym kompromisem, który zapewni nieco wyższy stosunek sygnału do szumu i/lub krótsze czasy ekspozycji kosztem informacji spektralnej, co w tym przypadku nie jest równie ważne jak inne informacje, które można uzyskać.

Wyjątki

Nie ma reguły bez wyjątku, także w przypadku wytycznych dotyczących częstotliwości obserwacji i czasu ekspozycji. Najważniejszą rzeczą do zapamiętania z powyższej dyskusji jest to, że czasy ekspozycji muszą być wystarczające, aby wykryć zachowania których szukasz, a częstotliwość obserwacji musi również odpowiadać ramom czasowym zjawiska, które mają pokryć. Istnieją projekty badawcze, które szukają zachowania różnego od tego, co oczekujemy dla danej klasy gwiazdy zmiennej. Jednym z przykładów może być odkrycie tranzytu planety pozasłonecznej przez długookresową zmienną, olbrzyma typu M lub K. Możesz obserwować taką gwiazdę raz na kilka dni, ale tranzyt może zmieniać blask w odstępach kilku minut do kilku godzin. W tym przypadku musisz zaplanować obserwacje znacznie częściej. Na ogół takie przypadki są rzadkie i zazwyczaj wiemy już, że gwiazda jest „specjalna" (na przykład mirydy w układzie symbiotycznym). Możesz oczywiście częściej rejestrować dane w poszukiwaniu ciekawych zjawisk, ale musisz uświadomić sobie, że dane te będą rzadko używane w tej postaci. Należy rozważyć samodzielne zbadanie tych danych w trybie offline, a następnie uśrednienie ich i wysłanie uśrednionych danych do archiwum AAVSO zamiast badań poszczególnych.

Jeszcze jedna uwaga na temat miryd: nie rób niefiltrowanych obserwacji miryd, półregularnych lub innych zmiennych czerwonych w ogóle. Niefiltrowane obserwacje nadają się tylko do „niebieskich" gwiazd (z B-V około 0,0). Dla zmiennych czerwonych CCD jest bardziej wrażliwe na bliską podczerwień i czerwone gwiazdy będą znacznie „jaśniejsze" niż można by się było spodziewać. Prawdopodobnie znajdziesz sporadyczne przykłady kogoś raportującego wielkości „CV" dla miryd lub gwiazd zmiennych półregularnych, które są dwa lub trzy wielkości jaśniejsze niż z danych wizualnych i filtrowanych danych CCD. Takie obserwacje są naprawdę bezużyteczne, ponieważ pasmo „CV" jest bardzo mylące dla badaczy. Można pokusić się o obserwacje bardzo słabych miryd bez filtra w celu zapewnienia pokrycia w minimum, ale widmowe właściwości tych danych są tak bardzo ograniczone, że nie dostarczą naukowcom wiele użytecznych informacji, a mogą, wręcz przeciwnie, wprowadzić wiele zamieszania. Jeśli nie masz filtrów, powinieneś unikać prawie wszystkich typów zmiennych czerwonych i ograniczyć swoją pracę przede wszystkim do zmiennych kataklizmicznych. Jeszcze raz, wyjątkiem mogą być bardzo słabe tranzyty i rozbłyski gamma.

Dodatek A: Czym jest światło gwiazd?

W świetle gwiazd kryje się wiele więcej informacji niż tylko ile go jest i kiedy to zmierzyłeś. Prosimy wszystkich obserwatorów o użycie standardowych filtrów podczas wykonywania fotometrii, ponieważ filtry pozwalają na pomiar zarówno ilość światła, jak i jego rozkładu widmowego. Kluczową właściwością fizyczną światła jest tutaj długość fali. Światło składa się z fotonów, które są małymi wiązkami pól elektrycznych i magnetycznych, które podróżują przez przestrzeń z tą samą prędkością–prędkością światła c. Wiązki te zachowują się jak małe cząsteczki i jak fale. I dlatego mają one charakterystyczne dla siebie długości fali.

W optyce, różne długości fal odpowiadają różnym kolorom światła. Czerwone światło ma dłuższe fale niż światło żółte, to ma dłuższe fale niż światło zielone, a to ma dłuższe fale niż niebieskie i fioletowe. Wszystkie kolory obserwowanego światła nazywamy widmem. Widmo światła widzialnego jest z grubsza zbiorem wszystkich fal o długości między 300 a 700 nanometrów, od fioletu do czerwieni. Jest też światło poza zakresem widzialnym. Ponad fioletem, w kierunku fal krótszych mamy ultrafiolet, promieniowanie rentgenowskie i gamma. Za światłem czerwonym w kierunku dłuższych fal leżą regiony promieniowania podczerwonego, mikrofalowego i radiowego. Na podstawie tego określamy spektrum widzialne–nasze oczy nie są wrażliwe na światło spoza tego zakresu. Większość normalnych gwiazdy emituje większość światła w spektrum widzialnym i podczerwieni, a nasze Słońce emituje największą ilość światła w postaci fali o długości około 500 nanometrów, którą widzimy jako kolor zielony.

Powiązaną wielkością dla każdego fotonu jest jego energia, która jest także funkcją długości fali. Energia przenoszona przez foton jest odwrotnie proporcjonalna do długości fali światła:

$$E = hc/\lambda$$

gdzie h jest stałą Plancka, c prędkością światła, a λ długością fali. Należy zwrócić uwagę na odwrotną zależność: niebieskie fotony o krótszej fali mają więcej energii niż fotony żółte o dłuższej fali, a te z kolei są bardziej „energetyczne” niż fotony czerwone. Długości fal, które emitują astrofizyczne źródła światła związane są z całkowitą gęstość energii w emitującym je systemie. Jest mało prawdopodobne, aby stosunkowo chłodna gwiazda emitowała promieniowanie o wysokiej energii, chyba że występuje tam jakieś wyjątkowe źródło. Analogicznie, gwiazda gorąca może być zdolna do emitowania promieniowania o wyższej energii, co nie zmienia faktu, że emituje także fotony o niższej energii. (Więcej na ten temat w dodatku B.)

Inną właściwością światła, wykraczającą jednak poza zakres niniejszego podręcznika, jest polaryzacja. Fotony są wiązkami promieniowania elektromagnetycznego, w których każda cząsteczka składa się z oscylacyjnego pola elektrycznego i magnetycznego. Możemy przyjąć, że wszystkie fotony zarejestrowane z jednego źródła podróżują w równoległej wiązce zanim dotrą do detektora, ale oś oscylacji każdego fotonu będzie inna. Mogą one poruszać się w jednym kierunku, prostopadle do kierunku ruchu, albo z orientacją losową lub mogą mieć kołową komponentę oscylacji (fotony eliptycznie lub kołowo spolaryzowane). Jeśli źródło emitujące jest spolaryzowane lub gdy światło przechodzi przez medium polaryzacyjne (np. chmura pyłu), wtedy większość fotonów, które zobaczysz będzie preferowało jedną orientację. Światło spolaryzowane kołowo może być emitowane w środowiskach lub procesach fizycznych z udziałem silnego pola magnetycznego.

Polaryzacja może być mierzona za pomocą specjalnych filtrów, ale jest to proces czasochłonny. Nie będziemy omawiać go dalej, ale należy pamiętać, że jest to kolejna podstawowa właściwość światła, którą można zaobserwować.

Dodatek B zawiera krótkie omówienie powszechnych procesów radiacyjnych spotykanych w astronomii, oraz w jaki sposób można je opisać lub zbadać za pomocą fotometrii.

Dodatek B: Jak i dlaczego gwiazdy świecą?

Zarówno ilość światła generowanego i spektrum będą zależały od właściwości fizycznych źródła. Widmo światła gwiazd jest na ogół bardzo złożone, ale od strony fizycznej możemy wyróżnić dwa główne procesy: emisję ciągłą, emisję liniową i absorpcję.

Emisjia ciągła to proces fizyczny, który emituje fotony o szerokiej gamie długości fal. Przykładem jest tutaj widmo światła, które można zobaczyć przez pryzmat obserwując światło słoneczne – można zobaczyć kilka pasm w kolorze czerwonym, pomarańczowym, żółtym, niebieskim, indygo i fioletowym. Wszystkie te kolory są obecne w świetle słonecznym w tym samym czasie, ale nie widać ich pojedynczo– Słońce po prostu jest białe.

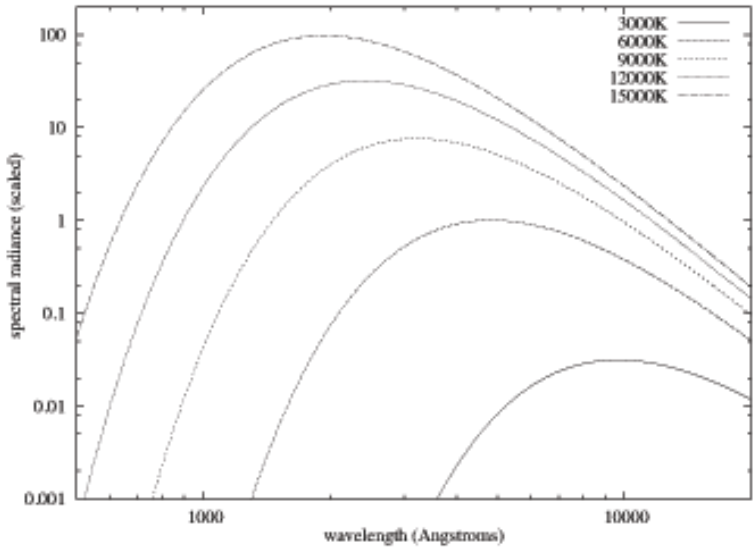
Promieniowanie ciała doskonale czarnego.

Specjalnym rodzajem emisji ciągłej jest promieniowanie ciała doskonale czarnego, emitowane przez wszystkie obiekty, wszelkie przedmioty o temperaturze wyższej od zera absolutnego. Ilość światła i rozkład fal w widmie promieniowania ciała doskonale czarnego zależą tylko od jednego parametru: temperatury. Jeśli gwiazda jest bardziej gorąca niż inna to: (1) będzie emitować więcej światła oraz (2) spektrum przesunięte będzie w kierunku krótszych długości fal. Jeśli masz dwie gwiazdy, których rozmiary fizyczne są takie same i są w tej samej odległości od nas, ale jedna ma temperaturę 10 000 K, a druga 5000 K, to ta cieplejsza będzie jaśniejsza (więcej światła) i bardziej niebieskia (więcej emisji dla krótszych długości fali). W ten sposób można wykorzystać światło gwiazd, aby zmierzyć ich temperaturę bez dotykania – sprytna sztuczka! Równania opisujące promieniowanie ciała doskonale czarnego zostały opracowane przez Maxa Plancka na początku 20 wieku i będziesz często spotykał się z terminem promieniowanie Plancka odnośnie promieniowania ciała doskonale czarnego.

Istnieje kilka pojęć związanych z promieniowaniem ciała doskonale czarnego, które są bardzo przydatne w astrofizyce. Po pierwsze, prawo Wiena, na podstawie którego możemy obliczyć długość fali, przy której ciało doskonale czarne emituje najwięcej światła (czyli szczyt spektrum):

$$\lambda_{max} = b/T$$

gdzie λ to długość fali, T–temperatura CDC (ciała doskonale czarnego), a b jest stałą (znaną jako stała Wiena). Można ją uzyskać korzystając z równania na CDC i określając, gdzie krzywa jest w punkcie maksymalnym: określasz temperaturę i długość fali, przy której pochodna jest równa zero. Jest to bardzo przydatne równanie, ponieważ pozwala w przybliżeniu oszacować temperaturę dowolnego obiektu podobnego do CDC, poprzez ustalenie szczytu wykresu jego widma. Wiele gwiazd zachowują się tak podobnie do ciała doskonale czarnego, że jest to proste do zmierzenia; ale zawodzi dla gwiazd, które mają silną absorpcję atomową lub molekularną i ich spektra różnią się od CDC. (Zdarza się to często dla gwiazd typu M, których spektra „szczytują w bliskiej podczerwieni).



Wykres B.1 Spektrum promieniownia ciała doskonale czarnego skalowane do szczytowej wartości blasku przy 6000 stopniach Kelvina. Efektywna temperatura Słońca wynosi około 5774 Kelvinów,, gwiazdy A0 około 10 000, podczas gdy gwiazdy M wynosi poniżej 4000 Kelvinów. Porównaj pasma filtrów przedstawionych na rysunku 3.1 z krzywymi pokazanymi tutaj.

Kolejnym powiązanym równaniem jest Prawo Stefana-Boltzmanna, które pokazuje prostą zależność pomiędzy strumieniem energii wypromieniowanym z jednostki powierzchni ciała doskonale czarnego i jego temperaturą:

$$f_{bol} = \sigma T^4$$

gdzie f to całkowity strumień energii na jednostkę powierzchni, T – temperatura, a σ jest stała (stała Stefana-Boltzmanna). Im gorętszy CDC, tym więcej promieniuje energii. To prowadzi do innej ciekawej konkluzji. Można fotometrycznie lub spektroskopowo oszacować efektywną temperaturę gwiazdy. Całkowita jasność (światło emitowane we wszystkich kierunkach) przez CDC wynosi dokładnie f_{bol} razy całkowita powierzchnia: $4\pi R^2$. Połączenie tych dwóch równań daje poniższy wzór:

$$L_{bol} = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

Mamy tutaj kilka potencjalnie interesujących wielkości: jasność (która może być powiązana z odległością do gwiazdy) i promień gwiazdy. To wszystko jest ważne z astrofizycznego punktu widzenia; jasność gwiazdy jest proporcjonalna zarówno do jej skutecznej emperatury i promienia. Typy spektralne obejmują również klasy jasności od karłów do nadolbrzymów. Gwiazda może mieć efektywną temperaturę 4000 K, ale będzie ogromna różnica w jasności w zależności od tego, czy jest karłem, czy nadolbrzymem.

Emisja liniowa i absorpcja

Emisja liniowa i absorpcja to dwa zjawiska spowodowane przez ten sam proces fizyczny–emisję lub absorpcję pojedynczych fotonów przez atomy. Atomy składają się z jąder (protonów i neutronów) otoczonych przez elektrony posiadające bardzo specyficzne orbity. Orbity te odpowiadają określonym poziomom energetycznym. Jeżeli elektron przechodzi z wyższego poziomu energetycznego na niższy, to uwalnia energię w postaci fotonu. Ponieważ długość fali odpowiada energii, to przejścia elektronów generują określoną długość fali światła. Te długości fal–lub kombinacje długości fal–są specyficzne dla każdego rodzaju atomu. Jeśli pobudzimy próbkę wodoru (powiedzmy w tubie fluorescencyjnej), to będzie ona emitowała światło w kilku dyskretnych długościch fal odpowiadających poziomom energetycznym elektronów w atomie wodoru. Podobnie z próbkami azotu, sodu lub neonu (wszystkie powszechne w świetlówkach)–dają one różne widma (To właśnie dlatego „neony" świecą różnymi kolorami. Używają różnych gazów).

Odwrotnością emisji jest absorpcja: jeśli weźmiemy foton o odpowiedniej długości fali, aby pobudzić atom, który ma możliwość przejścia elektronów na wyższy poziom, to atom ten zaabsorbuje foton. Jeśli zestawimy źródło emisji ciągłej (np fotosfery gwiazd) wraz z jakimś pierwiastkiem, który może absorbować energię (jak wodór, wapń, żelazo i inne), to spektrum gwiazdy będzie wyglądać jak spektrum CDC ze zredukowanymi lub brakującymi niektórymi długościami fal. W spektrum gwiazd zobaczymy przede wszystkim kontynuum widma światła, ale z ciemnymi pasmami występującymi wzdłuż osi dyspersji. Wielkość absorpcji uzależniona jest od wielu czynników, w tym mnogości różnych rodzajów atomów i cząsteczek i od temperatury gwiazdy. Gwiazdy typu A określone są jako posiadające najsilniejsze linie absorpcji w pasmie wodoru. Jako inny przykład, absorpcja molekularna w chłodnych gwiazdach typu M, zależy od tego, czy gwiazda jest bogatsza w tlen czy węgiel.

Astrofizyka promieniowania i transportu promieniowania jest bardzo złożona. Wiele z tego, co zostało omówione powyżej zostało wyłożone jeszcze przed złotą erą mechaniki kwantowej przez żyjącego w XIX wieku fizyka Gustava Kirchhoffa i zostało podsumowane pod postacią trzech praw promieniowania Kirchhoffa:

1. Gorące, stałe (lub optycznie gęste) obiekty emitują widmo ciągłe.
2. Gorący optycznie rzadki gaz emituje światło o nieciągłej długości fali charakterystycznej składu chemicznego gazów.
3. Spektrum ciągłe przechodzące przez chłodny, optycznie rzadki gaz, pokaże linie absorpcyjne charakterystyczne dla składu chemicznego gazu (przy identycznych długościach fal linii emisyjnych, które pojawiają się, gdy gaz jest gorący).

Kirchhoff przedstawił te zasady w XIX wieku, zanim jeszcze zasady fizyki atomowej i mechaniki kwantowej zostały zrozumiane. Ale dla wielu przypadków w astronomii gwiazd zmiennych zasady te opisują wyczerpująco wszystko co zobaczysz, a modele matematyczne dotyczące tego jak powstaje światło i jak rozchodzi się w układzie fizycznym są zakorzenione w prawach Kirchhoffa.

Niniejsza instrukcja nie obejmuje analizy spektralnej, ale jest możliwe aby wykorzystać obserwację i pomiar linii spektralnych, aby poznać skład chemiczny gwiazdy. Pomiar linii atomowych w laboratorium był i nadal jest głównym polem do działania w astrofizyce laboratoryjnej. Linie absorpcji i emisji zmieniają swój wygląd w skomplikowany sposób w zależności od składu plazmy, temperatury (i rozkład temperatur kiedy patrzymy przez rzadki gaz) oraz ciśnienia. Niektóre linie i grupy linii są tak silne i wyraźne, że służą one jako wzorzec dla całej „metalowej różności" (tj wszystkiego z wyjątkiem wodoru i helu). W niektórych przypadkach są one tak silne, że mogą być wykryte w świetle szerokopasmowym, a zatem może być łatwiej wykryta w fotometrii (filtrowanej) niż spektroskopii.

Inne procesy

Istnieją również inne źródła promieniowania, takie jak pola magnetyczne (szczególnie w przypadku aktywnych gwiazd, które generują promieniowanie rentgenowskie), reakcje jądrowe i rozpadu promieniotwórczego (które „napędzają" wnętrza gwiazd i są odpowiedzialne za energię, która zasila supernowe w ich ewolucji). Wiele gwiazd zmiennych ma wiele źródeł promieniowania i pochłaniania. Jako przykład, gwiazdy UV Ceti–młode karły o małej masie własnej, gwiazdy typu M, zazwyczaj bardzo chłodne. Obiekty te są na ogół bardzo słabe, ponieważ ich temperatury oznaczają, że emitują one stosunkowo niewielką ilość światła, przede wszystkim w czerwieni i podczerwieni. Jednak mogą one, w krótkich seriach, emitować również ogromne ilości światła niebieskiego, ultrafioletowego, promieniowania rentgenowskiego, a nawet gamma z powodu sprzężeń magnetycznych w ich atmosferach analogicznych do rozbłysków słonecznych. Gwiazdy te świecą bardzo słabo na niebiesko, więc gdy rozbłysną, mogą mieć ogromne amplitudy w kierunku światła niebieskiego, ale stosunkowo niewielkie w kolorze czerwonym. Jasny rozbłysk może mieć amplitudę 3–4 mag w B-band, ale o wiele mniej niż 1 mag w R- lub I-band.

Fizyka promieniowania jest jednym z pierwszych kursów dla studentów astronomii. Podczas gdy jej znajomość nie jest to konieczna w astronomii obserwacyjnej, to może dostarczyć pewien wgląd w to, co obserwujesz. Szczególnie przydatną książką na ten temat jest „Radiative Processes in Astrophysics" George'a Rybickiego i Alana Lightmana. Szczegółowe odniesienie do linii spektralnych i widm gwiazd znajdziemy w „The Observation and Analysis of Stellar Photospheres" Davida Graya.

Dodatek C: Wysyłanie obserwacji do AAVSO

Wysyłanie obserwacji do AAVSO – uzyskanych na podstawie obserwacji wizualnych, CCD, fotometrii fotoelektrycznej, DSLR lub innych – odbywa się online za pośrednictwem aplikacji WebObs (http://www.aavso.org/webobs).

Musisz wybrać czy chcesz „Wysłać dane indywidualnie" – "Submit observations individually" czy „Załadować pliki z obserwacjami" – "Upload a file of observations". Jeśli posiadasz niewiele obserwacji, to opcja pierwsza będzie najłatwiejsza. Jeśli wysyłasz dużą ilość obserwacji CCD (całe serie lub wiele różnych gwiazd), to utworzenie pliku w formacie "AAVSO Extended File" jest z definicji lepszym rozwiązaniem. Na szczęście, wiele pakietów oprogramowania fotometrycznego posiada opcję eksportu wyników w formie raportu AAVSO–wystarczy przesłać go za pośrednictwem WebObs. Jeśli musisz utworzyć lub własny raport, ważne jest, aby przestrzegać reguł określonych w niniejszym dodatku. Nawet jeśli wysyłasz obserwacje indywidualne, niektóre z opisów pól w sekcji „Dane" mogą być pomocne.

Uwaga ogólna

„Format rozszerzony" musi być prostym tekstem w ASCII. Wielkość liter nie ma znaczenia. Plik ma dwa składniki: parametry i dane.

Parametry

Parametry są wyszczególnione na górze pliku i są wykorzystywane do opisywania następujących po nich danych. Muszą one zaczynać się symbolem krzyżyka (#) na początku linii. Wyróżniamy sześć konkretnych parametrów, które muszą znajdować się na początku pliku. Można również dodać komentarze osobiste, pod warunkiem, że będą one również zaczynać się symbolem krzyżyka. Takie komentarze będą ignorowane przez oprogramowanie i nie będą zapisywane do bazy danych. Jednak zostaną one zachowane, gdyż cały plik jest zapisany w archiwach AAVSO.

Te sześć parametrów to:

```
#TYPE=Extended
#OBSCODE=
#SOFTWARE=
#DELIM=
#DATE=
#OBSTYPE=
```

Tutaj objaśnienia:

- TYPE (TYP): W tym formacie musi być „Extended".
- OBSCODE: oficjalny kod obserwatora AAVSO, który wcześniej został nadany przez AAVSO.
- SOFTWARE (OPROGRAMOWANIE): nazwa i wersja oprogramowania użytego do stworzenia raportu. Jeśli są to twoje prywatne programy, dodaj tutaj ich opis. Np.: "#SOFTWARE=AIP4Win Version 2.2". Limit 30 znaków.
- DELIM: Separator, używany do oddzielania pól w twoim raporcie. Zalecane separatory to: przecinek (,), średnik (;), wykrzyknik (!) lub kreska pionowa (|). Jedyne znaki, które nie mogą być separatorami to krzyżyk (#) i spacja (). Jeśli chcesz używać tabulatora, zamiast właściwego znaku użyj słowa „tab". Uwaga: korzystający z Excela, którzy chcą używać przecinka, zamiast znaku "," powinni wpisać słowo „comma" (przecinek). W przeciwnym razie Excel wyeksportuje te pole nieprawidłowo.
- DATE: Format daty urzywany w raporcie. Czasy to punkty centralne obserwacji.
- Zamień czas UT na jeden z poniższych formatów:
  – JD: Julian Day (Ex: 2454101.7563)
  – HJD: Heliocentric Julian Day
  – EXCEL: format utworzony przez funkcję Excela NOW() (np. 12/31/2007 12:59:59 a.m.)
- OBSTYPE: typ obserwacji w pliku z danymi. Może być CCD, DSLR, PEP (fotometria fotoelektryczna) lub VISDIG (VISual observations made from DIGital images – wizualne oserwacje obrazów cyfrowych). Jeśli pole zostało puste, zakłada się typ CCD.

Parametry OBSCODE i DATA mogą być również włączone gdzieś indziej w danych. Nasze oprogramowanie do przetwarzania danych będzie czytać te parametry i będzie oczekiwać, że wszystkie poniższe dane stosują się do nich. (Na przykład, można dodać „# OBSCODE = TST01” do raportu oraz wszelkie późniejsze obserwacje zostaną przypisane do obserwatora TST01).

Jeśli chcesz umieścić pusty wiersz pomiędzy zapisami parametrów i zapisami danych, upewnij się, aby skomentować ten wiersz znakiem funta/hash (#). WebObs nie zaakceptuje plików z pustymi wierszami.

Dane

Po parametrach czas na obserwacje samej gwiazdy zmiennej. W jednej linijce powinna znajdować się jedna obserwacja, a pola powinny być rozdzielone tym samym znakiem, który jest wstawiony w polu parametru DELIM. Jeśli nie posiadasz danych dla jednego z opcjonalnych pól, powinieneś użyć „na” (not applicable – nie dotyczy), by nie zostawiać pola pustego.

Lista pól to:

» STARID: identyfikator gwiazdy. Może to być desygnata AAVSO, nazwa AAVSO lub unikatowy identyfikator AAVSO (AUID), ale nie więcej jak tylko jeden z powyższych (limit 25 znaków).
» DATE: data obserwacji w formacie wyszczególnionym w parametrze DATE. AAVSO wymaga zgłoszenia czasu wypadającego w punkcie środkowym czasu ekspozycji. Jeśli „stakujesz” obrazy, to sytuacja staje się bardziej skomplikowana, więc wtedy prosimy dodać notatkę o tym, jak zostały obliczone czas ekspozycji w polu UWAGI.
» MAGNITUDE: blask gwiazdy podczas obserwacji. Wpisz przed jasnością symbol „<”, jeśli gwiazda była „słabsza niż”. Wymagane w formacie decymalnym („9.0” zamiast „9”).
» MAGERR: Niepewności fotometryczne związane z magnitudo gwiazdy zmiennej. Jeśli niedostępne wpisz „na”.
» FILTER: Filtry użyte podczas obserwacji. Jedna z poniższych liter (pogrubiona):
  – U: Johnson U– B: Johnson B
  – V: Johnson V
  – R: Cousins R (lub Rc)
  – I: Cousins I (lub Ic)
  – J: NIR 1,2 mikrona
  – H: NIR 1,6 mikrona
  – K: NIR 2,2 mikrona
  – TG: Filtr zielony (lub trójkolorowy zielony). Powszechnie znany jako “green–channel” w DSLR lub kolorowym CCD. W tych obserwacjach używamy pasma V.
  – TB: Blue Filter (lub trójkolorowy niebieski). Powszechnie znany jako “blue–channel” w DSLR lub kolorowym CCD. W tych obserwacjach używamy pasma B.
  – TR: Red Filter (trójkolorowy czerwony). Powszechnie znany jako “red–channel” w DSLR lub kolorowym CCD. W tych obserwacjach używamy pasma R.
  – CV: Niefiltrowany używając pasma V (bardziej popularny niż CR)
  – CR: Niefiltrowany używając pasma R
  – SZ: Sloan z
  – SU: Sloan u
  – SG: Sloan g
  – SR: Sloan r
  – SI: Sloan i
  – STU: Stromgren u
  – STV: Stromgren v
  – STB: Stromgren b
  – STY: Stromgren y
  – STHBW: Stromgren Hbw
  – STHBN: Stromgren Hbn
  – MA: Optec Wing A
  – MB: Optec Wing B
  – MI: Optec Wing C

Uwaga: Istnieje kilka innych (rzadko stosowanych, ale uzasadnionych) filtrów. Jeśli używasz filtra, którego nie ma na liście, prosimy o kontakt z AAVSO HQ z jak największą ilością informacji na temat tego co używasz, my powiadomimy Cię jak to zgłosić.

» TRANS: YES jeśli przekształcone za pomocą Landolt Standards lub pól zawierajcych standarty wtórne, co zostało przedyskutowane w Rozdziale 6, lub NO jeśli nie.
» MTYPE: Rodzaj magnitudo. STD jeśli standaryzowany przez wykorzystanie opublikowanych jasności gwiazd odniesienia lub DIF, jeżeli różnicowy (niezbyt często). Różnicowa oznacza, że publikowane magnitudo gwiazd porównania nie były wykorzystywane, a jedynie magnitudo instrumentalne są zgłaszane. DIF wymaga użycia CNAME. Należy pamiętać, że użycie słowa „różnicowa" w tym przypadku nie oznacza „fotometrii różnicowej".
» CNAME: Nazwa lub etykieta gwiazdy odniesienia, takich jak nazwa w atlasie lub AUID. Jeśli nie dotyczy, należy użyć „na" (20 znaków).
» CMAG: Magnitudo instrumentalne gwiazdy odniesienia. Jeśli nie dotyczy, należy użyć „na".
» KNAME: Nazwa lub etykieta gwiazdy testowej. Jeśli nie dotyczy, należy użyć „na" (20 znaków).
» KMAG: Magnitudo instrumentale gwiazdy testowej. Jeśli nie dotyczy, należy użyć „na".
» AIRMASS: Masa optyczna atmosfery podczas obserwacji. Jeśli nie dotyczy, należy użyć „na".
» GROUP: Identyfikator grupowy (maksymalnie 5 znaków). Jest on używany do grupowania wielu obserwacji–zwykle zestawu obserwacji z użyciem wielu filtrów. Ułatwia to wyszukiwanie magnitudo z danego zestawu danych w bazie, gdy badacz chce utworzyć indeksy kolorów (np. B-V). Jeśli robisz tylko sekwencje czasowe, albo używasz tych samych filtrów dla wielu gwiazd itp., wpisz „na". W przypadku obserwacji grupowych, GROUP powinna być zintegrowana, identyczna dla wszystkich obserwacji w grupie i unikalna dla danego obserwatora, dla danej gwiazdy, w danym czasie.
» CHART: Proszę używać identyfikatora sekwencji znajdującego się na dole tabeli fotometrycznej (na czerwono). Jeśli została wykorzystana sekwencja inna niż AAVSO, proszę opisać go tak wyraźnie, jak to możliwe. (20 znaków).
» NOTES: Komentarze i uwagi dotyczące obserwacji. To pole ma maksymalną długość 100 znaków. Jeżeli nie ma uwag, należy użyć „na".

Przykłady

Poniżej prosty raport dotyczący wielu gwiazd (dane są niekoniecznie realistyczne):

```
#TYPE=EXTENDED
#OBSCODE=TST01
#SOFTWARE=MAXIM DL 6.0
#DELIM=,
#DATE=JD
#OBSTYPE=CCD
#NAME,DATE,MAG,MERR,FILT,TRANS,MTYPE,NAME,CMAG,KNAME,KMAG, AMASS, GROUP, CHART
NOTES
SS CYG,2450702.1234,8.235,0.003,V,NO,STD,105,10.593,110,11.090,1.561,na,13577KCZ,outburst
V1668 CYG,2450702.1254,18.135,0.0180,V,NO,STD,105,10.594,110,10.994,1.563,na,3577KCZ,na
WY CYG,2450702.1274,14.258,0.004,V,NO,STD,105,10.594,110,10.896,1.564,na,13577KCZ,na
SS CYG,2450722.1294,10.935,0.006,V,NO,STD,105,10.592,110,10.793,1.567,na,13577KCZ,na
```

Należy zwrócić uwagę na linijkę #NAME, DATE... w powyższym formacie. Ponieważ jest poprzedzona znakiem #, zostanie ona zignorowana przez nasze oprogramowanie. Nie krępuj się tego zrobić, jeśli ułatwi Ci to pracę.

Raportowanie całej fotometrii jest dozwolone w tym formacie. Musisz wybrać jedną gwiazdę (gwiazda testowa) w uzupełnieniu do gwiazdy zmiennej i zmierzyć za pomocą w/w technik. Gwiazda testowa nie powinna być włączona do zespołu gwiazd odniesienia. Obliczona wielkość tej gwiazdy powinna być zamieszczona w rubryce KMAG, aby, jeśli prawdziwa wielkość gwiazdy testowej okaże się być inna

w późniejszym terminie, można było w prosty sposób skorygować te wartość dodając wartość wyrównawczą. Jeśli używamy zbiorów, CNAME należy ustawić jak ENSEMBLE i CMAG na “na”, jak pokazano poniżej.

```
#TYPE=EXTENDED
#OBSCODE=TST01
#SOFTWARE=IRAF 12.4
#DELIM=,
#DATE=JD
#NAME,DATE,MAG,MERR,FILT,TRANS,MTYPE,CNAME,CMAG,KNAME,KMAG,AMASS,GROUP,CHART,
NOTES
SS CYG,2450702.1234,11.235,0.003,B,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.593,1.561,1,070613,na
SS CYG,2450702.1254,11.135,0.003,V,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.492,1.563,1,070613,na
SS CYG,2450702.1274,11.035,0.003,R,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.398,1.564,1,070613,na
SS CYG,2450702.1294,10.935,0.003,I,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.295,1.567,1,070613,na
SS CYG,2450702.2234,11.244,0.003,B,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.590,1.661,2,070613,na
SS CYG,2450702.2254,11.166,0.003,V,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.497,1.663,2,070613,na
SS CYG,2450702.2274,11.030,0.003,R,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.402,1.664,2,070613,na
SS CYG,2450702.2294,10.927,0.003,I,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.292,1.667,2,070613,na
```

W niniejszym raporcie uzyskaliśmy 11.235, 11.135, 11.035 i 10.935 dla B, V, RC, i Ic (odpowiednio) mag SS Cyg dla pierwszej grupy i 11.244, 11.116, 11.030 i 10.927 dla drugiej grupy a także 10.593, 10.492, 10.398 i 10.295, dla BVRcIc mag gwiazdy testowej dla pierwszej grupy.

Po przesłaniu danych

Po przesłaniu swoich obserwacji do bazy AAVSO, można spojrzeć na krzywe blasku zaobserwownych gwiazd przy użyciu Generatora Krzywej Blasku (LCG – http://www.aavso.org/lcg) lub VStar (http://www.aavso.org/vstar-overview) i sprawdzić, czy twoje dane mają sens. Jeśli okaże się, że obserwacje wydają się być bardzo różne od tych pochodzących od innych obserwatorów używających podobnych instrumentów, to ważne jest, aby wrócić i sprawdzić, co jest nie tak (notatki z obserwacji, zdjęcia itd.). Może to twoje obserwacje są w porządku, ale jeśli widzisz różnicę, należy zacząć od sprawdzenia danych ponownie.

Bardzo powszechne dla obserwatorów są błędy typograficzne (klawiaturowe) powodujące zamieszanie w oznaczeniach gwiazd, raportujące złą datę lub godzinę itp. Jeśli raport wydaje się poprawny, wróć i przejrzyj zdjęcia. Mogłeś błędnie zidentyfikować którąś z gwiazd, zawrzeć bliskiego towarzysza w aperturze lub przesycić gwiazdę badaną lub którąś z gwiazd odniesienia.

Jeśli znalazłeś problem, masz możliwość, aby go poprawić. Jedną z opcji dostępnych w WebObs jest “Search for observations”. Za pomocą tego narzędzia wyszukiwanie problematycznej obserwacji nie powinno być trudne. Następnie można edytować obserwację lub ją usunąć i ponownie złożyć poprawioną. Wybór opcji zależy od tego jak dużo masz obserwacji i od charakteru błędu.

Ważne, aby pamiętać, żeby przy użyciu narzędzi do wyszukiwania WebObs kliknąć na małe niepodpisane okienko w lewym rogu nagłówka strony “Results”, można przez to wybrać wszystkie obserwacje na tej stronie, co sprawia, że znacznie łatwiej jest zaznaczyć dużą grupę obserwacji.

Jeśli odkryjesz problem z danymi, którego poprawa byłaby bardzo czasochłonna, proszę nie wahaj się skontaktować z AAVSO HQ z prośbą o pomoc. Alternatywnie, jeśli zobaczysz coś podejrzanego w obserwacjach innego obserwatora, możesz to zgłosić do centrali AAVSO, wykorzystując VStar, Zapper lub e-mail.

Dodatek D: Źródła

Książki

» Berry, Richard, and James Burnell. The Handbook of Astronomical Image Processing (second edition).
» Willmann–Bell, Inc. 2005. ISBN 978–0943396828.
» Budding, Edwin, and Osman Demircan. Introduction to Astronomical Photometry (second edition). Cambridge University Press, 2007. ISBN 978–0521885263.
» Buchheim, Robert K. The Sky is Your Laboratory, Springer Science+Business Media, 2007. ISBN 978–0387718224.
» Hall, Douglas S., and Russell M. Genet. Photoelectric Photometry of Variable Stars – A Practical Guide for the Smaller Observatory (second edition). Willman–Bell, Inc., 1988. ISBN 978–0943396194.
» Henden, Arne A., and Ronald H. Kaitchuck. Astronomical Photometry, A Text and Handbook for the Advanced Amateur and Professional Astronomer. Willman–Bell, Inc., 1990. ISBN 978–0943396255.
» Howell, Stephen B., Handbook of CCD Astronomy (second edition). Cambridge University Press, 2006. ISBN 978–0521617628.
» Warner, Brian D., A Practical Guide to Lightcurve Photometry and Analysis. Springer.
» Science+Business Media, 2006. ISBN 978–0387293653.

Oprogramownie

» AIP4Win – www.willbell.com/aip4win/AIP.htm
» AstroArt – www.msb-astroart.com/
» CCDOps – www.sbig.com/support/software/
» FotoDif – www.astrosurf.com/orodeno/fotodif/index.htm (in Spanish)
» IRAF – http://iraf.noao.edu/
» LesvePhotometry – www.dppobservatory.net/AstroPrograms/Software4VSObservers.php
» MaxIm DL – cyanogen.com/maxim_main.php
» MPO Canopus – www.minorplanetobserver.com/MPOSoftware/MPOCanopus.htm
» VPhot – www.aavso.org/vphot

Index

Binning - grupowanie pikseli 14
Blooming 11
Darki - ciemne klatki 21
Duchy 28
Ekspozycja - czas 23
Ekstynkcja atmosferyczna 26
Filtry 16, 44
Flaty - ramki płaskie 22
Fotometria różnicowa 30
Funkcja rozmycia ruchu (PSF) 26, 31
FWHM 14
Generator zmiennych (VSP) 34
Jednostki analogowo-cyfrowe (ADU) 24
Kalibracja 20
Liniowość 11, 13
Magnitudo instrumentalne 33
Magnitudo różnicowe 33
Magnitudo znormalizowane 33
Masa optyczna atmosfery 26
Nasycenie 27
Niepewność pomiaru 34
Oprogramowanie 17
Pojemność studni piksela 11
Pole standardowe 37
Próbkowanie 12
Przysłona - ustawienie 32
Ramki BIAS 21
Równanie CCD 35
Rytm obserwacji 45
Scyntylacja 25
Stosunek sygnału do szumu (SNR) 12, 34
Transformacja danych 36
Variable Star Plotter (VSP) 18, 19
VPhot 18
WebObs 53
Wskaźnik barwy 36
Zdjęcia fotometryczne 14