

Podręcznik AAVSO do obserwacji lustrzanką cyfrową (DSLR)



AAVSO
49 Bay State Road
Cambridge, MA 02138
email: aavso@aavso.org

Version 1.4
Copyright 2016 AAVSO

ISBN 978-1-939538-31-4

Przedmowa

Niniejszy podręcznik jest ogólnym wprowadzeniem i przewodnikiem wykorzystania lustrzanki cyfrowej (ang. „DSLR camera”, gdzie DSLR – skrót od „digital single lens reflex”) do obserwacji gwiazd zmiennych. Docelowymi czytelnikami są osoby zupełnie początkujące oraz średniozaawansowani obserwatorzy lustrzankami cyfrowymi, choć zawarte tu treści mogą być również przydatne dla wielu obserwatorów zaawansowanych.

Podręcznik AAVSO do obserwacji lustrzanką cyfrową (*The AAVSO DSLR Observing Manual*) został zainspirowany ogromnym zainteresowaniem, z jakim spotkała się fotometria lustrzankowa podczas programu Citizen Sky AAVSO. Urządzenia rejestrujące obraz dostępne dla przeciętnych konsumentów szybko ewoluują, więc postanowiliśmy napisać ten podręcznik w sposób jak najogólniejszy i przesunąć tematy dotyczące stricte programów czy aparatów na fora DSLR AAVSO. Jeśli dostrzeżesz jakiś obszar, w którym podręcznik ten mógłby zostać ulepszony, skontaktuj się z nami. Wszelkie opinie i sugestie prosimy przysyłać na adres aavso@aavso.org.

We wcześniejszych wersjach tego podręcznika, większość zawartości została stworzona podczas trzeciego warsztatu Citizen Sky od 22 do 24 marca 2013 w AAVSO. Osoby odpowiedzialne za napisanie większości tych rozdziałów to:

Rozdział 1 (Wstęp): Colin Littlefield, Paul Norris, Richard (Doc) Kinne, Matthew Templeton

Rozdział 2 (Przegląd sprzętu): Roger Pieri, Rebecca Jackson, Michael Brewster, Matthew Templeton

Rozdział 3 (Przegląd oprogramowania): Mark Blackford, Heinz–Bernd Eggenstein, Martin Connors, Ian Doktor

Rozdziały 4 i 5 (Pozyskiwanie i przetwarzanie zdjęć): Robert Buchheim, Donald Collins, Tim Hager, Bob Manske, Matthew Templeton

Rozdział 6 (Transformacja): Brian Kloppenborg, Arne Henden

Rozdział 7 (Program obserwacyjny): Des Loughney, Mike Simonsen, Todd Brown

Rysunki: Paul Valleli

Obecna wersja zawiera wiele tego materiału, lecz został on poprawiony i poszerzony.

Podziękowania dla następujących osób: Arne Henden, Rebecca Turner, Brian Kloppenborg, Matthew Templeton i Elizabeth Waagen, za wkład redakcyjny i inny do pierwszej edycji tego podręcznika.

Czystego nieba i wspaniałych obserwacji!

Mark Blackford

Członek AAVSO, obserwator i wolontariusz

American Association of Variable Star Observers

Cambridge, Massachusetts

Marzec 2016

Serdeczne podziękowania dla tłumaczy, którzy włożyli wiele pracy w przygotowanie podręcznika w języku polskim:



Ryszard Biernikowicz



Ewa Stokłosa

Skład: Krzysztof Kida

Wersja polska: sierpień 2017

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

Spis treści:

1. Wstęp
 - 1.1. Prolog
 - 1.2. Dla kogo jest ten podręcznik?
 - 1.3. Co, dlaczego i jak w fotometrii lustrzankowej
 - 1.4. Obserwacje wizualne, a lustrzankowe i CCD
 - 1.5. Czy jesteś gotowy? (warunki wstępne)
 - 1.6. Oczekiwania
 2. Przegląd sprzętu
 - 2.1. Czym jest DSLR?
 - 2.2. Obiektywy i teleskopy
 - 2.3. Statywy i montaże
 - 2.4. Ustawienia aparatu cyfrowego
 3. Przegląd oprogramowania
 - 3.1. Minimalne wymagania dla oprogramowania do fotometrii lustrzankowej
 - 3.2. Przydatne właściwości programów
 - 3.3. Tabela porównująca możliwości oprogramowania
 - 3.4. Inne przydatne programy komputerowe
 4. Pozyskiwanie zdjęć
 - 4.1. Przegląd procedury pozyskiwania / akwizycji zdjęć
 - 4.2. Prace przygotowawcze
 - 4.3. Źródła szumu i stałe przesunięcie
 - 4.4. Zdjęcia kalibracyjne szumu, prądu ciemnego i płaskiego pola
 - 4.5. ISO i czasy ekspozycji
 - 4.6. Szukanie i kadrowanie pola widzenia
 - 4.7. Tajniki pozyskiwania danych naukowych
 5. Przetwarzanie zdjęć i ocena
 - 5.1. Przegląd
 - 5.2. Wstępne przetwarzanie i ocena zdjęć
 - 5.3. Zastosowanie klatek kalibracyjnych, stertowanie i grupowanie pikseli
 - 5.4. Rozdzielenie kolorów RGB (wyodrębnienie)
 - 5.5. Post–kalibracyjna ocena zdjęć
 6. Fotometria – od pomiaru do wielkości gwiazdowej
 - 6.1. Fotometria aperturowa
 - 6.2. Instrumentalne, różnicowe i standaryzowane wielkości gwiazdowe (magnitudo)
 - 6.3. Gwiazdy porównania i testowe
 - 6.4. Czulość widmowa kanałów kolorów lustrzanki cyfrowej
 - 6.5. Tradycyjna korekcja ekstynkcji i transformacja
 - 6.6. Alternatywna korekcja ekstynkcji atmosferycznej i transformacja
 - 6.7. Raportowanie wyników
 7. Stworzenie programu obserwacyjnego na lustrzanki cyfrowe
 - 7.1. Rekomendowana lista obiektów dla początkujących
 - 7.2. Decyzja co obserwować
 - 7.3. Czas zacząć
- Dodatek A: Testowanie lustrzanki cyfrowej
Dodatek B: Testowanie płaskiego pola pod względem jednorodności oświetlenia
Dodatek C: Ilustracja ekstynkcji atmosferycznej I rzędu, II rzędu i różnicowej
Dodatek D: Obrazy gwiazd przed i za ogniskiem
Dodatek E: Test liniowości

Rozdział 1. Wstęp

1.1. Prolog

Pewnego wieczoru idziesz pobiegać w swoim parku. Jest ciemno, ale dobrze znasz tę okolicę, więc nie obawiasz się tego, że na coś wpadniesz. Dzisiejszy wieczór okazuje się jednak inny. Gdy biegniesz dostrzegasz przy ścieżce osobę z aparatem na statywie. Zauważasz też ze zadziwieniem, że zarówno jej wzrok jak i aparat skierowane są ku górze. Przebiegając obok, rzucasz okiem na niebo i dostrzegasz najjaśniejsze punkty na zanieczyszczonym światłem niebie. Cóż takiego ona robi? W tym przypadku owa kobieta, która za dnia jest nauczycielką historii w liceum, zbiera pomiary jasności pewnych gwiazd, dane, które będą przydatne zawodowym astronomom. Jest jednym z przedstawicieli coraz powszechniejszego gatunku ludzi oddających się tak zwanej „nauce obywatelskiej”. Ten podręcznik pokaże, jak również ty możesz w niej uczestniczyć.

Większość z nas odrobinę interesujących się astronomią czyta od czasu do czasu czasopisma astronomiczne i ogląda zachwycające zdjęcia upiększające ich strony. Większość z tych fotografii została zrobiona aparatami przymocowanymi do prowadzonych teleskopów oraz znacząco przetworzona, aby mogły wyglądać tak wspaniale. To królestwo astrofotografii. Ten podręcznik poprowadzi cię w innym kierunku. Spojrzymy na to, jak można stworzyć naukowo wartościowe fotografie, służące do pomiaru jasności gwiazd zmiennych – gwiazd, których jasność zmienia się na przestrzeni czasu. Celem tego podręcznika jest poprowadzić cię przez proces użycia takiej samej lustrzanki cyfrowej, której używasz do zwykłej fotografii, aby dostarczyć dane naukowe dla wspólnoty astronomicznej.

1.2. Dla kogo jest ten podręcznik?

Podręcznik fotometrii lustrzankowej AAVSO przeznaczony jest dla każdego, kto jest zainteresowany użyciem lustrzanek cyfrowych do mierzenia jasności gwiazd zmiennych. Większość informacji zamieszczona tu została z myślą o początkującym obserwatorze, jednak w książce znaleźć również można szczegóły mogące okazać się interesującymi nawet dla osób bardziej zaawansowanych.

Astronomowie amatorzy mogą dojść do wniosku, że pomiary jasności gwiazd zmiennych nadają nowego wymiaru ich hobby. Nasze własne pomiary układające się w „krzywą blasku” gwiazdy zmieniającej jasność to prawdziwa gratka! Gwiazdy zmienne są również świetnym celem badawczym dla uczniów. Niektóre projekty odpowiednie są dla licealistów; inne mogą przyciągnąć studentów możliwościami obserwacyjnymi i analitycznymi wyzwaniem.

1.3. Co, dlaczego i jak w fotometrii lustrzankowej

Fotometria jest dziedziną zajmującą się pomiarem jasności danego obiektu na niebie. Na pierwszy rzut oka może nie wydawać się szczególnie ekscytującym zajęciem, jednak w rzeczywistości jest to dynamiczna dziedzina, w której amatorzy mogą odgrywać decydującą rolę. Choć istnieje wiele obiektów, przy badaniu których fotometria jest istotna, to podręcznik ten koncentruje się na gwiazdach zmiennych, gdyż fotometria gwiazd jest jedną z dziedzin, które najłatwiej opanować i do której najłatwiej wnieść wartościowe pomiary.

1.3.1. Czym są gwiazdy zmienne i dlaczego je obserwujemy?

Gwiazdy mogą zmieniać jasność z powodu fizycznych procesów zachodzących wewnątrz nich, na ich powierzchni lub w ich pobliżu. Staranne obserwacje tych zmian w dużej mierze umożliwiają poznanie gwiazdy oraz, bardziej ogólnie, zjawisk astrofizycznych. Gwiazdy zmienne są więc bardzo dosłownie laboratoriami fizycznymi. Te same podstawowe procesy fizyczne zachodzące na Ziemi – grawitacja, mechanika płynów, światło i ciepło, chemia, fizyka jądrowa itd. – przebiegają

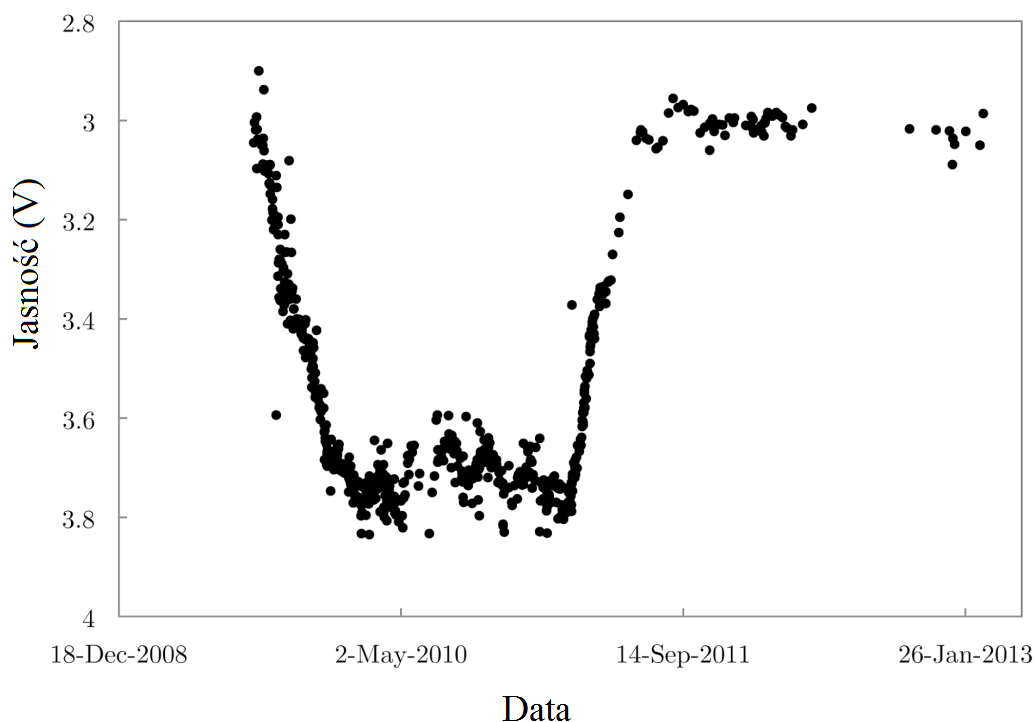
dokładnie tak samo w całym Wszechświecie. Obserwując zmiany gwiazd w czasie, możemy dowiedzieć się dlaczego te zmiany występują.

Choć wiele zmian w gwiazdach nie może zostać wykrytych z Ziemi w sposób niezawodny z powodu absorpcji lub zniekształceń atmosferycznych, istnieją setki rodzajów gwiazd zmiennych, które można obserwować z Ziemi, a każdy z nich posiada kilka tysięcy znanych przedstawicieli. Gwiazdy mogą na przykład zmieniać swoją wielkość, kształt lub temperaturę (zmienne pulsujące), mogą podlegać szybkim zmianom jasności spowodowanym procesami fizycznymi zachodzącymi wokół gwiazdy (zmienne wybuchowe) lub też mogą być przysłonięte przez gwiazdy lub planety krążące wokół nich (podwójne układy zaćmieniowe i egzoplanety). Innymi słowy, coś fizycznego wydarza się w samej gwiazdzie lub w jej najbliższej okolicy. (Możesz czasem zobaczyć migoczącą gwiazdę na niebie, jednak ta zmienność pochodzi z atmosfery ziemskiej i jest zupełnie niezwiązana z samą gwiazdą.)

Pod linkiem <https://www.aavso.org/types-variables> znajduje się obszerna lista rodzajów gwiazd zmiennych wykorzystanych w Międzynarodowym Indeksie Gwiazd Zmiennych AAVSO (ang. AAVSO International Variable Star Index, skrót: VSX).

Różne rodzaje gwiazd podlegają zmianom w różnych skalach czasowych. Niektóre gwiazdy potrzebują tygodni, miesięcy czy lat, aby ulec dostrzegalnej zmianie. Innym wystarczą dni, godziny, minuty, sekundy, a nawet mniej. Niektóre gwiazdy zmieniają jasność regularnie i możemy dostrzec schematy w zmienności, które powtarzają się w czasie. Inne gwiazdy podlegają chaotycznym zmianom, których nigdy nie możemy dokładnie przewidzieć. Niektóre gwiazdy zmieniają jasność w ten sam sposób przez wieki, a inne – jak supernowe – mogą rozbłysnąć na chwilę i zniknąć na zawsze.

Obserwacje lustrzankami cyfrowymi Epsilon Aurigae



Rysunek 1.1. Obserwacje lustrzankami cyfrowymi gwiazdy epsilon Aurigae podczas jej zaćmienia w latach 2009–2011. Każdy punkt na wykresie został dodany przez astronoma-amatora.

Gwiazdy zmienne mają też różne obserwowane jasności (to, jak jasne nam się wydają) oraz wewnętrzne jasności (to, ile światła rzeczywiście emitują). Gwiazda może być jasna, ale jeśli jest oddalona o tysiące lat świetlnych, będzie wydawała się słaba. Gwiazdy zmienne mają również zakres amplitud – to, jak bardzo zmienia się ich jasność w czasie. Niektóre z nich mogą zmieniać się o dziesięć magnitudo lub więcej, co oznacza, że będą dziesięć tysięcy razy jaśniejsze, a to ogromna zmiana! Inne gwiazdy zmieniają się o mili-magnitudo (mmag), a nawet mniej, więc ich zmiany mogą być niemożliwe do zaobserwowania przez ciebie. Jest wiele gwiazd gdzieś pomiędzy i nie brakuje obiektów, nad którymi będziesz mógł produktywnie pracować, bez względu na sprzęt, z którego korzystasz. Z tym podręcznikiem nauczysz się jak korzystać z lustrzanek cyfrowych, aby otrzymać przydatne naukowo pomiary i jak je przekazywać, aby były użyteczne do badań naukowych.

Gdzie zatem znajdują swoje miejsce amatorzy? Zawodowi astronomowie obszernie wykorzystują fotometrię, jednak ze względu na ograniczony czas obserwacji często są zależni od astronomów-amatorów, którzy wykonują pomiary interesujących ich obiektów. W rezultacie, twoje obserwacje zapewniają surowy materiał zasilający badania naukowe. Naukowcy mogą prowadzić nieskończone spekulacje na temat tego, dlaczego coś jakimś się wydaje lub jakoś się zachowuje, jednak ostatecznie te hipotezy muszą zostać przetestowane, aby skutecznie rozwinąć rozumienie naukowe. Gdy przekazujemy badaczom wiarygodne dane, mogą oni stworzyć prawidłowe modele opisujące funkcjonowanie Wszechświata i dzięki temu nasze rozumienie polepsza się i wzbogaca. Na przykład amatorzy przy użyciu łatwo dostępnych lustrzanek cyfrowych regularnie monitorowali jasność epsilon Aurigae, układu podwójnego słynącego ze swojej enigmatyczności, gdy przechodziła długo oczekiwane zaćmienie w latach 2009–2011 (zob. rys. 1.1). Dzięki pracy tych amatorów zawodowi astronomowie otrzymali ogrom użytecznych danych, które pozwoliły im na dokonanie nowych spostrzeżeń dotyczących tego fascynującego układu podwójnego.

1.3.2. Jak wykonywać fotometrię lustrzankową?

Zasadniczo fotometria lustrzankowa to łatwy proces: po odpowiednim skonfigurowaniu aparatu wykonujesz serię specjalnych zdjęć kalibracyjnych szumu, prądu ciemnego i płaskiego pola (ang. bias, darks i flats), które wykorzystane są do dalszej analizy. Następnie kierujesz aparat na niebo i wykonujesz serię długich (dłuższych niż dziesięciosekundowe) ekspozycji konkretnego obszaru nieba. Zdjęcia zostają przetworzone przy użyciu specjalistycznego oprogramowania w celu otrzymania instrumentalnych wielkości gwiazdowych (szacowane jasności zmierzone przez aparat). Instrumentalne wielkości gwiazdowe zostają następnie skalibrowane, aby zgadzały się z magnitudo znanych gwiazd o stałej jasności ze zdjęć; w stosunku do nich można zmierzyć gwiazdy zmienne. Po drodze należy wykonać kilka kroków, które wyjaśnione zostaną bardziej szczegółowo w dalszych rozdziałach.



Rysunek 1.2. Typowa lustrzanka cyfrowa na statywie fotograficznym.

1.4. Obserwacje wizualne, a lustrzankowe i CCD

Zanim wynaleziono przetworniki elektroniczne i sprzęt fotograficzny, astronomowie mogli oceniać jasność gwiazd jedynie z pomocą swoich oczu. Jest to stara technika, jednak nadal jest szeroko stosowana i użyteczna przy obserwacjach pewnych rodzajów gwiazd zmiennych, szczególnie tych

względnie jasnych i podlegających dużym zmianom jasności. Co więcej, oceny wizualne nie wymagają kosztownego, skomplikowanego sprzętu, co sprawia, że są bardzo oszczędną metodą obserwacji gwiazd zmiennych. Są one jednak podatne na błędy związane z czułością na kolory ludzkiego oka, wiekiem obserwatora, jego doświadczeniem w pomiarach wizualnych i możliwą stronniczością. W rezultacie często jest bardzo trudno wizualnie wykryć delikatne zmiany jasności i różni obserwatorzy często są niezgodni co do dokładnej jasności gwiazdy zmiennej, a ich szacunki mogą się różnić nawet o kilka dziesiątych magnitudo. *Podręcznik wizualnych obserwacji gwiazd zmiennych AAVSO* szczegółowo zajmuje się procesem wykonywania wizualnych obserwacji gwiazd zmiennych.

Z nadejściem tanich lustrzanek cyfrowych wysokiej jakości, angażujący się w naukę obywatelską przestali być ograniczeni do wizualnych ocen gwiazd zmiennych. Obserwacje lustrzankami cyfrowymi umożliwiają korektę pewnych efektów, jak na przykład koloru gwiazdy, co często zaburza prawidłowość ocen wizualnych jej jasności. Użytkownicy lustrzanek cyfrowych mogą wykryć wyjątkowo subtelne różnice w jasności i wiarygodnie porównać swoje pomiary z pomiarami innych elektronicznych obserwatorów – jednak tylko wówczas, gdy będą postępować zgodnie z pewnymi procedurami, szczególnie tymi nakreślonymi w niniejszym podręczniku.

Inną możliwością jest użycie kamery CCD oraz koła filtrowego (zawierającego kilka filtrów fotometrycznych) podłączonych do teleskopu. Na pewnym poziomie fotometria CCD jest podobna do lustrzankowej. Zawodowi astronomowie używają kamery CCD, gdyż oferują one potencjalnie lepszą jakość i wszechstronność wykorzystania obrazu, jednak dobre kamery CCD są zwykle znacznie droższe od lustrzanek cyfrowych, a ich obsługa jest trudniejsza do opanowania. W kwestii opłacalności ekonomicznej – lustrzanki cyfrowe są bardziej wartościowe od kamer CCD. AAVSO opublikowało kompleksowy przewodnik po fotometrii CCD oraz jej wykorzystaniu do obserwacji gwiazd zmiennych.

1.5. Czy jesteś gotowy? (warunki wstępne)

Zanim zaangażujesz się w fotometrię lustrzankową musisz nabyć doświadczenia ze swoim aparatem cyfrowym. Powinieneś:

- Wiedzieć, jak go obsługiwać. Przede wszystkim musisz potrafić ustawić format obrazu RAW (CR2, NEF itd.), wyłączyć wszystkie dodatkowe opcje przetwarzania obrazu, wyłączyć automatyczne nastawianie ostrości (autofokus), ręcznie ustawić ostrość, umieścić aparat na statywie, zamocować go w ognisku głównym lub na tubie teleskopu (piggy back).
- Posiadać przyzwoitą wiedzę komputerową oraz umieć zainstalować oprogramowanie.
- Wysoce zalecane, lecz nie wymagane: posiadać doświadczenie w wizualnych ocenach jasności gwiazd zmiennych.

Doświadczenie wizualne nauczy cię, jak identyfikować obszary nieba, jaki wpływ ma kolor na ocenę jasności (ważne, gdy będziemy omawiać filtry), zachowania krzywej blasku gwiazdy, jak wprowadzać dane i być może tego, co najważniejsze – cierpliwości! Obserwacje wizualne są również przyjemne i uzależniające, więc praktyka upewni cię, że lubisz obserwacje gwiazd zmiennych. W końcu dla większości z nas to hobby, prawda?

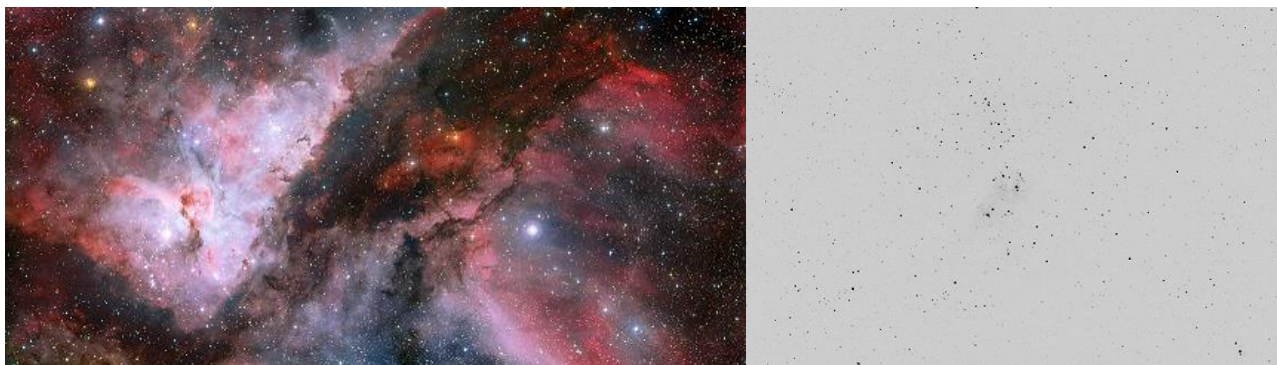
Pobierz kopię niezwykłego „*Podręcznika wizualnych obserwacji gwiazd zmiennych AAVSO*” i zapoznaj się z nim. Wybierz kilka dobrze znanych gwiazd zmiennych dostępnych dla lornetek i regularnie obserwuj je przez miesiąc czy dwa, porównując swoje oceny z ocenami innych obserwatorów.

Obserwacje lustrzankami cyfrowymi mają wiele wspólnego z obserwacjami wizualnymi. Każdy aspekt, w zakresie którego zdobędziesz wizualne doświadczenie, to jeden punkt mniej, który będziesz musiał opanować zanim zabierzesz się za swój główny cel, fotometrię lustrzankową.

1.6. Oczekiwania

Generalnie rzecz biorąc niniejszy podręcznik skupi się na aspektach obserwacji gwiazd zmiennych lustrzankami cyfrowymi. Skrótu DSLR używamy w tekście często, ale odnosimy się do ogólniej klasy aparatów odpowiednich do prowadzenia obserwacji fotometrycznych. W ostatnim czasie wiele aparatów kompaktowych zyskuje właściwości potrzebne do fotometrii astronomicznej. Dlatego ten tekst może stosować się również do twojego aparatu, nawet jeśli nie jest to lustrzanka cyfrowa.

W tym podręczniku koncentrujemy się na gwiazdach zmiennych, gdyż gwiazdy są obiektami najłatwiejszymi w pomiarze. Techniki, których się nauczysz, można zastosować do innych obiektów (jak tranzyty egzoplanet czy aktywne jądra galaktyczne), jednak mogą nie być dostępne bez znaczniejszej inwestycji. Poza paroma wyjątkami, nie zajmujemy się szczegółami działania lustrzanek cyfrowych ani tym, jak obsługiwać konkretne modele aparatów. Musisz być również świadomy tego, że techniki stosowane w fotometrii z użyciem lustrzanek cyfrowych są podobne, lecz nie identyczne z technikami astrofotograficznymi. W szczególności nieostrość w fotometrii lustrzankowej zaowocuje rozmazanymi obrazami, które nie zachęcają do oglądania, ale są wartościowe naukowo.



Nie to...

To!

Rysunek 1.3. To, czego powinieś i nie powinieś spodziewać się po fotometrii lustrzankowej. **Z lewej:** spektakularne zdjęcie centralnego obszaru mgławicy eta Carinae (2,2-metrowy teleskop ESO w Obserwatorium La Silla w Chile).

Z prawej: obraz tego samego obszaru w szerszym polu widzenia, ekspozycja 20 s, refraktor 80mm f6 i lustrzanka cyfrowa Canon 600D, obraz kanału zielonego. (Mark Blackford)

Celem tego podręcznika jest demistyfikacja procesu wykonywania fotometrii na poziomie naukowym z pomocą lustrzanek cyfrowych. Wielu miłośników astronomii czuje niepotrzebne onieśmienie wobec rzekomo skomplikowanej fotometrii, a z pomocą lustrzanek cyfrowych można rozpocząć zbieranie przydatnych danych niemal natychmiast. Prawdą jest, że otrzymanie dobrych danych fotometrycznych wymaga uważnej analizy oraz zadbania o szczegóły, jednak fotometria to dziedzina łatwo dostępna astronomom amatorom, którzy nie posiadają przygotowania technicznego. Entuzjazm, cierpliwość i dobra technika, w przeciwieństwie do rozwiniętych matematycznych czy naukowych zdolności, to wszystko, czego potrzeba.

„Czuję, że jest moim obowiązkiem ostrzeżenie innych... żeby podchodzili do obserwacji gwiazd zmiennych z największą ostrożnością. Łatwo się uzależnić, i jak to zwykle bywa, im dłużej sobie pobłażamy, tym trudniejsze jest oderwanie się i powrót do normalnego życia.” Leslie C Peltier (1900–1980).

Źródła:

Podręcznik wizualnych obserwacji gwiazd zmiennych AAVSO: <http://www.aavso.org/visual-observing-manual>

Przewodnik po fotometrii CCD AAVSO: <http://www.aavso.org/ccd-photometry-guide>

Rozdział 2. Przegląd sprzętu

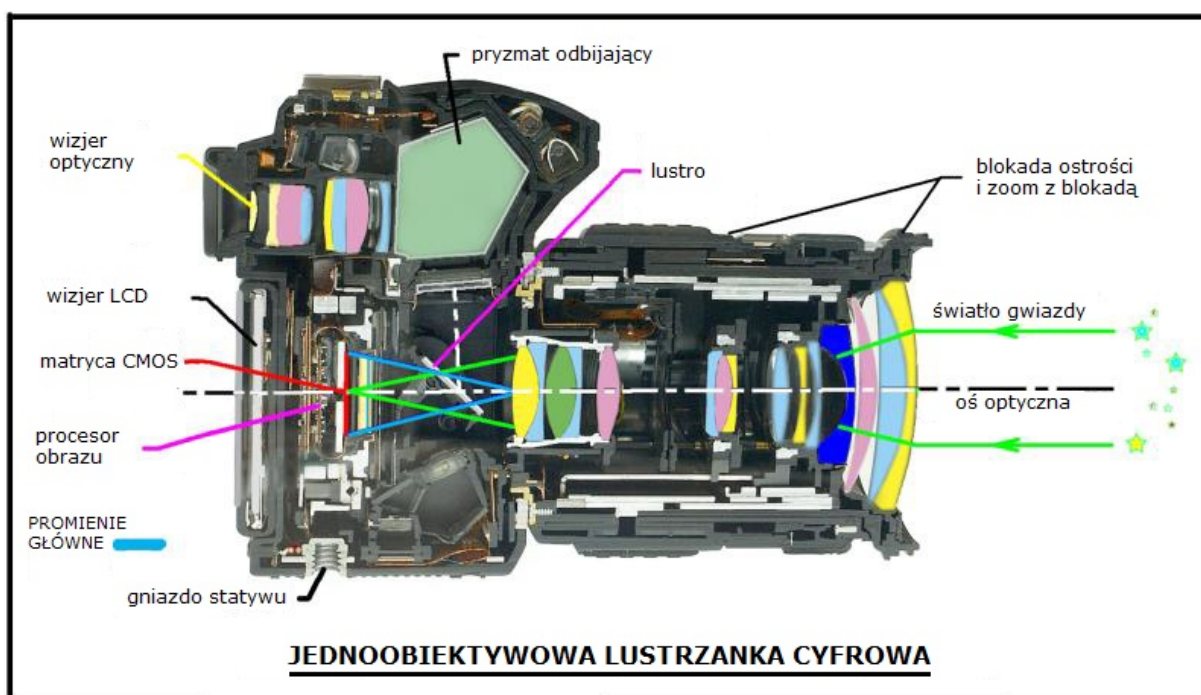
Lustrzanki cyfrowe zapewniają oszczędny sposób zaangażowania się w fotometrię cyfrową. W kwestii sprzętu zasadniczo wymagane są trzy rzeczy: obiektyw lub teleskop do zbierania i wyostrażania światła gwiazdy, aparat umożliwiający otrzymywanie obrazów w nieprzetworzonym formacie oraz montaż stabilizujący aparat cyfrowy podczas długich czasów naświetlania. Mogą to być urządzenia tak proste jak aparat kompaktowy umieszczony na słupie płotu, lub tak wyszukane jak profesjonalny aparat umieszczony w ognisku głównym teleskopu. Zanim omówimy jak prowadzić obserwacje i redukować dane, spróbujmy zrozumieć, jaki dokładnie sprzęt jest potrzebny do fotometrii lustrzankowej. Każde z trzech komponentów omówimy szczegółowo. Najpierw jednak opiszemy pewne fizyczne aspekty tych aparatów, abyś mógł lepiej zrozumieć, co dzieje się, gdy zmieniamy ich ustawienia.

2.1. Czym jest DSLR?

„Lustrzanka cyfrowa (zwana również digital SLR lub DSLR) to aparat cyfrowy łączący optykę i mechanizmy lustrzanki jednoobiektywowej z cyfrową matrycą światłoczułą zamiast filmu fotograficznego. Konstrukcja lustrzanki stanowi główną różnicę pomiędzy DSLR, a innymi aparatami cyfrowymi. W lustrzance światło przedostaje się przez obiektyw do lustra, które podnosi się, aby wysłać obraz do wizjera lub matrycy światłoczułej. Alternatywnie wizjer może posiadać swój własny obiektyw, stąd nazwa „jednoobiektywowa”. Używając tylko jeden obiektyw, wizjer prezentuje obraz, który nie będzie się w sposób zauważalny różnił od tego, co zostało zarejestrowane przez matrycę aparatu.” (Wikipedia)

Najnowsze cyfrowe aparaty kompaktowe posiadają właściwości wymagane dla fotometrii astronomicznej. Dlatego ten podręcznik może stosować się również do twojego aparatu, nawet jeśli nie jest to lustrzanka cyfrowa.

Jak widać na rysunku, lustrzanka cyfrowa składa się z zespołu elementów optycznych i elektronicznych potrzebnych do zarejestrowania obrazu. Wiele nowoczesnych lustrzanek cyfrowych posiada również mnóstwo ustawień i możliwości obróbki zdjęć w aparacie, lecz większość z nich jest nieużyteczna lub nawet szkodliwa dla fotometrii astronomicznej.



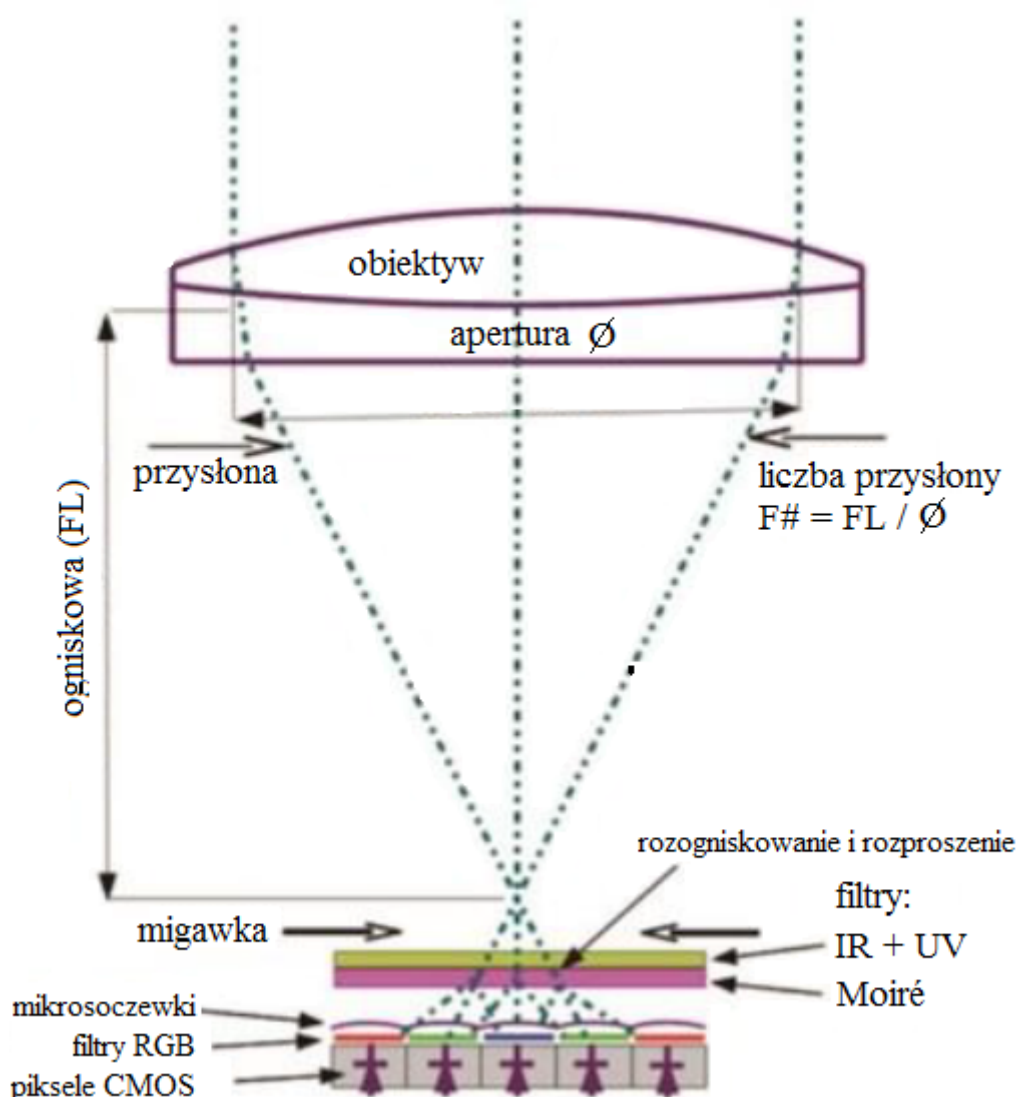
Rysunek 2.1. Przekrój lustrzanki cyfrowej pokazujący jego komponenty.

Wszystkie lustrzanki cyfrowe dostępne dziś na rynku posiadają sensory CMOS (ang. Complementary Metal Oxide Semiconductor), więc skoncentrujemy się na tym rodzaju urządzenia. Omówienie technologii matrycy CCD znajdziesz w „Przewodniku po fotometrii CCD AAVSO”. Aparaty z matrycami Foveon (posiadającymi trzy odpowiednie dla każdego koloru warstwy pikseli zamiast pojedynczej warstwy pikseli we wszystkich kolorach) są rzadkością. Jeśli chcesz wiedzieć o nich więcej, zadaj pytanie na forum fotometrii lustrzankowej AAVSO.

2.1.1. Droga optyczna

Aparat składa się z obiektywu przymocowanego do przedniej części korpusu, migawki, kilku dużych filtrów, sieci mikrosoczewek, dodatkowych filtrów i detektora. Najbardziej interesujące nas elementy optyczne pokazane są schematycznie na rysunku 2.2. Pierwszym elementem optycznym jest obiektyw. Jej głównym zadaniem jest rzutowanie i ogniskowanie obrazu na matrycy. Za obiektywem znajduje się przysłona. Determinuje ona całkowitą aperturę obiektywu, czyli powierzchnię zbierającą światło. Te elementy zazwyczaj są zawarte w samym obiektywie.

Pierwszym elementem w korpusie aparatu jest zwykle migawka. Jej zadaniem jest kontrolowanie ilości światła wchodzącego do aparatu.



Rysunek 2.2. Schemat optyczny typowej lustrzanki cyfrowej z matrycą CMOS oraz maską Bayera. (Roger Pieri)

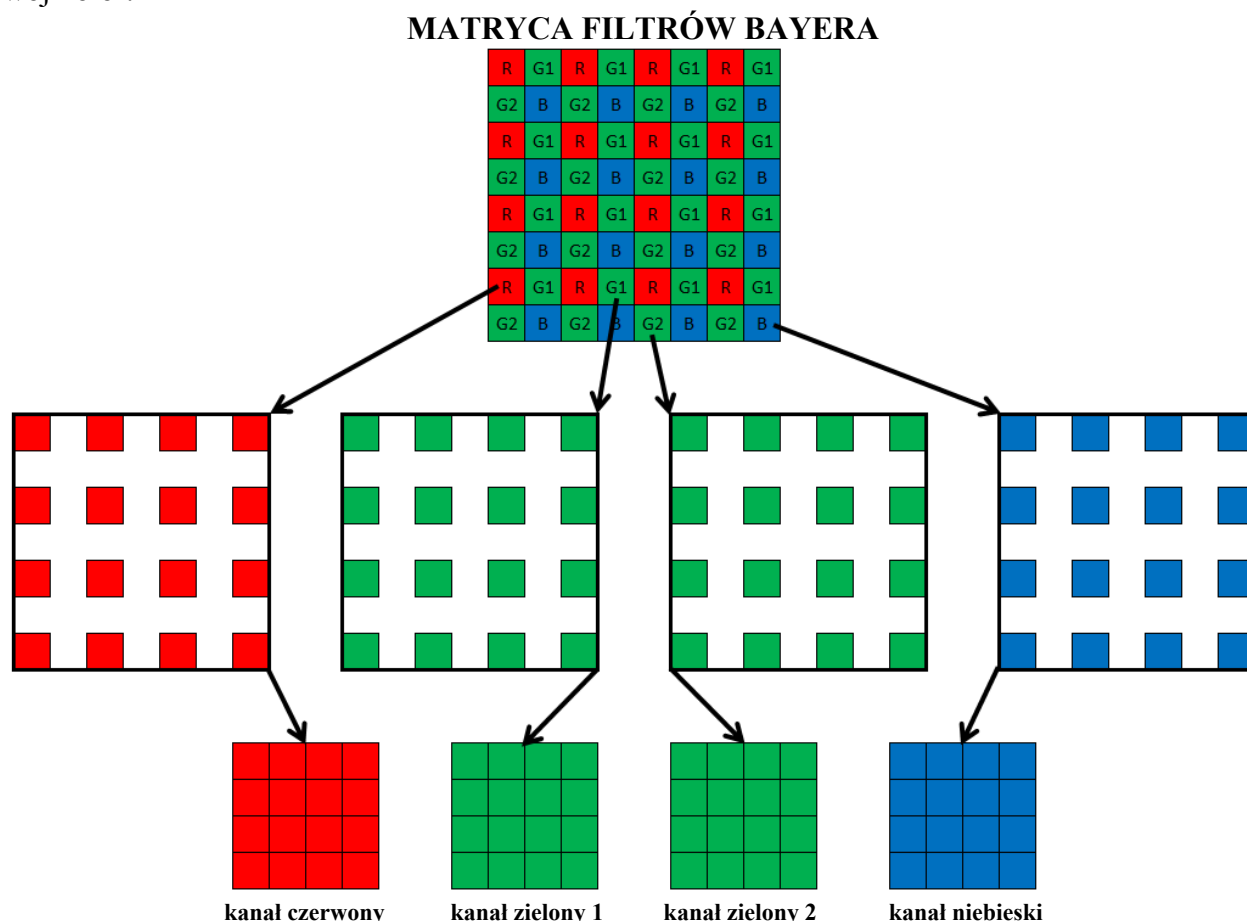
Za migawką znajduje się grupa filtrów mających kilka zadań, w tym:

- filtr podczerwieni redukujący czułość na głęboką czerwień i podczerwień,
- filtr (dielektryczny) odcinający światło podczerwone o falach dłuższych niż 700 nm,
- filtr (dielektryczny) odcinający światło ultrafioletowe o falach krótszych niż 400 nm,
- filtr dolnoprzepustowy, rozpraszający światło w taki sposób, aby zredukować prążki Moiré spowodowane strukturą maski Bayera (delikatnie redukuje rozdzielczość oraz problem z podpróbkowaniem / ang. undersampling w fotometrii).

Za tymi filtrami i bezpośrednio przed matrycą sieć mikrosoczewek (przymocowana do detektora) skupia światło padające na każdy piksel na jego najbardziej czułą część, podnosząc współczynnik wypełnienia piksela nawet do 100%.

2.1.2. Matryce CMOS

Matryce CMOS w lustrzankach posiadają matrycę filtrów, zwykle zwaną maską Bayera (zob. rys. 2.3), z pikselami w kolorach czerwonym, zielonym i niebieskim (RGB – ang. red, green, blue). Zwykle są dwa zestawy zielonych pikseli. Filtry RGB tworzone są poprzez nakładanie różnych pigmentów bezpośrednio na zewnętrzną powierzchnię każdego piksela matrycy CMOS i nie mogą zostać wyczyszczone ani usunięte. Każdy piksel jest w związku z tym czuły tylko na swój kolor.

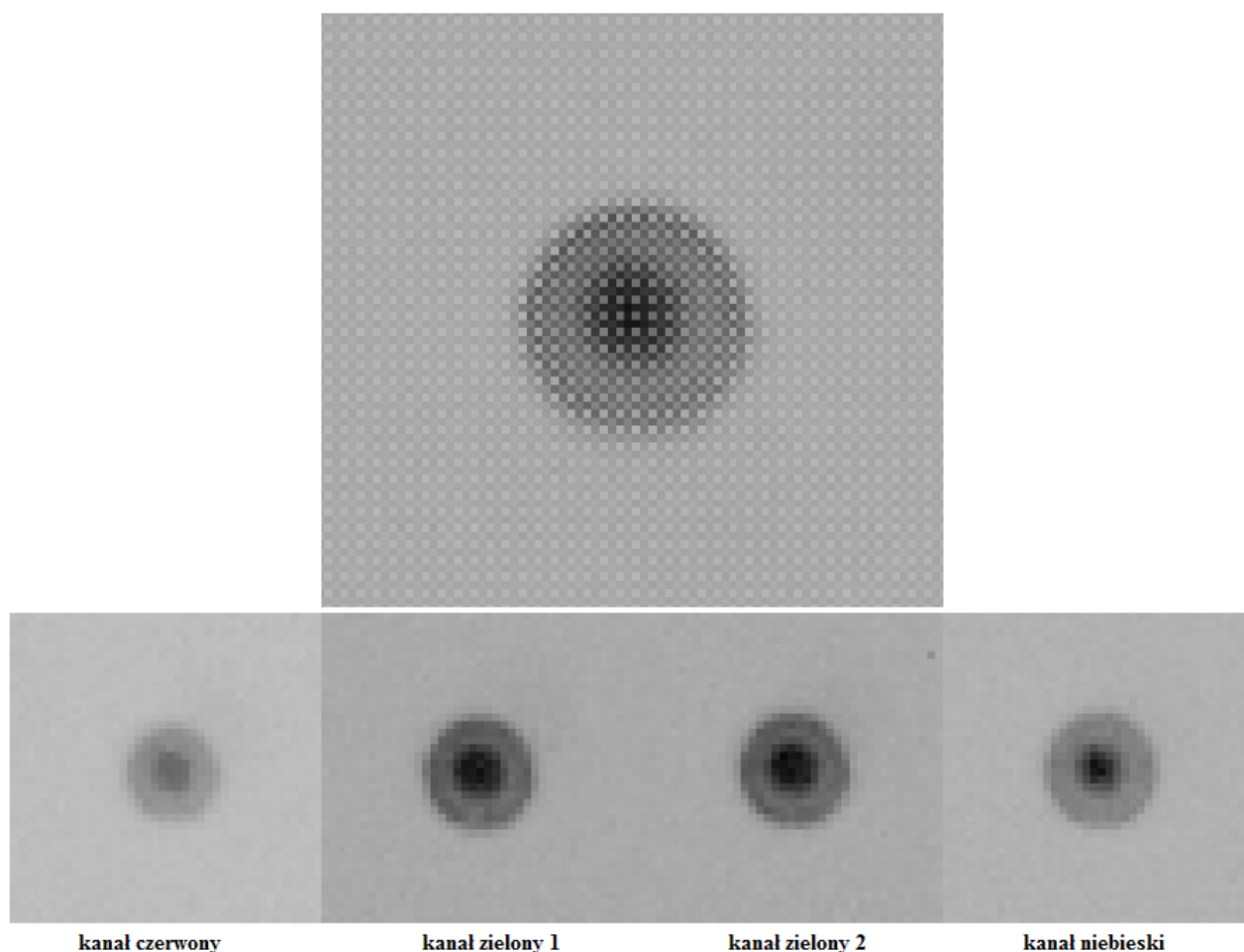


Rysunek 2.3. Góra: Schemat prezentujący typowy układ kolorowych filtrów na masce Bayera. **Środek:** Każdy kanał koloru może zostać wyodrębniony przy użyciu odpowiedniego oprogramowania; zwróć uwagę na luki pomiędzy pikselami. **Dół:** Każdy kanał zwykle jest wyświetlany w rozmiarach o połowę mniejszych niż rozmiary oryginalnego obrazu RAW; wyjątkiem jest AIP4Win, gdzie brakujące piksele są wypełniane przy użyciu algorytmów interpolacyjnych. (Mark Blackford)

Kolejność kolorów może różnić się pomiędzy producentami aparatów cyfrowych, więc ważne jest zorientowanie się, który kanał w twojej lustrzance cyfrowej odpowiada za kolor czerwony, który za niebieski, a który za zielony.

Tradycyjnie w fotometrii lustrzankowej wykorzystuje się jedynie kanały zielone, aby wyznaczyć jasności w filtrze Johnson V. Jednak związane to jest z ignorowaniem informacji zawartych w kanałach czerwonym i niebieskim, które w wielu sytuacjach mogą zostać użyte do precyzyjnego pomiaru jasności gwiazd odpowiednio w filtrach Johnson B i Cousins R. Zajmiemy się tym tematem bardziej szczegółowo w późniejszych rozdziałach.

Warto zauważyć, że obrazy RAW z lustrzanek cyfrowych są w skali odcieni szarości, a nie kolorowe. Najwyżej położony obraz na rysunku 2.4 to powiększony fragment obrazu RAW nieostrej gwiazdy, prezentujący indywidualne piksele i schemat intensywności w układzie szachownicy wynikający z matrycy filtrów Bayera. Niżej znajdują się obrazy osobnych kanałów kolorów, wyodrębnione z obrazu RAW.

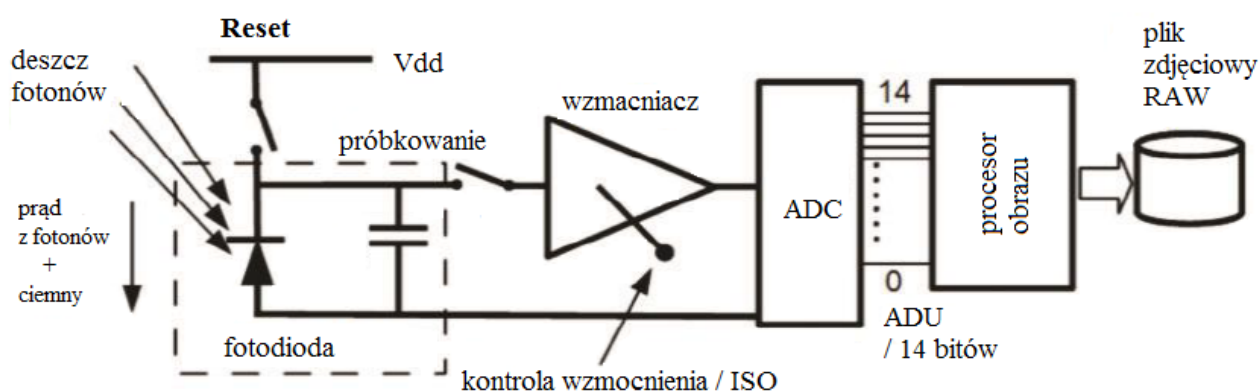


Rysunek 2.4. Góra: powiększony obraz nieostrej gwiazdy na obrazie RAW z lustrzanki cyfrowej, pokazujący monochromatyczny schemat szachownicy wynikający z matrycy filtrów Bayera. **Dół:** indywidualne kanały kolorów wyodrębnione z obrazu RAW. (Mark Blackford)

Wzrost napięcia spowodowany pojedynczym zdarzeniem fotoelektrycznym jest mały; dlatego skumulowane napięcie na kondensatorze również jest niewielkie. W celu odczytania sygnału, jest on najpierw przepuszczany przez wzmacniacz, po czym zostaje przetworzony przez przetwornik analogowo–cyfrowy (ADC – ang. analog-to-digital converter). Ustawienie wzmacniacza decyduje

o „ISO” (stopień czułości matrycy), które łączy sygnał z ustaloną skalą na przetworniku. Wynik otrzymany z ADC, czyli jednostki analogowo–cyfrowe ADU (ang. analog to digital units), jest proporcjonalny do ilości elektronów zebranych przez fotodiode każdego piksela. Wartości ADU zostają zapamiętane jako plik w formacie RAW i stanowią fundamentalne dane używane w fotometrii lustrzankowej. Kwestię tę omówimy bardziej szczegółowo w sekcji 2.4.

Schematyczna reprezentacja elektroniki matrycy CMOS została pokazana na rysunku 2.5. Sama matryca zrobiona jest z krzemu, do którego przymocowany jest elektryczny obwód CMOS. Element czuły na fotony w każdym pikselu to fotodiode (lub bramka MOS). Urządzenia te działają w następstwie efektu fotoelektrycznego, w którym foton docierający do detektora generuje parę dziur elektronowych. Dzięki konstrukcji fotodiody elektron szybko jest odsuwany od podłoża i wpychany na pobliski kondensator. Na początku ekspozycji kondensator zostaje zresetowany, a jego napięcie szczytane. Podczas ekspozycji każdy przybywający foton powoduje delikatny spadek napięcia kondensatora. Pod koniec ekspozycji napięcie na kondensatorze zostaje szczytane po raz drugi.



Rysunek 2.5. Schematyczna reprezentacja elementów matrycy CMOS. (Roger Pieri)

Najczęstszym rozmiarem matrycy lustrzanki jest APS–C o wymiarach 14,9×22,4mm, ale istnieją również inne formaty w aparatach, które mogą być użyte w fotometrii: system 4/3 (13×17,3), format 1” w niektórych hybrydach (8,8×13,2), format 1/1,7” używany w „specjalistycznych” DSC / Digital–Still–Camera (5,7×7,6). Istnieje również format „pełnoklatkowy” (24×36), lecz jest niezbyt powszechny, relatywnie drogi i podatny na większe problemy z winietowaniem.

2.1.3. Właściwości lustrzanek cyfrowych, których należy unikać przy fotometrii

Nowoczesne lustrzanki cyfrowe posiadają ogrom dodatkowych funkcji, z których większość jest nieprzydatna, a nawet może być szkodliwa dla pomiarów fotometrycznych. Przede wszystkim obrazy JPEG nigdy nie powinny być wykorzystywane w fotometrii astronomicznej. Aby stworzyć obraz JPEG, surowe wartości ADU z matrycy zostają przetworzone, aby zmienić obraz w nieliniową przestrzeń kolorów sRGB (co jest absolutnie nefotometryczne), a następnie zostają skompresowane do pliku JPEG. Nieliniowość i kompresja prowadzą do znaczącej degradacji dokładności danych (od ~14000 poziomów jasności do maksymalnie 256 poziomów), co uniemożliwia dokładny pomiar strumienia.

Niektóre aparaty cyfrowe posiadają funkcję odsumowania lub poprawy obrazu, która modyfikuje bazowe dane, co również może doprowadzić do zniszczenia danych fotometrycznych. Funkcje pomiaru oświetlenia oraz autofocus są właściwie bezużyteczne w fotometrii gwiazd. Funkcja powiększająca „live view” (5×, 10×, itd.) jest użyteczna do wyostrenia / rozogniskowania jasnej gwiazdy, ale wizjer (z nasadką kątową) często jest bardziej przydatny do ustawienia interesującego nas obszaru nieba.

2.2. Obiektywy i teleskopy

Pierwszym krokiem w fotometrii lustrzankowej jest wpuszczenie światła do aparatu cyfrowego. Światło gwiazdy musi zostać skupione na matrycy przez obiektyw zamocowany bezpośrednio na aparacie lub przez przymocowanie aparatu do teleskopu. Typowy zestaw obiektywów do lustrzanek cyfrowych jest pokazany na rysunku 2.6.



Rysunek 2.6. Różne obiektywy do lustrzanek cyfrowych.(Paul Valleli)

Obiektyw jest pierwszym elementem łańcucha fotometrycznego. Może on być opisany przez dwie właściwości: aperturę i ogniskową. Powierzchnia apertury decyduje o tym, ile fotonów wejdzie do układu optycznego w danym przedziale czasowym. Większe apertury (mniejsze numery przy literze „f”) zbierają więcej światła i pozwalają na dostrzeżenie słabszych obiektów. Ogniskowa determinuje powiększenie obrazu. W połączeniu z rozmiarem matrycy determinuje pole widzenia (FOV/ang. field of view, kątowy obszar nieba rejestrowany przez aparat cyfrowy) instrumentu.

FOV musi być odpowiednio duże, aby zawierać spory zestaw gwiazd do porównania z gwiazdą docelową. Krótka ogniskowa obiektywu zapewnia szerokie pole widzenia, jest więc odpowiednia do pomiaru jasnych gwiazd zmiennych (jasne gwiazdy porównania są zwykle bardziej od siebie oddalone niż te słabsze), oraz do uchwycenia jednocześnie wielu gwiazd dla hurtowej analizy. Im dłuższa ogniskowa obiektywu, tym bardziej jesteśmy „przybliżeni”, czyli widzimy mniejszy wycinek nieba, ale w większym szczególe. Dlatego do pomiaru słabszych gwiazd potrzebna będzie dłuższa ogniskowa lub teleskop. Dla danej liczby przysłony (liczba przysłony F# jest ustawieniem, które określa powierzchnię apertury) poziom tła nieba jest taki sam dla wszystkich ogniskowych, ale powierzchnia apertury i wynikająca z niej liczba fotonów docierających do detektora jest proporcjonalna do kwadratu tej ogniskowej. Dlatego silny zoom zwiększa możliwość zmierzenia słabszych gwiazd, ponieważ SNR (ang. signal-to-noise ratio, stosunek sygnału do szumu) na tle zebranego z nieba szumu (więcej o tym w rozdziale 4), znacznie się poprawia.

Jakiego obiektywu powinieneś użyć? Możesz o tym zdecydować na dwa sposoby. Pierwszy to użycie obiektywu, który już posiadasz i wybranie gwiazd, które odpowiadają twojej lustrzance/obiektywowi. Mnóstwo gwiazd potrzebuje naszej uwagi, więc niemal każde połączenie obiektywu z aparatem może zostać wykorzystane w dobrym celu. Drugie podejście to wybranie gwiazdy bądź projektu i nabycie zestawu obiektyw + aparat, który dobrze pasuje do potrzeb wybranego zadania. W obu przypadkach wybór sprzętu będzie znalezieniem równowagi pomiędzy kilkoma parametrami obiektywu. Są wśród nich pole widzenia, wielkość apertury, ogniskowa, graniczna wielkość gwiazdowa, maksymalna długość czasu naświetlania.

Prawie wszystkie projekty z lustrzankami cyfrowymi dotyczące gwiazd zmiennych wykorzystują „fotometrię różnicową”, w której jasność docelowej gwiazdy zmiennej jest porównywana z jasnością pobliskiej gwiazdy o znanej, stałej jasności – „gwiazdy porównania”. Aby sposób ten działał, zarówno gwiazda docelowa jak i porównania muszą znaleźć się w polu widzenia zdjęcia, a gwiazda porównania powinna być z grubsza tak samo jasna jak docelowa. Jeśli obiektem jest jasna gwiazda (na przykład taka widoczna gołym okiem), wówczas najprawdopodobniej będziesz potrzebował kilkustopniowego pola widzenia (lub jeszcze szerszego – być może 10 do 30 stopni), aby uchwycić zbliżonej jasności gwiazdę porównania na tym samym zdjęciu co twój obiekt. Szerokie pole widzenia implikuje krótką ogniskową, co z kolei odpowiada standardowym obiektywom dołączanym do większości lustrzanek cyfrowych.

Jeśli twój obiekt jest słaby, wówczas powinieneś połączyć dwa podejścia, aby otrzymać obraz wysokiej jakości. Możesz zastosować długi czas naświetlania albo użyć obiektywu o dużej aperturze. Podwojenie czasu naświetlania podwaja ilość zebranych fotonów (pozostawiając wszystko inne niezmiennym), jednak to podejście może się okazać trudne w przypadku obiektów słabszych. Może udać ci się uchwycić obraz gwiazdy o przyzwoitym SNR widocznej gołym okiem (powiedzmy 5 mag) przy 10-sekundowej ekspozycji i przy użyciu standardowego obiektywu 50 mm f1,4. Jednak przy tym samym SNR gwiazda o jasności 10 mag (która dostarcza zaledwie jedną setną ilości fotonów na sekundę w porównaniu do poprzedniej gwiazdy) wymagałaby 1000-sekundowej ekspozycji (prawie 17 minut) co oznacza, że musiałbyś przez cały ten czas precyzyjnie śledzić ruch obrotowy nieba, a to wiąże się z wieloma innymi trudnościami.

Standardowy obiektyw 50 mm f1,4 posiada średnicę apertury zbierającej światło około 35 mm – to niewiele! Łącząc aparat cyfrowy z teleskopem możesz otrzymać o wiele większą aperturę. Na przykład skromny 6-calowy teleskop zapewni aperturę 18 razy większą od standardowego obiektywu 50 mm f1,4, znacznie poszerzając graniczną wielkość gwiazdową. Oczywiście teleskop prawdopodobnie ma dosyć długą ogniskową (powiedzmy 30 czy 60 cali), co wiąże się z dosyć wąskim polem widzenia. Oznacza to, że małe jest prawdopodobieństwo uchwycenia jasnej gwiazdy w polu widzenia (choć jest duża szansa, że uchwycisz kilka słabych gwiazd porównania – powiedzmy 10 magnitudo, które potrzebne są dla obiektu o jasności w okolicach 10 magnitudo). Wąskie pole widzenia wymaga dobrego prowadzenia montażu.

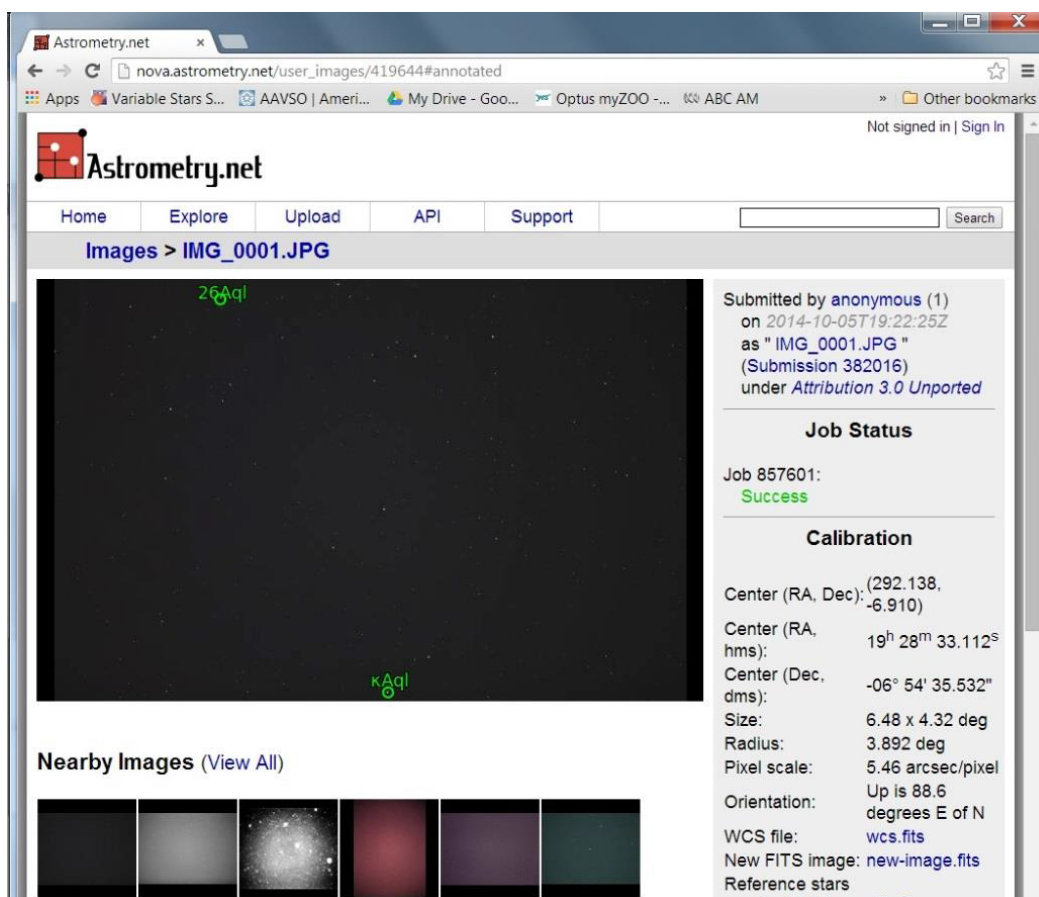
Znajdzie się zatem zadanie dla każdego – od standardowych obiektywów (dla jasnych gwiazd), przez teleobiektywy (dla słabszych obiektów z odpowiednimi gwiazdami porównania w zasięgu kilku stopni), po teleskopy (słabe gwiazdy z jedną lub dwiema gwiazdami porównania w małym polu widzenia).

Znając ogniskową obiektywu oraz wielkość matrycy w aparacie cyfrowym (sprawdź instrukcję obsługi aparatu), możesz wyliczyć pole widzenia z tabeli 2.1 lub równania 2.1. To równanie jest przybliżeniem odpowiednim dla matryc wielkości APS-C używanych z obiektywami o ogniskowych 50 mm lub większych.

$$\text{Pole widzenia (stopnie)} = 57 \times \text{wielkość matrycy (mm)} / \text{ogniskowa (mm)} \quad [\text{równanie 2.1}]$$

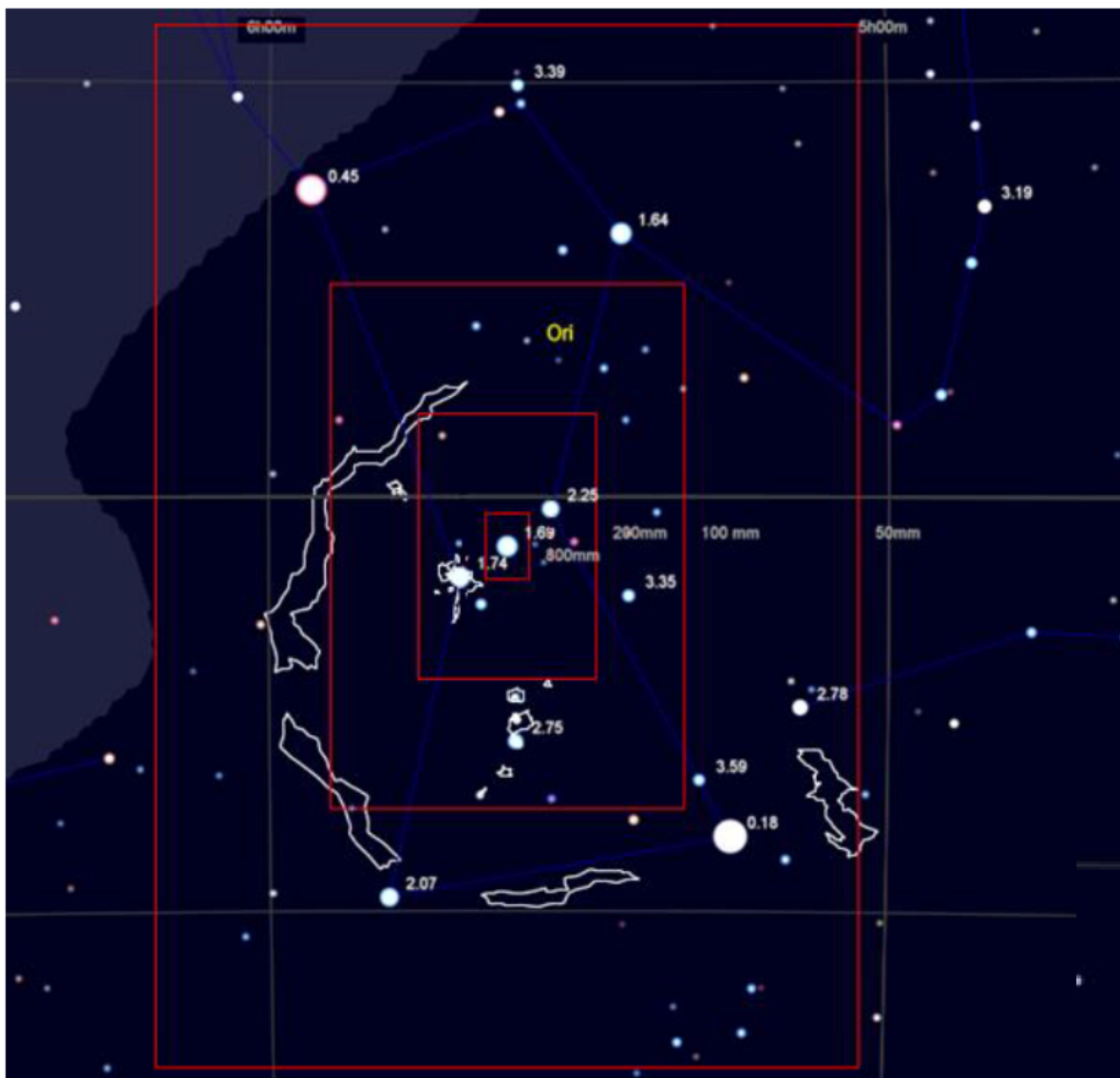
Wygodnym sposobem bezpośredniego obliczenia pola widzenia na zdjęciu obszaru pełnego gwiazd jest skorzystanie ze strony Astrometry.net, aby przeprowadzić „ślepą” identyfikację obrazu (ang. blind plate solve), tzn. identyfikację gwiazd na zdjęciu i wyznaczenie FOV, bez potrzeby dostarczania żadnych informacji poza samym zdjęciem, np. bez podawania RA/DEC, skali zdjęcia itp. Aktualnie format zdjęć RAW dla lustrzanek nie jest tam wykorzystywany, więc najpierw będziesz musiał konwertować format obrazu na JPEG, GIF, PNG lub FITS.

Na stronie <http://nova.astrometry.net/upload> kliknij na „Choose file”, następnie znajdź i wybierz przetworzone zdjęcie. Kliknij na przycisk „Upload” (może to zająć chwilę w zależności od rozmiaru pliku oraz szybkości łącza internetowego). Po kilku sekundach strona zamieni się na stronę statusów. Proces rozpoznania obrazu może zająć od kilku sekund do kilku minut. Kliknij na odnośnik „Go to results page”, aby zobaczyć wyniki procesu (rysunek 2.7). Z prawej strony wymienione są współrzędne środka zdjęcia, rozmiar pola widzenia, skala pikseli i orientacja obrazu.



Rysunek 2.7. Wyniki rozpoznania obrazu na stronie Astrometry.net obejmujące współrzędne środka zdjęcia oraz pole widzenia wyliczone ze zdjęcia nieba przy pomocy procedury „ślepej” identyfikacji obrazu. (Mark Blackford)

Rysunek 2.8 obejmuje znaną konstelację Oriona i pokazuje jak obszar nieba uchwycony przez lustrzanke cyfrową zależy od ogniskowej zastosowanego obiektywu.



Rysunek 2.8. Pole widzenia systemu wyposażonego w matrycę APS-C przy różnych ogniskowych. (Roger Pieri)

Tabela 2.2 pokazuje powierzchnię apertury przy liczbie przysłony f4 dla ogniskowych i rodzajów matryc w tabeli 2.1. Łatwo można dostrzec ogromną różnicę w ilości zbieranych fotonów jako funkcji pola widzenia i wielkości matrycy. W każdej z tych konfiguracji liczba przysłony determinuje więc możliwość dostępu i pomiaru sporego zakresu wielkości gwiazdowych.

Tabela 2.1. Przykład ogniskowej potrzebnej do uchwycenia danego pola widzenia (FOV) dla typowych wielkości matryc. Niebieskie komórki: bardzo drogie obiektywy, lepiej użyć teleskopu podłączonego do korpusu aparatu cyfrowego. (Roger Pieri)

Wszystkie wymiary w mm	APS-C 14 × 22,3	System 4/3 13 × 17,3	System 1” 8,8 × 13,2	1 / 1,7” 5,7 × 7,6	1 / 2,3” 4,6 × 6,1	Pełna klatka 24 × 36
FOV w stopniach	Szer/Wys=1,5 Ogniskowa	Szer/Wys=1,33 Ogniskowa	Szer/Wys=1,5 Ogniskowa	Szer/Wys=1,33 Ogniskowa	Szer/Wys=1,33 Ogniskowa	Szer/Wys=1,5 Ogniskowa
64	18	14	11	6	5	29
48	25	19	15	9	7	40
32	39	30	23	13	11	63
24	52	41	31	188	14	85
16	79	62	47	27	22	128
8	159	124	94	54	44	257
4	319	248	189	---	---	515
2	639	496	378	---	---	1031

Tabela 2.2. Powierzchnia apertury przy f4 dla ogniskowych i rodzajów matryc pokazanych w tabeli 2.1. (Roger Pieri)

Wszystkie wymiary w mm	APS-C 14,9 × 22,3	System 4/3 13 × 17,3	Format 1” 8,8 × 13,2	1 / 1,7” 5,7 × 7,6	1 / 2,3” 4,6 × 6,1	Pełna klatka 24 × 36
FOV w stopniach	Szer/Wys=1,5 Apertura mm ²	Szer/Wys=1,33 Apertura mm ²	Szer/Wys=1,5 Apertura mm ²	Szer/Wys=1,33 Apertura mm ²	Szer/Wys=1,33 Apertura mm ²	Szer/Wys=1,5 Apertura mm ²
64	16	9	5	2	1	41
48	31	19	11	4	2	80
32	74	45	26	9	6	193
24	135	81	47	16	10	352
16	309	186	108	36	23	805
8	1248	751	437	145	93	3253
4	5004	3012	1753	---	---	13042
2	20030	12055	7018	---	---	52200

Niebieskie komórki: jak w tabeli 2.1.

Obiektyw musi mieć możliwość ręcznego ustawiania ostrości. Autofokus nie może być włączony podczas zbierania światła gwiazd. W astrofotografii estetycznej gwiazdy są wyostrome, jednak dla fotometrii lustrzankowej konieczne jest rozogniskowanie, aby rozłożyć światło na większym obszarze matrycy w celu zapewnienia wystarczającego próbkowania w każdym kanale koloru. Niech nie kusi cię wyostromienie zdjęcia, żeby uchwycić bardzo słabe obiekty, ponieważ wprowadzi to artefakty omawiane w sekcji 5.5.

Jedynym wyjątkiem jest sytuacja, gdy naświetlamy zdjęcie przez teleskop z ogniskową na tyle długą, aby pokazać ostre zdjęcia gwiazd o szerokości połówkowej (FWHM) 8 pikseli lub więcej.

Jasne obiekty mogą zostać bardziej rozogniskowane, aby pozwolić na dłuższy czas naświetlania, który w innym razie doprowadziłby do nasycenia pikseli.

Wiele lustrzanek cyfrowych jest wyposażonych w standardowe (tzw. „kit”-owe) obiektywy z zoomem, jak na przykład obiektyw 18–55 mm f5 na rysunku 2.6. Takie rodzaje obiektywów są względnie wolne (czyli mają duże liczby przysłony F#) i są kiepskiej jakości optycznej przy największych aperturach. Mogą działać właściwie, gdy zostanie przymknięta przysłona, ale generalnie nie poleca się ich do fotometrii.

Obiektywy z zoomem wysokiej jakości (i w związku z tym dosyć drogie) są odpowiednie do fotometrii lustrzankowej. Jednak należy upewnić się, że nie zmieni on ostrości i zoomu, co może mieć miejsce gdy jest skierowany w niebo. Jeśli zoom obiektywu zmieni ogniskową w trakcie sesji, ostrość się przesunie i może dojść do nasycenia lub zlania się pobliskich gwiazd, a wówczas astrometria i stertowanie zdjęć mogą być trudniejsze. Zmiana może być spowodowana efektem środowiskowym jak skok temperatury czy fizycznym jak ciężar samego obiektywu w trakcie przesuwania się ku górze. W takiej sytuacji użyć można taśmy przylepnej do blokady zoomu.

Stałe ogniskowe są zalecane dla fotometrii lustrzankowej, ponieważ mają lepszej jakości optykę oraz szybszą liczbę przysłony F# niż obiektywy z zoomem o porównywalnych ogniskowych w podobnej cenie.

2.3. Statywy i montaż

Aby uzyskać obrazy dobrej jakości, aparat musi być umocowany na montażu. Aparat trzymany w ręce nie zapewni stabilności wystarczającej do zrobienia zdjęć z wysokiej jakości danymi fotometrycznymi. Istnieje kilka sposobów unieruchomienia aparatu, a najprostszym i najtańszym z nich jest statyw. Można również zawiesić aparat z obiektywem na montażu paralaktycznym (czyli takim, który śledzi ruch nieba) lub przymocować go do teleskopu na takim montażu („piggy back”). W ostatnim przypadku zyskujemy to, że aparat będzie mógł być skierowany dokładnie na ten sam obszar podążając za ruchem dziennym nieba. Można również zamocować aparat cyfrowy w ognisku głównym teleskopu zmieniając sam teleskop w obiektyw aparatu. To, z którego sposobu skorzystasz jest kwestią preferencji i posiadanego sprzętu. Każdy z tych sposobów umożliwia zdobycie danych dobrej jakości, a twój wybór determinuje, jakie obiekty będziesz obserwował i jak to będziesz robił.

Poniżej opisujemy najpopularniejsze rodzaje montażu.

2.3.1. Statyw i inne nieruchome montaje

Statyw składa się ze standardowego gwintu, do którego przymocowane mogą być aparaty lub inne instrumenty optyczne. Twój aparat na spodzie ma prawdopodobnie otwór gwintowy, do którego może zostać wkręcona śruba ze statywu. Pozwala to utrzymać aparat w bezruchu, wycelowany dokładnie w to samo miejsce na niebie, bez poddawania się ruchowi (jak delikatne ruchy twoich

rąk). Ograniczeniem jest jednak to, że gwiazdy poruszają się po niebie, co wynika z ruchu obrotowego Ziemi. Metoda ta jest dopuszczalna, ale ogranicza czasy naświetlania, których mógłbyś użyć tak, aby obrazy gwiazd nie rozciągnęły się poza granicę, powyżej której nie działa oprogramowanie fotometryczne.

2.3.2. Montaż paralaktyczny

Montaż paralaktyczny wykorzystuje osie wyposażone w napęd, aby skompensować ruch obrotowy Ziemi i w ten sposób utrzymuje obiekt w polu widzenia aparatu cyfrowego na dłużej. Tego rodzaju montaż zwykle zastępuje głowicę (fotograficzną) przymocowaną do statywu. Montaż paralaktyczne często są używane z teleskopami, umożliwiając im śledzenie ruchu nieba i podążanie za tym samym obiektem bez potrzeby ciągłych ręcznych korekt. Zamiast teleskopu do montażu przymocować można bezpośrednio lustrzanekę cyfrową z obiektywem. Tego rodzaju montaż ma dodatkowe wymagania: potrzebne jest źródło zasilania do napędu montażu oraz należy ustawić je zgodnie z północnym lub południowym biegunem nieba (ang. polar alignment), aby prowadzenie było prawidłowe. Zasadniczo dobrze ustawiony montaż paralaktyczny pozwala na korzystanie z dłuższych czasów naświetlania niż statyw. Pozwala również na obserwacje słabszych gwiazd, gdyż im dłuższe dłuższa ekspozycja tym więcej światła zostaje zebrane. Tabela 2.4 pokazuje przykładowe szczegóły naświetlania dla montażu z napędem.

2.3.3. Mocowanie „piggy-back”

Mocowanie „piggy-back” polega po prostu na przymocowaniu aparatu z obiektywem do istniejącego instrumentu optycznego, zwykle teleskopu na montażu paralaktycznym. Zauważ, że w takim przypadku teleskop nie zbiera światła dla aparatu cyfrowego, a służy jedynie jako miejsce jego mocowania. W tym przypadku problemem jest sposób przymocowania aparatu do teleskopu, a nie do montażu paralaktycznego. Niektóre teleskopy posiadają gotową złączkę mocującą (znajdującą się w standardzie lub dokupowaną osobno), jednak w przypadku innych możesz zostać zmuszony do samodzielnego zaprojektowania i wykonania takiej złączki. W każdym razie najważniejsze jest, aby aparat cyfrowy był pewnie przymocowany do teleskopu i pozostał nieruchomy względem teleskopu, gdy ten się porusza. Powinieneś również wiedzieć, że przymocowanie aparatu do teleskopu zmieni wyważenie montażu i w związku z tym może wymagać jego powtórnego wyważenia.

2.3.4. Małe montaż z napędem w RA

Istnieją również małe urządzenia przeznaczone wyłącznie dla lustrzanek cyfrowych. Nie mają napędu w osi deklinacji, a jedynie w rektascencji – co oznacza, że podążają za niebem. Aparat z obiektywem zostaje umocowany na platformie przy pomocy głowicy kulowej. Montaż może zostać skierowany w dowolny punkt na niebie i następnie podążać za nim. Urządzenie to nie posiada swojego statywu i zwykle umieszcza się je na solidnym statywie fotograficznym. Takie rozwiązanie świetnie sprawdza się przy kilkuminutowych naświetlaniach przez obiektyw, ale nie przez teleskop. Koszt jest o wiele niższy niż w przypadku dobrego montażu paralaktycznego, a sprzęt taki jest lekki oraz o wiele łatwiejszy w transporcie i rozstawianiu. Rozwiązaniem bardzo niskobudżetowym byłoby skonstruowanie montażu typu „drzwi do stodoły” (ang. „barn-door” mount). Wykonuje się go z dwóch płyt ze sklejkę połączonych zawiasem od drzwi poruszanych śrubą. Montaż można obracać ręcznie albo przy użyciu małego silnika / reduktora. Aparat jest zamocowany na jednej z płyt przy pomocy głowicy kulowej. Oś zawiasu wskazuje na kierunek północnego (południowego) bieguna nieba.

Ostatnim rozwiązaniem jest użycie podstawowego montażu paralaktycznego, na przykład EQ1, i wyposażenie go w silnik krokowy, który powinien być odpowiedni dla 60–90 sekundowych ekspozycji dla obiektywu o ogniskowej 200 mm. Całkowity koszt powinien wynieść około 200 dolarów amerykańskich. Taki montaż jest lekki, łatwy w transporcie i może być złożony w kilka minut.

2.3.5. Montaż azymutalny z napędem sterowanym komputerowo

Kilku producentów oferuje znakomite montaż azymutalny z napędem sterowanym komputerowo, które są odpowiednie dla fotometrii lustrzankowej z obiektywami o krótkiej i średniej ogniskowej. Pozwalają one na łatwe odnalezienie obiektu i śledzenie go po łatwym wstępnym procesie ustawiania (ang. alignment). Rotacja pola ogranicza użyteczny czas naświetlania prawdopodobnie do niecałej minuty (w zależności od deklinacji obiektu), ale nadal będzie znacznie dłuższy niż w przypadku montażu bez prowadzenia.

2.3.6. Zastrzeżenie

Każdy z tych montażu pozwoli zebrać wartościowe dane naukowe. Jednak korzystanie z montażu bez prowadzenia – czy to statywu, czy montażu paralaktycznego bez napędu, czy poprawnego ustawienia na biegun nieba – będzie wymagało krótszego naświetlania, zwykle nie dłuższego niż 5–20 sekund (zob. tabela 2.3). Powodem tego jest nieznaczna rotacja nieba w polu widzenia aparatu podczas ekspozycji, która objawia się w rozciągniętych obrazach gwiazd. Jeśli te ślady będą zbyt długie, to dodatkowe piksele tła w aperturze fotometrycznej wzmocnią szum i obniżą SNR (stosunek sygnału do szumu). Jednak niektóre pakiety oprogramowania fotometrycznego posiadają wydłużoną aperturę pomiarową, która może dopasować się do takiego śladu i zapewnić najwyższej jakości wyniki, gdy gwiazda jest wystarczająco jasna. Innym ograniczeniem wynikającym z długich śladów gwiazd (lub braku ostrości) jest ryzyko nakładania się obrazów gwiazd – szczególnie jeśli zastosowano krótką ogniskową.

Kolejna sekcja zawiera wytyczne dotyczące czasu naświetlania, który zależy od optyki aparatu oraz od tego, czy używasz nieruchomego montaż bez prowadzenia, czy montaż paralaktyczny z prowadzeniem.

2.4. Ustawienia aparatu cyfrowego

2.4.1. Tryb manualny

Twoja lustrzanka cyfrowa ma wiele ustawień, z których większości nie będziesz potrzebował. Ze względu na różnice pomiędzy lustrzankami będziesz musiał skorzystać z instrukcji, aby odnaleźć poniższe ustawienia, czasami podążając przez szereg menu. Twoim celem jest uproszczenie aparatu cyfrowego poprzez wyłączenie wszystkich niepotrzebnych funkcji (gwizdki, dzwonki, itp.) i po prostu uzyskanie zdjęcia w formacie negatywu cyfrowego (RAW). Pierwszym krokiem będzie wybranie opcji „M”, aby uzyskać manualną kontrolę nad czasem naświetlania oraz opisaną poniżej liczbą przysłony.

2.4.2. Liczba przysłony $F\#$

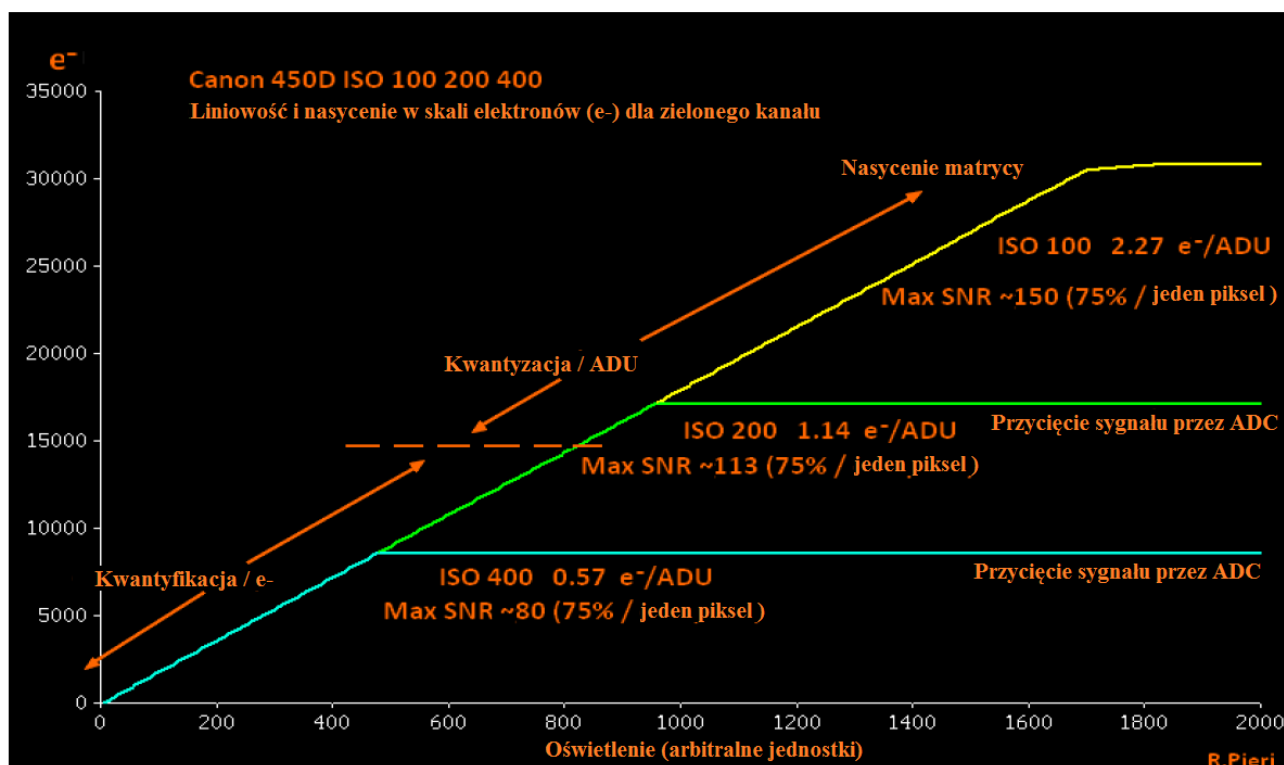
Kolejnym krokiem jest wybranie odpowiedniej liczby przysłony. Jest to liczba równa ogniskowej obiektywu podzielonej przez średnicę apertury, czyli otworu wpuszczającego światło do aparatu. Im mniejsza liczba przysłony, tym więcej światła dostaje się do wnętrza. Jednak czasem istnieją wady obiektywu, które można zminimalizować unikając najmniejszej liczby przysłony. Generalna zasada polega na zbieraniu jak największej ilości światła, więc liczba przysłony powinna być mała, $f2$ lub $f4$. Jeśli będzie wyższa niż $f7$, prawdopodobnie zwiększyłeś ją za bardzo.

2.4.3. ISO

Ustawienia ISO określają wzmocnienie na wyjściu matrycy. Wyższe ISO pomagają przy fotografowaniu słabych gwiazd, a dla gwiazd jasnych wysokie ISO zwiększa ryzyko przeświecienia, co ma miejsce, gdy piksel otrzymuje więcej fotonów niż może precyzyjnie zliczyć. Z drugiej strony

niskie ISO zapobiega problemowi prześwietlenia i pozwala na pomiar większego zakresu jasności. ISO od 100 do 200 jest zwykle zalecane dla jasnych gwiazd. Wyższe ISO może być wymagane dla gwiazd słabszych w zależności od apertury, czasu naświetlania i ilości pikseli oświetlonych światłem gwiazdy.

Jak wspomniano wyżej, wynik w ADU z przetwornika ADC jest proporcjonalny do liczby elektronów zebranych przez fotodiode każdego piksela. Współczynnik kalibracji elektron/ADU jest odwrotnie proporcjonalny do liczby ISO. Dla najbardziej rozpowszechnionych lustrzanek APS-C z 14-bitowym przetwornikiem ADC, idealny współczynnik kalibracji jednego elektronu na ADU jest osiągalny dla ISO pomiędzy 100 i 300 (w zależności od rozmiaru piksela). Poniżej tego zakresu ISO przyrost najsubtelniejszych danych (kwantyzacja) to 1 bit w przetworniku ADC dla kilku zarejestrowanych elektronów, co oznacza, że tracona jest czułość. Taki reżim kwantyzacji pozwala na najwyższą z możliwych dokładność fotometryczną oraz dynamiczny zakres przy dużym strumieniu światła (gdzie kondensator może być wypełniony elektronami), jednak poziom detekcji jest ograniczony do kilku elektronów. W nowoczesnych aparatach cyfrowych na wyjściu przetwornika zwykle jest 14-bitowa liczba, która może zawierać pewne stałe przesunięcie (np. w aparatach Canon 1024 czy 2048). Dlatego z 16384 możliwych wartości reprezentowanych przez 14-bitową liczbę tylko około 14000 jest do użytku. Przy ISO 400 i wyższym na wyjściu przetwornika ADC zostanie zarejestrowany każdy elektron zebrany przez fotodiode. Dlatego całkowita liczba możliwych do odczytu elektronów zostaje zmieniona (proporcjonalnie do wartości ISO) w ten sposób, że jest modyfikowany ewentualny zakres dynamiczny i SNR. Rysunek 2.9 pokazuje liniowość i nasycenie w skali elektronów dla zielonego kanału Canona 450D przy różnych ustawieniach ISO.



Rysunek 2.9. Liniowość i nasycenie w skali elektronów dla zielonego kanału Canona 450D przy różnych ustawieniach ISO. (Roger Pieri)

Dotychczas zakładaliśmy, że aparat cyfrowy rejestruje jedynie fotony gwiazdowe. Jednak jest to uproszczenie. Wynik z negatywu cyfrowego RAW mierzony w ADU jest proporcjonalny do liczby fotonów pochodzących z gwiazdy oraz z tła nieba i innych źródeł zakłóceń. Ten szum pochodzi od wewnętrznych fluktuacji źródła, scyntylacji atmosferycznych oraz samych elektrycznych obwodów aparatu cyfrowego. Przed wszystkim część ze zmierzonych ADU jest w rzeczywistości prądem ciemnym pochodzącym od elektronów termicznie generowanych w fotodiodzie. Zwykle wpływ

prądu ciemnego może zostać zminimalizowany poprzez wykonanie zestawu klatek kalibracyjnych prądu ciemnego (zdjęcia bez światła padającego na sensor), które zostają odjęte od wyjściowego pliku RAW. Przypadkowe szumy wzmacniacza oraz szumy śrutowe (ang. shot noise) związane z prądem ciemnym również mają wpływ na pomiar sygnału. Pojęcia te objaśnione są w rozdziale 4.

2.4.4. Czas ekspozycji

Następnym krokiem będzie ustawienie czasu ekspozycji, aby móc robić przynajmniej kilkusekundowe zdjęcia. To, ile czasu wybierzesz zależne będzie od czynników takich jak jasność gwiazdy, liczba przysłony, ISO oraz od ewentualnej chęci uniknięcia nadmiernego wydłużenia śladów gwiazd (ang. star trailing). Jeśli gwiazda jest słaba, to musisz naświetlać zdjęcie wystarczająco długo, aby zmierzyć dokładnie jej jasność. Jeśli gwiazda jest jasna, to długa ekspozycja grozi prześwietleniem. Skoro niższa liczba przysłony pozwala na wejście większej ilości światła, to umożliwia ona również krótsze naświetlanie. Gdy zmniejszamy ISO, to zwiększa się wymagany czas naświetlania. Jeśli aparat umieszczony jest na statywie, to czasy naświetlania ograniczone są do 5–20 sekund (zob. tabela 2.3), aby uniknąć nadmiernego wydłużenia śladów gwiazd. Jeśli aparat umieszczony jest na montażu z napędem, to dopiero po 60 sekundach możesz zacząć się martwić o zbytnią jasność tła nieba, czy dokładność prowadzenia. Do dłuższych ekspozycji może okazać się konieczne ustawienie czasu naświetlania na „BULB” i użycie ręcznego wyzwalacza do kontrolowania migawki. Możesz zdecydować, że zrobisz wiele zdjęć o identycznym czasie naświetlania i połączysz je w procesie zwanym stertowaniem (ang. stacking). Całkowity czas naświetlania stertowanych zdjęć powinien wynosić przynajmniej 60 sekund, aby właściwie uśrednić zmienność spowodowaną scyntylacjami¹ atmosferycznymi (powszechnie zwanego „mruganiem gwiazd”). Ten całkowity czas to funkcja poziomu dokładności fotometrycznej wymaganej dla obserwacji, „seeing”-u oraz apertury instrumentu. Scyntylacja jest silna przy małej aperturze i maleje wraz z jej wzrostem. Jest to kolejny efekt „seeing”-u (turbulencji atmosferycznych).

Tabele 2.3 i 2.4 pokazują szacunkowo najslabsze (liczbowo największe!) wielkości gwiazdowe osiągalne pod doskonałym niebem przy użyciu różnej optyki z maksymalną aperturą. Zostały one obliczone przy założeniu, że aparat cyfrowy skierowany jest na zenit, ISO 400 i montaż posiada lub nie posiada napędu w rektascencji. Odpowiadający temu czas naświetlania i poziom saturacji (prześwietlenia) są podane dla apertury fotometrycznej 25 pikseli przy ISO 400 oraz 100. Znacznie większy zakres dynamiczny można uzyskać przy użyciu większego rozogniskowania.

Należy zauważyć, że chociaż gwiazdy o podanej granicznej wielkości gwiazdowej mogą zostać zarejestrowane na zdjęciu, to ich SNR (stosunek sygnału do szumu) będzie skrajnie niski. Fotometria takich gwiazd podatna jest na duże błędy i należy się jej podejmować tylko wtedy, gdy nie są możliwe dłuższe ekspozycje lub dostępne instrumenty z większą aperturą. Stertowanie kilku zdjęć poprawi SNR kosztem rozdzielczości czasowej.

2.4.5. Format pliku

Lustrzanki cyfrowe oferują przeróżne formaty plików. RAW jest formatem wymagany do celów fotometrycznych, ponieważ bezpośrednio zapisuje to, co zarejestrowała matryca aparatu cyfrowego bez żadnego przetwarzania i kompresji. Rozszerzeniem używanym przez Canona dla plików RAW jest .CR2, a Nikon używa .NEF. Jeśli posiadasz aparat cyfrowy innej firmy, sprawdź instrukcję obsługi. Plik RAW wymaga ogromnej ilości pamięci, ale wszystkie te informacje są konieczne do dokładnych pomiarów fotometrycznych.

1. (przypis tłumacza) **Scyntylacja:** („gwiazdy mrugają”) zmiany strumienia energii promieniowania; **„Seeing”** („gwiazdy skaczą”) zmiany kierunku odbieranego promieniowania – zobacz też np. str.12 pod odnośnikiem: <http://vesta.astro.amu.edu.pl/Staff/Tkastr/I2A/106-1p.pdf>

Format JPG jest bardziej popularny wśród fotografów. Jednak nie zachowuje informacji, które Wszechświat z mozołem dostarczył do matrycy twojego aparatu cyfrowego. Zaleca się unikania łączonego trybu RAW+JPG istniejącego w wielu lustrzankach cyfrowych. Plik w formacie JPG wymaga wiele pracy procesora (redukcja szumu, różne wewnętrzne korekty, demosaicowanie, konwersja sRGB itd.). Zużywa dużo energii i generuje ciepło, które zwiększa szum prądu ciemnego.

Istnieje jeszcze kilka innych ustawień w lustrzance cyfrowej, które są niepożądane w fotometrii. Należy unikać wszelkich funkcji polegających na przetwarzaniu obrazu przez aparat cyfrowy takich, jak np. redukcja szumu. Powinienes również zmniejszyć jasność ekranu LCD (a nawet go wyłączyć), aby nie psuć adaptacji wzroku do ciemności oraz nie wyczerpywać akumulatorka. Autorzy niniejszego przewodnika nie są w stanie znać wszystkich możliwych ustawień dostępnych w twoim aparacie cyfrowym. Jeśli więc masz wątpliwości, to wybieraj tylko takie ustawienia, które nie są odpowiedzialne za coś zbytecznego.

Tabela 2.3. Sugerowane czasy naświetlania dla nieruchomego statywu (bez prowadzenia). (Roger Pieri)

Rodzaj optyki	O. mm	Liczba przysłony F#	Wielkość apertury mm ²	Maksymalna* ekspozycja	Graniczne mag	Sat. Mag ISO 400	Sat. Mag ISO 100	Pole widzenia** w stopniach
Zoom 18–55mm f3.5–5,6	55	5,6	76	20 s	8	5,1	3,7	15,3×22,8
Zoom 70–300mm f4–5,6	70	4	240	16 s	9	6,2	4,8	12× 18
Teleobiektyw 200mm f4	200	4	1963	5,5 s	10	7,3	5,9	4,24×6,36
Zoom 70–300mm f4–5,6	300	5,6	2254	3,7 s	10	7,1	5,7	2,8×4,2
Refraktor 400m f5	400	5	5026	2,7 s	10,5	7,6	6,2	2,1×3,2

* Ślad gwiazdy o długości 15 pikseli (5,2 mikrona) dla deklinacji 0 stopni. Uśrednianie scyntylacji obrazów gwiazd zwykle wymaga całkowitego czasu naświetlania 60 s. Więc kilka zdjęć powinno być stertowane lub uśrednione by osiągnąć serię zdjęć 60–sekundowych. Kilka takich serii zdjęć (5 lub więcej) umożliwi rozsądną analizę statystyczną; ważna jest optymalizacja ustawień.

**Matryca o wielkości APS–C

„O” to ogniskowa

„Graniczne mag” jest wielkością gwiazdową najśłabszej gwiazdy możliwej do zmierzenia na danym zdjęciu z dokładnością 0,05 mag w aperturze fotometrycznej przynajmniej 25 pikseli. W zależności od stanu nieba sumaryczny błąd może być większy.

„Sat. Mag” jest wielkością gwiazdową, przy której przynajmniej jeden piksel osiągnął 75% poziomu saturacji / prześwietlenia.

Tabela 2.4. Przykłady naświetlania dla montażu z prowadzeniem. (Roger Pieri)

Rodzaj optyki	O. mm	Liczba przysłony F#	Wielkość apertury mm ²	Maksymalna* ekspozycja	Graniczne mag	Sat.Mag ISO 400	Sat.Mag ISO 100	Pole widzenia** stopnie
Teleobiektyw 200mm f4	200	4	1963	60 s	13	9,9	8,5	4,24×6,36
Zoom 70–300 f4–5,6	300	5,6	2254	60 s	13	10	8,6	2,8×4,2
Refraktor 400mm f5	400	5	5026	60 s	14	10,9	9,5	2,1×3,2
Newton 800mm f4	800	4	31416	60 s	16	12,9	11,5	1×1,6

Uwagi jak w tabeli 2.3.

Rozdział 3. Przegląd oprogramowania

Po urządzeniu rejestrującym, najważniejszymi komponentami fotometrii lustrzankowej są komputer i oprogramowanie. Wiele aspektów planowania obserwacji, pozyskiwania i kalibrowania zdjęć, pomiarów, analiz i raportowania wyników odbywa się z pomocą odpowiedniego oprogramowania. Istnieje kilka darmowych i płatnych pakietów, a na rynku od czasu do czasu pojawiają się nowe oferty. Niektóre programy wykonują wiele zadań, inne są bardziej wyspecjalizowane. Żaden program nie robi wszystkiego, więc prawdopodobnie będziesz musiał korzystać z zestawu programów – każdy dedykowany do konkretnego zadania w ramach procedury przetwarzania zdjęć do celów fotometrycznych.

Oprogramowanie ciągle podlega zmianom, a zatem ten podręcznik nie jest przewodnikiem po konkretnym pakiecie oprogramowania. Zamiast tego proponujemy zaawansowany przegląd funkcji użytecznych w typowym pakiecie oprogramowania do redukcji danych fotometrycznych. Tutoriale dla kilku popularnych pakietów oprogramowania fotometrycznego są dostępne na stronie AAVSO (www.aavso.org/dslr-observing-manual).

3.1. Minimalne wymagania dla oprogramowania do fotometrii lustrzankowej

Aby wybrać oprogramowanie do fotometrii lustrzankowej musimy zająć się czterema podstawowymi zadaniami, które takie oprogramowanie musi wykonywać: otwieranie plików RAW, zastosowanie klatek kalibracyjnych szumu / prądu ciemnego / płaskiego pola (ang. bias / dark / flat frames), wyodrębnienie indywidualnych kanałów kolorów oraz wykonanie analizy fotometrycznej. Nie istnieje jeden „prawidłowy” program i może się okazać, że będziesz korzystał z kilku programów przy wykonywaniu tych zadań. W kilku kolejnych akapitach szczegółowo zajmiemy się każdym z tych kroków.

3.1.1. Obsługa formatu RAW dla aparatu cyfrowego

Jak opisano w poprzednim rozdziale, aby ze zdjęć uzyskać dokładne pomiary fotometryczne, konieczny jest brak jakichkolwiek modyfikacji „surowych” wartości zarejestrowanych przez aparat cyfrowy (takie zmiany mogą wprowadzić wewnętrzne procedury przetwarzania aparatu cyfrowego). W konsekwencji oprogramowanie fotometryczne musi mieć możliwość czytania i przetwarzania formatu RAW, które tworzy twój aparat cyfrowy. Nie ma uniwersalnego formatu RAW: Canon używa plików CRW i CR2, a Nikon NEF. Inni producenci mają swoje formaty.

Jeżeli kupujesz oprogramowanie (lub nowy aparat cyfrowy) to pamiętaj, że potrzeba kilku tygodni lub miesięcy po uruchomieniu sprzedaży nowego modelu aparatu cyfrowego, zanim zostanie udostępniona możliwość odczytu nowego formatu plików RAW w oprogramowaniu do ich przetwarzania i fotometrii. Powinieneś upewnić się, że dostępna jest obsługa twojego aparatu na stronie internetowej producenta oprogramowania.

3.1.2. Zintegrowana kalibracja obrazu (klatki kalibracyjne szumu, prądu ciemnego, płaskiego pola)

Jak wyjaśnimy w kolejnym rozdziale, oprócz zdjęć naukowych należy wykonać serię zdjęć kalibracyjnych. Te klatki kalibracyjne szumu, prądu ciemnego i płaskiego pola charakteryzuje stałe przesunięcie, nierównomierne oświetlenie spowodowane przez optykę oraz gorące piksele (ang. hot pixels) i inne niedoskonałości detektora w aparacie cyfrowym. Aby uzyskać dokładne oszacowanie jasności gwiazd należy usunąć te efekty. Oprogramowanie musi więc nie tylko odczytywać i wyświetlać zdjęcia, ale również stosować klatki kalibracyjne do kalibracji zdjęć naukowych.

3.1.3. Wyodrębnienie pojedynczych kanałów kolorów

Jak opisaliśmy w poprzednim rozdziale, matryca filtrów Bayera w sensorach lustrzanek cyfrowych pozwala na jednoczesne zapisanie na tym samym zdjęciu informacji o kolorze czerwonym, zielonym i niebieskim. O każdym kolorze mówi się, że jest w osobnym kanale lub płaszczyźnie. Oprogramowanie musi być w stanie rozdzielić obrazy RAW na pojedyncze czerwone, zielone i niebieskie zdjęcia. Kanały zielone są tak naprawdę dwa i niektóre programy (np. AIP4Win) łączą je w jeden obraz. Inne (np. MaxIm DL) zajmują się każdym z nich osobno. Obecnie większość programów jednocześnie wyodrębnia tylko jeden kanał koloru, więc konieczne może być powtórzenie tego procesu w przypadku zainteresowania wszystkimi trzema kolorami.

Wiele popularnych programów fotometrycznych ma możliwość wyodrębnienia kanałów kolorów z plików RAW (np. MuniWin, IRIS, AIP4Win, MaxIm DL). W takim przypadku możesz użyć jednego programu do wyodrębnienia kolorów, wykonania kalibracji zdjęć i analizy fotometrycznej. Kilka popularnych programów fotometrycznych nie obsługuje plików RAW z lustrzanek cyfrowych (np. MPO Canopus, VPhot) lub też nie posiada możliwości wyodrębnienia pojedynczych kanałów kolorów. Jeśli lubisz narzędzia fotometryczne w jednym z tych programów, to będziesz musiał najpierw wyodrębnić i potem przekształcić obraz jednokolorowy do formatu FITS, którego wymagają MPO Canopus i VPhot.

Większość programów tworzy obrazy / zdjęcia po wyodrębnieniu kolorów, które są mniejsze od obrazów w formacie RAW (np. RAW 5200×3460 pikseli zmieni się w 2600×1730 pikseli). Jednak AIP4Win interpoluje ile czerwonego, zielonego i niebieskiego światła zarejestrowałby każdy piksel na zdjęciu. Robi to, biorąc wartości np. z pobliskich zielonych pikseli i interpolując te wartości na pozycje pikseli czerwonych i niebieskich. Uzyskane w ten sposób obrazy mają taki sam rozmiar co obrazy RAW. Istnieje kilka metod interpolacji i ważne jest, aby wybrać opcję bilinearną dla uzyskania większej dokładności.

Uwaga: w zależności od używanego oprogramowania, być może należało będzie wyodrębnić kanały kolorów przed kalibracją. Ważne jest, aby nie mieszać klatek kalibracyjnych dla różnych kanałów kolorów.

3.1.4. Analiza fotometryczna

Analiza fotometryczna to mierzenie natężenia światła gwiazdy zebranego przez detektor podczas jednego naświetlania. Najbardziej powszechną metodę w oprogramowaniu używanym zwykle przez amatorów nazywa się fotometrią aperturową i jest to jedyna technika opisana w tym podręczniku. Szczegóły zostaną przedstawione w rozdziale 6, ale ogólnie rzecz biorąc fotometria aperturowa mierzy dwa parametry dla gwiazdy docelowej i gwiazdy porównania. Pierwszy to całkowite natężenie światła w małym, okrągłym obszarze obejmującym gwiazdę, który nazywa się aperturą pomiarową (ang. measurement aperture). Będzie ona zawierała fotony z gwiazdy oraz fotony z tła nieba. Drugi parametr to średnie natężenie światła na piksel w obszarze bez gwiazd zwanym pierścieniem nieba (ang. sky annulus), który jest również wyśrodkowany na gwiazdzie, ale o większym promieniu niż apertura pomiarowa (zob. rys. 6.1). Z tych danych program może obliczyć natężenie światła każdej z gwiazd z poprawką na tło. Wiele programów umożliwia wykonanie tej procedury w trybie wsadowym (zobacz poniższe tematy dotyczące przetwarzania wsadowego i skryptowania), co znacznie ułatwia i przyspiesza analizę dużych pakietów zdjęć.

3.2. Przydatne właściwości programów

Poniżej wymienione są dodatkowe funkcjonalności znajdujące się w niektórych programach fotometrycznych, które sprawiają, że przetwarzanie zdjęć będzie o wiele bardziej wydajne. Żadna z nich nie jest niezbędna, ale ułatwiają pracę.

3.2.1. Wsadowe przetwarzanie zdjęć

W celu uniknięcia nudnego, ręcznego przetwarzania pojedynczo każdego zdjęcia, większość osób obserwujących lustrzankami cyfrowymi chce przerobić cały pakiet zdjęć w jednym przebiegu. W zależności od techniki pozyskiwania zdjęć i cech gwiazd docelowych, możesz być zmuszony rejestrować od dziesiątek do setek zdjęć tego samego pola oraz wiele klatek kalibracyjnych. Przetwarzanie wielu plików jeden po drugim szybko zniszczy przyjemność fotometrii lustrzankowej. Przetwarzanie wsadowe wykonuje powtarzające się operacje kalibracji i mierzenia na ciągu plików.

3.2.2. Skryptowanie

Skryptowanie, które jest nawet lepsze od przetwarzania wsadowego, pozwala na połączenie kilku operacji w ciągły i konfigurowalny przebieg. Niektóre programy tworzą proste „języki programowania”, aby to użytkownik mógł pisać skrypty (np. IRIS). Inne z pomocą graficznego interfejsu użytkownika (ang. Graphical User Interface, GUI) umożliwiają interaktywne definiowanie działań i następnie zastosowanie do zbiorów plików (np. Fitswork). Jest to funkcja zaawansowana oferowana tylko przez niektóre programy, szczególnie te używane również przez profesjonalnych astronomów. Początkujący nie powinni się za bardzo martwić skryptowaniem i na początku ręcznie sprawdzić swoje przebiegi funkcjonalne. Jednak dla doświadczonych obserwatorów funkcja ta przyniesie korzyści w postaci większej produktywności i unikania frustracji z ciągłego wykonywania banalnych zadań. Wybierając pakiet oprogramowania po raz pierwszy, powinieneś upewnić się, że masz możliwość późniejszego przejścia na skrypty, choć z początku prawdopodobnie nie będziesz z nich korzystał.

3.2.3. Wyrównanie i stertowanie

Dobrym sposobem na polepszenie stosunku sygnału do szumu (SNR) na zdjęciach i/lub dotarcie do słabszych obiektów jest wyrównanie pozycji gwiazd do tych samych pikseli (ang. alignment) i stertowanie (ang. stacking, tzn. dodawanie do siebie lub uśrednianie) na zestawie zdjęć. Wiele pakietów oprogramowania fotometrycznego potrafi wyrównywać i stertować zdjęcia, choć procedura ta wykonywana krok po kroku wygląda inaczej. Ogólnie rzecz biorąc, oprogramowanie najpierw zarejestruje każde zdjęcie poprzez identyfikację kilku gwiazd pojawiających się na każdym z nich. W fazie wyrównywania obrazy są obracane i przesuwane, aby zarejestrowane gwiazdy na każdym zdjęciu trafiły dokładnie na te same piksele. Następnie w fazie stertowania obliczana jest mediana lub wartość średnia każdego piksela z całego zestawu zdjęć. Końcowy obraz jest wynikiem tych stertowanych wartości pikseli.

Szum zawarty w każdym pikselu nie jest stały, ale oscyluje wokół pewnej średniej wartości i może być inny na każdej fotografii. Poprzez stertowanie polepszamy zwykle SNR. Dzieje się tak dlatego, że dodanie kilku pomiarów prowadzi do wzrostu całkowitego zarówno sygnału jak i szumu. Jednak szum, ponieważ jest przypadkowy, wzrasta wolniej od sygnału. Wartości pikseli bliskie poziomowi stałego tła nieba (bliskie zera dla krótkiego naświetlania z ciemnego miejsca) i zmniejszony rozrzut wartości w porównaniu do pojedynczych zdjęć, będą wynikiem stertowania obszarów zdjęcia nie zawierających gwiazd. W przypadku gwiazd piksele nie zmieniają się znacznie, więc wynikiem procesów wyrównania i stertowania zdjęć będzie obniżenie szumu przy jednoczesnym pozostawieniu obrazu gwiazd bez zmian.

3.2.4. Komputerowa kontrola ostrości i pozyskiwanie zdjęć

Pozyskiwanie zdjęć (ang. image acquisition) może być kontrolowane przez oprogramowanie, gdy aparat cyfrowy jest połączony z komputerem przez łącze USB (zwykle używane do ściągania obrazów z karty pamięci aparatu cyfrowego). Canon dołącza program EOS Utility do swoich lustrzanek cyfrowych. Inni producenci zapewniają podobne programy, bądź to darmowe bądź za dopłatą. Dostępne jest również oprogramowanie niezwiązane z żadnym z producentów aparatów, czyli BackyardEOS, BackyardNIKON oraz MaxIm DL.

Takie programy zwykle ułatwiają kadrowanie obiektu, ustawienie poziomu rozogniskowania i czasu naświetlania. Możesz szybko sprawdzić kadrowanie obiektu i gwiazd porównania, robiąc zdjęcie i wyświetlając na komputerze. Jeśli jest taka potrzeba, to ustawienie kierunku aparatu cyfrowego może zostać poprawione zanim rozpocznie się naświetlanie zdjęć naukowych. Takie testowe zdjęcie może również zostać zweryfikowane w celu upewnienia się, czy interesujące nas gwiazdy nie są przeświecone lub niedoświecone oraz aby odpowiednio skorygować czas naświetlania.

Autofokus nie zadziała pod ciemnym niebem i musi zostać wyłączony. Dla celów fotometrii zdjęcie musi być tak naprawdę trochę rozogniskowane (zob. rozdział 4 o pozyskiwaniu zdjęć). Ustawienie obiektywu na nieskończoność (znacznik „ ∞ ” na obudowie obiektywu) raczej również nie będzie odpowiednie, szczególnie jeśli używasz obiektywu z zoomem. Ręczne ustawianie ostrości może być szczególnie czasochłonne i frustrujące, więc kontrola za pomocą oprogramowania jest pożądana. BackyardEOS jest jednym z programów obsługujących elektroniczne obiektywy Canona. Dostępne może być inne oprogramowanie dla konkretnych lustrzanek cyfrowych.

BackyardESO automatyzuje również pozyskiwanie zdjęć, tak jak robią to inne programy. Jest to szczególnie przydatne, gdy wiele obrazów tego samego pola obserwacyjnego jest konieczne do późniejszego stertowania lub wówczas, gdy chcemy zarejestrować relatywnie szybko zmieniające się gwiazdy, np. podwójne układy zaćmieniowe. Tą aplikację można zaprogramować tak, aby uzyskać ustaloną liczbę zdjęć w określonych odstępach czasu.

MaxIm DL jest potężnym pakietem oprogramowania do pozyskiwania i analizy zdjęć, który jest popularny zarówno wśród obserwatorów CCD jak i rejestrujących obserwacje lustrzankami cyfrowymi. W przeciwieństwie jednak do większości programów pozyskujących, MaxIm DL zapisuje obrazy w formacie FITS [zob. sekcja 3.2.6], a nie w natywnym formacie RAW. Nie jest to problem, gdyż FITS jest tradycyjnym plikiem obsługiwanym przez oprogramowanie fotometryczne.

3.2.5. Automatyczna identyfikacja zdjęć (astrometria)

Automatyczna identyfikacja zdjęć (ang. automatic plate solving) to proces automatycznego rozpoznawania gwiazd na fotografii poprzez porównanie z katalogiem gwiazd. Jeśli przygotowujesz swoją sesję obserwacyjną patrząc w pierwszej kolejności na mapki nieba (czyli tak, jak powinien), to szybko nauczysz się jak samemu identyfikować gwiazdy zmienne i porównania (bez pomocy automatycznej identyfikacji zdjęć). Jednak w przypadku niektórych zaawansowanych technik, jak fotometria automatyczna, lub gdy wydaje ci się, że dostrzegasz zmiany jasności jednej z gwiazd w polu widzenia (co może nie być częścią twojego pierwotnego planu), identyfikacja zdjęć może być przydatna. Niektóre zaawansowane programy takie, jak MPO Canopus (<http://www.minorplanetobserver.com/MPOSoftware/MPOCanopus.htm>) używają tego procesu nawet do automatycznej identyfikacji gwiazd zmiennych (lub np. asteroid, itp.). Rozwiązaniem internetowym jest astronomy.net oferujący również samodzielną aplikację w systemie operacyjnym Linux, którą możesz ściągnąć i używać lokalnie.

3.2.6. Konwertowanie zdjęć do formatu FITS

„Elastyczny system obsługi (przechowywanie, przekazywanie, przetwarzanie) obrazów” (ang. Flexible Image Transport System – FITS) jest otwartym standardem dla obrazów (i niektórych innych zbiorów danych astronomicznych, jak dane tabelaryczne) i jest bardzo popularny w społeczności astronomicznej. Pozwala na przechowywanie bez strat, co jest podstawą fotometrii (przechowywany plik zawiera informacje, które były obecne w oryginalnym pliku RAW). Wiemy już, że JPG jest formatem skompresowanych plików i nie jest bezstratny. Ponieważ FITS jest obsługiwany praktycznie przez wszystkie poważne programy astronomiczne, więc jest to bardzo dobry wybór, gdy chcesz wymieniać pliki z obrazami / zdjęciami pomiędzy różnymi programami.

Kolejną dużą zaletą formatu FITS jest to, że umożliwia przechowywanie metadanych obrazu (tzn. czasu obserwacji, jej miejsca, długości czasu naświetlania, współrzędne pola na niebie, itp.) w sposób ustandaryzowany, który oprogramowanie potrafi zrozumieć. FITS jest również najlepszym wyborem przy archiwizowaniu zdjęć. Istnieje jednak kilka podformatów FITS i być może będziesz musiał trochę poeksperymentować, zanim znajdziesz podformat wspólny dla wszystkich twoich ulubionych programów.

Fitswork (http://www.fitswork.de/software/softw_en.php) może wsadowo skonwertować pliki RAW do formatu FITS, a nawet obsługuje pewne funkcjonalności skryptowe.

3.2.7. *Ekstynkcja różnicowa i poprawki transformacyjne*

Jak szczegółowo wyjaśnimy w rozdziale 6, dla najbardziej dokładnych wyników konieczne jest zastosowanie dwóch korekt do zmierzonych wielkości gwiazdowych. Pierwsza dotyczy zjawiska różnicowej ekstynkcji atmosferycznej spowodowanej różnymi długościami drogi światła gwiazdy w atmosferze ziemskiej, gdy pole widzenia jest względnie duże, a wysokość gwiazdy względnie mała. Taka sytuacja często ma miejsce przy fotometrii lustrzankowej z zastosowaniem obiektywów. Gwiazdy w części zdjęcia bliższej horyzontowi doświadczają większej ekstynkcji niż bliższe zenitowi może to wypaczyć oszacowanie jasności gwiazdy zmiennej.

Druga korekcja zwana jest transformacją i jest konieczna, gdyż filtry i matryce CMOS w lustrzankach cyfrowych nie mają takiej samej krzywej transmisji lub czułości widmowej jak standardowe filtry astronomiczne i kamery CCD. Transformacja to proces przekształcenia zmierzonej jasności instrumentalnej w standardową astronomiczną wielkość gwiazdową (magnitudo), np. instrumentalne magnitudo zielonego kanału lustrzanki cyfrowej w astronomiczne magnitudo Johnson V.

Większość programów fotometrycznych nie wykonuje tych zadań. VPhot AAVSO umożliwia transformację, jednak na razie nie pozwala na korektę ekstynkcji. Zwykle te korekty mogą być wykonywane w arkuszu obliczeniowym.

3.2.8. *Generowanie raportu i zgłoszenie internetowe*

Obserwacje powinny być raportowane do Międzynarodowej Bazy Danych AAVSO (ang. AAVSO International Database) przez stronę internetową WebObs (<http://www.aavso.org/webobs>). Niektóre programy (np. AIP4Win, MaxIm DL, VPhot i MPO Canopus) mogą wygenerować odpowiednie raportowe pliki tekstowe.

Obserwacje mogą również zostać zapisane w odpowiednio sformatowanym arkuszu obliczeniowym, a następnie umieszczone na WebObs (<http://www.aavso.org/aavsoextended-file-format>).

3.2.9. *Synchronizacja czasowa*

Gdy obserwujemy gwiazdy o dłuższym okresie zmienności, zwykle wystarczy ręczne ustawienie daty i czasu w aparacie cyfrowym w odniesieniu do sygnału radiowego na początku sesji. W innym przypadku ważne jest precyzyjne oznaczenie czasu wykonania zdjęć, np. serii czasowej obserwacji podwójnych układów zaćmieniowych, by wyznaczyć dokładny moment minimum krzywej blasku. Aparaty cyfrowe Canona (i prawdopodobnie innych producentów) mogą zostać automatycznie zsynchronizowane z zegarem komputera po połączeniu kablem USB. Zegar komputerowy może być automatycznie synchronizowany w stałych odstępach czasowych z internetowym serwerem czasu. Wiele nowoczesnych systemów operacyjnych dokonuje tego automatycznie. Jednak użyte też mogą do tego zostać wyspecjalizowane programy takie jak Dimension 4 (<http://www.thinkman.com/>). Kontrola lustrzanek cyfrowych z pomocą oprogramowania (sekcja 3.2.4) pozwala w wygodny sposób upewnić się, że zegar aparatu cyfrowego jest poprawnie ustawiony przed rozpoczęciem pozyskiwania materiału obserwacyjnego.

3.3. Tabela porównująca możliwości oprogramowania

Najpowszechniejsze pakiety oprogramowania wykorzystywane do obserwacji gwiazd zmiennych bazują na systemach operacyjnych Windows i Linux. Cztery takie znane pakiety do fotometrii porównane są w poniższej tabeli 3.1. Uwaga: dostępnych jest kilka wersji programu MaxIm DL. Aby wykonać fotometrię lustrzanką cyfrową, potrzebna jest wersja MaxIm DL Pro. Funkcjonalności i ceny pochodzą z początku roku 2013.

Tabela 3.1. Tabela porównująca programy.

Funkcjonalności	IRIS ⁴	Muniwin ⁵	AIP4WIN ⁶	MaxIm DL Pro ⁷
Analiza fotometryczna	√	√	√	√
Obsługa obrazów RAW	√	√ ¹	√	√
Stosowanie klatek kalibracyjnych szumu, prądu ciemnego i płaskiego pola (ang. bias, dark, flat frames)	√	√	√	√
Rozdzielenie kolorów	√	√	√	√
Przetwarzanie wsadowe	√	√	√	√
Wyrównanie i stertowanie zdjęć (ang. alignment & stacking)	√		√	√
Ekran do pozyskiwania zdjęć	√			√
Ostrość i kontrola aparatu cyfrowego	√			√
Konwertowanie do formatu FITS	√	√	√	√
Skryptowanie	√	√		√
Kontrola teleskopu i montażu	√			√
Identyfikacja zdjęć (ang. plate solving)	√		√	√
Generowanie raportu			√	√
Koszt	Darmowy	Darmowy	\$99 ²	\$499 ³

Uwagi:

- 1) Obsługiwana jest ograniczona ilość formatów; skontaktuj się z autorem odnośnie twojego aparatu cyfrowego (strona Muniwin).
- 2) W cenie \$99 zawarta jest książka „*The Handbook of Astronomical Image Processing*”.
- 3) Jedynie MaxIm DL Pro oraz Suite posiadają wszystkie funkcjonalności potrzebne do wykonywania fotometrii lustrzankowej.
- 4) <http://www.astrosurf.com/buil/us/iris/iris.htm>
- 5) <http://c-munipack.sourceforge.net/>
- 6) <http://www.willbell.com/aip/Index.htm>
- 7) http://www.cyanogen.com/maxim_main.php

3.4. Inne przydatne programy komputerowe

3.4.1. Mapki nieba i oprogramowanie symulujące planetarium

Drukowane mapki nieba lub mapki elektroniczne wyświetlane na urządzeniach cyfrowych są przydatne do lokalizacji obszaru nieba, który ma być fotografowany. Mapki identyfikujące gwiazdy zmiennie i porównania mogą zostać wygenerowane online przy użyciu „Variable Star Plotter” AAVSO (<http://www.aavso.org/vsp>). Rysunek 3.1 przedstawia stronę internetową z parametrami niezbędnymi do uruchomienia VSP (zobacz odnośnik prowadzący do pomocy przy VSP znajdujący się na górze strony, który zawiera szczegółowe instrukcje).

Variable Star Plotter

[VSP Help Guide](#) [Request a Sequence](#) [Report chart errors](#)

PLOT A QUICK CHART

WHAT IS THE NAME, DESIGNATION OR AUID OF THE OBJECT?

R Leo

Required if no coordinates are provided below

RIGHT ASCENSION

Allowed Formats: HH:MM:SS, HH MM SS, DDD.XXXX. Required if no name is given above

DECLINATION

Allowed Formats: $\pm$ DD:MM:SS, $\pm$ DD MM SS, $\pm$ DD.XXXX. Required if no name is given above

CHOOSE A PREDEFINED CHART SCALE

Select one...

A is larger, slower; G is smaller, faster

CHOOSE A CHART ORIENTATION

☒ Visual ☐ Reversed ☐ CCD

PLOT A FINDER CHART OR A TABLE OF FIELD PHOTOMETRY? *

☒ Chart ☐ Photometry

CHART ID

A Chart ID will allow you to reproduce prior charts. Overrides all other fields in this form.

Plot Chart

Clear Form

ADVANCED OPTIONS

FIELD OF VIEW

180

In Arcminutes. Must be between 0' and 1200'

MAGNITUDE LIMIT

11.0

Stars fainter than this magnitude will not be displayed

RESOLUTION

150

Resolution in dpi to render the chart (default 150)

WHAT WILL THE TITLE FOR THIS CHART BE?

Displayed at the top-center of the chart

WHAT COMMENTS SHOULD BE DISPLAYED ON THIS CHART?

Displayed beneath the chart star field

WHAT NORTH-SOUTH ORIENTATION WOULD YOU LIKE? *

☒ North Up ☐ North Down

WHAT EAST-WEST ORIENTATION WOULD YOU LIKE? *

☒ East Left ☐ East Right

WOULD YOU LIKE TO DISPLAY A DSS CHART?

☐ Yes ☒ No

If yes, retrieves image from the Digital Sky Survey

WHAT OTHER VARIABLE STARS SHOULD BE MARKED?

☒ None ☐ GCVS ☐ All

WOULD YOU LIKE ALL MAGNITUDE LABELS TO HAVE LINES?

☐ Yes ☒ No

If Yes, this will force lines to be drawn from all magnitude labels to the stars

WOULD YOU LIKE A SPECIAL CHART?

☒ None ☐ Binocular ☐ DSLR ☐ Standard Field

Binocular: Only labels comparison stars useful for binocular viewing

DSLR: Only labels comparison stars useful for DSLR photometry

Standard Field: Only labels photometric "standard stars" in the chart's field of view

SELECT WHICH FILTERS TO DISPLAY (PHOTOMETRY ONLY)

☐ U ☒ B ☒ Rc ☐ Ic ☐ J ☐ H ☐ K ☐ P ☐ Z

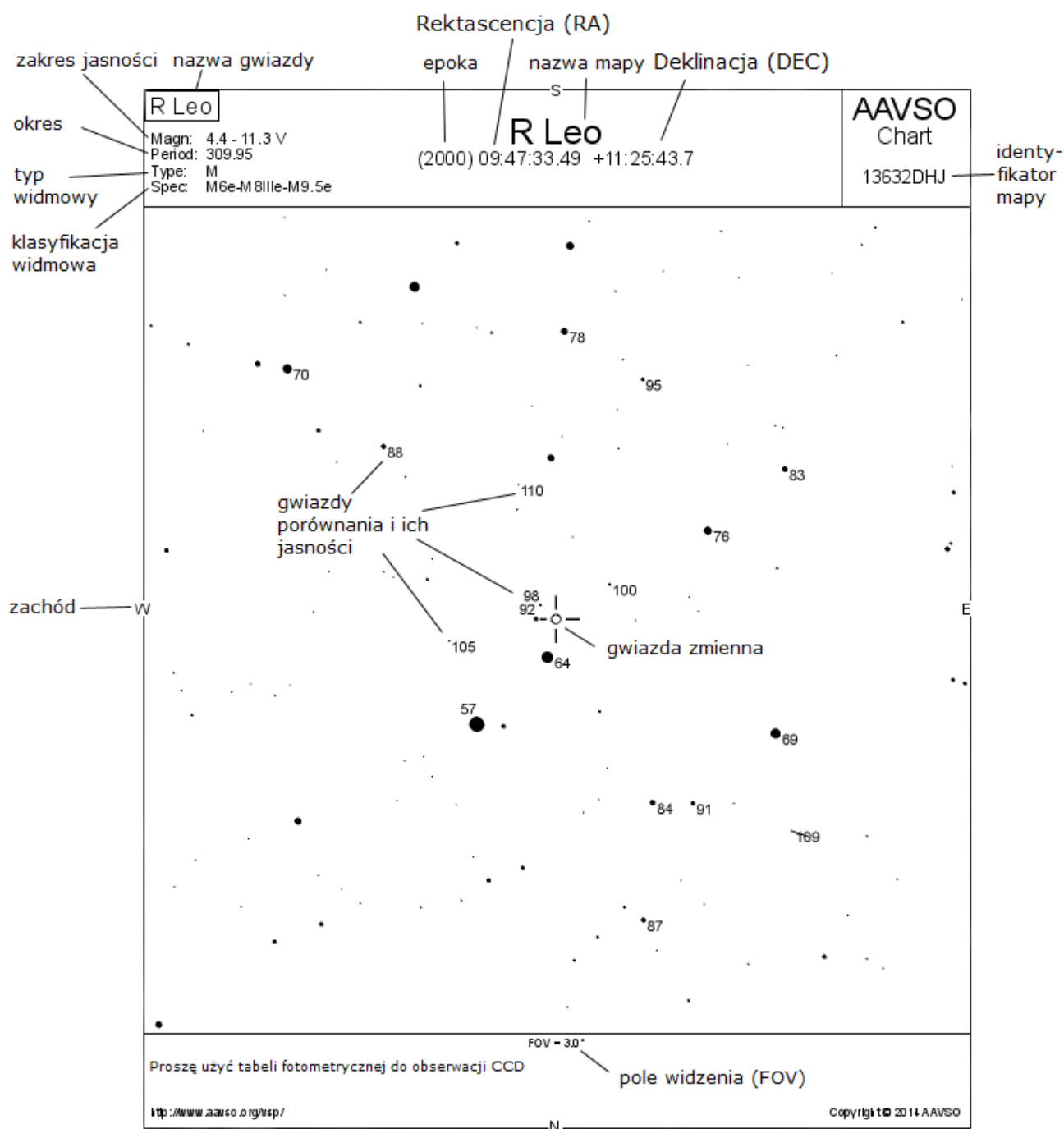
V and (B-V) magnitudes are always displayed. Select any other bands you wish displayed below

Plot Chart

Clear Form

Rysunek 3.1. Strona internetowa z parametrami do uruchomienia Variable Star Plotter (VSP). (Mark Blackford)

Na wygenerowanej mapce nieba gwiazda zmienna znajduje się w środku (patrz rysunek 3.2). Podczas konfiguracji i ustawiania ostrości te mapki są przydatne do weryfikacji prawidłowej lokalizacji gwiazdy zmiennej na zdjęciach. Również na mapce są oznaczone wielkości gwiazdowe (magnitudo) niektórych sąsiednich gwiazd. Powinieneś upewnić się, czy niektóre z tych wielkości gwiazdowych, porównywalne do twojej gwiazdy zmiennej, mieszczą się w polu widzenia. Dzięki temu będą mogły zostać użyte jako gwiazdy porównania do redukcji danych fotometrycznych. Wielkości gwiazdowe są wpisane bez przecinków (co może być pomyłone z oznaczeniem słabej gwiazdy; np. „78” – gwiazda o jasności 7,8 mag. może być pomyłona z „78 Leo”, czyli gwiazda jota Leo o jasności 4 mag.), więc wielkość gwiazdowa 7,1 oznaczona zostanie jako 71.



Rysunek 3.2. Mapka nieba ze strony internetowej „Variable Star Plotter” obejmująca pole widzenia wokół gwiazdy zmiennej R Leo wraz z objaśnieniem wyświetlanych informacji. (AAVSO)

Wielkości gwiazdowe gwiazd porównania na mapkach VSP są podawane jedynie z dokładnością do jednego miejsca po przecinku. Nie jest to zwykle problem dla obserwatorów wizualnych, jednak jest to nieadekwatne do fotometrii wykonywanej lustrzankami cyfrowymi. Wybierz opcję „Tabela fotometryczna” (ang. „Photometry Table”) w VSP, aby utworzyć szczegółową listę gwiazd porównania znajdujących się w polu widzenia. Wielkości gwiazdowe i szacowany błąd podane są do trzeciego miejsca po przecinku.

Jeśli korzystasz z dobrze ustawionego montażu paralaktycznego, współrzędne gwiazdy wpisanej w mapkę mogą pomóc szybko odnaleźć odpowiednie pole widzenia.

Jeśli korzystasz ze statywu, przydatna może być mapka pokazująca większy fragment nieba, abyś mógł wycelować aparat. Do tego celu mogą być użyteczne drukowane mapki z dużymi obszarami nieba lub atlasy nieba. Jednak program do symulacji planetarium może okazać się wygodniejszy, ponieważ z jego pomocą można zmienić wielkość wyświetlanej mapki i zorientować ją tak, aby pasowała do twojego systemu obrazowania, a gwiazdy można łatwo znaleźć i ustawić w centrum. Wiele symulatorów planetarium może również kontrolować montaż teleskopu (zobacz poniżej „Kontrola montażu”). Istnieją liczne darmowe i płatne programy, takie jak Stellarium, Cartes du Ciel i TheSky. Niektóre symulatory planetarium dla urządzeń mobilnych są w stanie wykryć kierunek, w którym celujesz i automatycznie dopasować widok nieba w tym kierunku, co może okazać się bardzo przydatne.

Korzystając z programów komputerowych należy pamiętać o tym, że gwiazda zmienna może być w nich przedstawiona jako gwiazda o innej jasności niż faktycznie zaobserwujesz ją danej nocy – właśnie dlatego, że to jest gwiazda zmienna!

3.4.2. Kontrola montażu

Wiele montażu do teleskopów z „GoTo” może być sterowane za pomocą oprogramowania na twoim komputerze. Takie montáže często posiadają sterowniki lub protokoły komunikacyjne rozumiane przez oprogramowanie takie jak Stellarium czy TheSky. Istnieją co najmniej dwie istotne zalety montażu kontrolowanego za pomocą oprogramowania. Jedna jest taka, że „obiekt” łatwo jest zlokalizować (o ile w danym momencie jest widoczny na niebie). Druga natomiast polega na tym, że montaż z prowadzeniem umożliwia aparatowi cyfrowemu ciągle wskazywanie na ten sam obiekt na niebie, poprzez kompensatę ruchu obrotowego Ziemi. Pozwala to na dłuższe ekspozycje i umożliwia detekcję słabszych gwiazd. Aparat cyfrowy generalnie powinien być umieszczony na montażu paralaktycznym, ale wiele montażu z GoTo to montáže azymutalne, które łatwiej jest skonfigurować i sterować za pomocą komputera. Ściśle rzecz biorąc, używanie montażu azymutalnego (bez drogiego rotatora pola) sprawia, że obraz delikatnie rotuje. Większość oprogramowania przetwarzającego sekwencje zdjęć może ten efekt skompensować i nie jest to poważna kwestia dla pojedynczych zdjęć krótko naświetlanych.

Rozdział 4. Pozyskiwanie zdjęć

4.1. Przegląd procedury pozyskiwania / akwizycji zdjęć

Zasadniczo fotometria lustrzanką cyfrową jest bardzo prostym procesem. Polega na wykonaniu zdjęć nieba, ich kalibracji, pomiarach fotometrycznych, redukcji danych do wielkości gwiazdowych i wprowadzeniu pomiarów do trwałego archiwum. Pozyskanie zdjęć jest najważniejszym z tych procesów, ponieważ jeżeli dane wejściowe są słabej jakości to taki sam będzie również wynik końcowy.

W tym rozdziale poznamy szczegóły prac przygotowawczych, które powinieneś przeprowadzić przed zrobieniem pierwszego zestawu zdjęć: wykonanie zdjęć kalibracyjnych, identyfikacja pola z gwiazdami w lunecie celowniczej, pozyskanie zdjęć i ocena ich jakości. Na koniec przedstawimy sztuczki doświadczonych fotometrystów korzystających z lustrzanek cyfrowych.

4.2. Prace przygotowawcze

4.2.1. Notatki

Bodajże jednym z najważniejszych aspektów tworzenia nauki jest przechowywanie dobrej jakości zapisków z tego co robiłeś. Może to brzmieć jak zbyt uproszczona koncepcja, ale dziennik konfiguracji sprzętu i sesji pomoże nie tylko zidentyfikować problemy z danymi lub procedurami obserwacyjnymi, ale również pozwoli innym badaczom powtórzyć doświadczenie, gdy zaistnieje taka potrzeba.

Notatka powinna przede wszystkim uwzględniać datę i czas wykonania zdjęć, obiekty dla których są zbierane dane naukowe, warunki pogodowe i wszelkie problemy podczas sesji obserwacyjnej. Dobrym pomysłem jest również okresowe notowanie temperatury, wilgotności i stanu nieba, ponieważ może to wpływać na jakość zdjęć. Nie zapomnij zanotować wszelkie nietypowe informacje dotyczących sesji obserwacyjnej lub sprzętu. Czy dzisiaj wieczorem światło w garażu sąsiada jest włączone, w przeciwieństwie do poprzedniej nocy? A może skończyło się zasilanie w środku sesji zdjęciowej i musiałeś zmienić akumulatorki?

4.2.2. Miejscówka, montaż i sterowanie aparatem fotograficznym

Podobnie jak podczas każdej innej sesji obserwacyjnej, większość pracy jest wykonywana w ciemności. Powinieneś znaleźć miejscówkę obserwacyjną, która jest wolna od przeszkód zarówno na niebie jak i na ziemi. W zależności od tego, czy używasz statywu, czy też montażu do teleskopu, zapoznaj się z położeniem i obsługą sterowania oraz funkcjonalnościami, które mogą być użyteczne. Jak na przykład w statywie wydłuża się nóżki? Jak zablokować rozstaw nóżek? Jak działają blokady w głowicy fotograficznej? Czy głowica jest wyposażona w szybkozłączkę? Spróbuj podpiąć aparat cyfrowy do montażu przy świetle dziennym i wybierając krańcowe położenia (np. zenit) sprawdź, że nic nie przeszkadza w celowaniu, że nie ma nic, co mogłoby się zaplątać lub zostać przypadkowo zniszczone podczas sesji obserwacyjnej. Jeżeli chodzi o aparat fotograficzny to powinieneś być zdolny znaleźć wszystkie następujące funkcje sterujące:

- nastawianie ostrości i pierścieni do zoomowania,
- manualne nastawianie ostrości (np. wyłącz autofokus),
- włącznik stabilizacji obrazu (wyłącz tę funkcjonalność),
- czas naświetlania/ekspozycji,
- liczba przysłony,
- ustawienie czułości ISO,
- format zapisu zdjęcia (ustaw RAW).

4.2.3. Zasilanie aparatu fotograficznego

Prawdopodobnie jedna z najbardziej przykrych „niespodzianek” podczas fotometrii lustrzanką cyfrową zdarza się, gdy wyłącza się zasilanie lub pojawia się komunikat o rozładowaniu akumulatora. W przeszłości niektórzy obserwatorzy zgłaszali, że szum tła w ich lustrzankach cyfrowych dramatycznie wzrastał, gdy spadało naładowanie akumulatora lub po jego wymianie. Wydaje się, że nie jest to problem dotyczący nowszych modeli aparatów cyfrowych. Jednak jest to kwestia, którą należy mieć na uwadze przy korzystaniu ze sprzętu starszego niż kilka lat. Jeżeli planujesz długą sesję obserwacyjną (bliską maksymalnego czasu pracy akumulatora), warto użyć zewnętrznego zasilania, a jeśli nie jest to możliwe w twoim miejscu obserwacji, mieć pod ręką drugi akumulator.

4.2.4. Mapki nieba

Szukanie gwiazdy zmiennej i jej gwiazd porównania bez dobrej jakości mapki nieba (ang. chart / finder chart) często jest zadaniem niewykonalnym. Więc upewnij się, że zabrałeś ją ze sobą na obserwację. Często szczególnie przydatne są mapki, które mają różne pola widzenia, a zwłaszcza z polami widzenia większymi niż aparat cyfrowy – patrz sekcja 3.5.1.

4.2.5. Plan obserwacji

Dobra sesja obserwacyjna rozpoczyna się od dobrze określonego planu. Sugerujemy stworzenie listy kontrolnej wymaganych czynności, aby uzyskać zdjęcia o wartości naukowej, szczególnie jeśli dopiero zaczynasz wykonywać fotometrię lustrzanką cyfrową. Jakie fragmenty nieba zamierzasz obserwować? Istotna jest znajomość położenia gwiazd porównania względem obiektu docelowego (pomaga mapka obserwacyjna). Jakie ustawienia aparatu cyfrowego będą wymagane? Ile zdjęć jest potrzebne? Wszystkie te szczegóły powinny być zapisane w twoim dzienniku obserwacyjnym w wersji papierowej lub elektronicznej.

4.3. Źródła szumu i stałe przesunięcie

Można się spodziewać, że wszystkie piksele na zdjęciu mają taką samą wartość ADU, gdy aparat cyfrowy jest oświetlony zupełnie jednolitym światłem. Jednak z taką sytuacją nigdy nie mamy do czynienia. Na rejestrowany sygnał wpływ ma kilka czynników, np. winietowanie obiektywu lub teleskopu, zmiana czułości pomiędzy pikselami w matrycy, kurz na różnych powierzchniach optycznych, statystyka zliczeniowa generowana przez przypadkowe momenty rejestracji fotonów, czy szum elektroniczny wytwarzany przez aparat cyfrowy.



Rysunek 4.1. Silnie rozciągnięty obraz równomiernie oświetlonej flatownicy. (Mark Blackford)

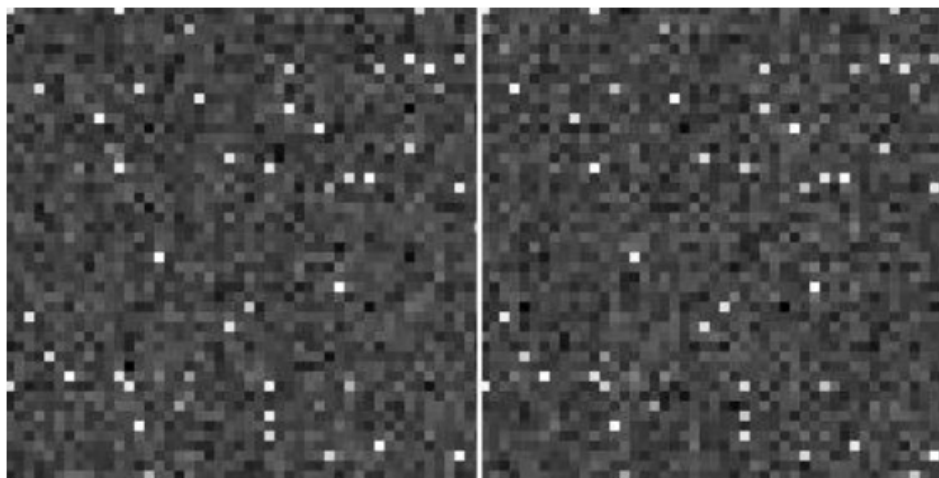
Na rysunku 4.1 możemy zobaczyć kilka wspomnianych wcześniej artefaktów. Okrągłe plamy są wynikiem obecności kurzu na elementach optycznych, zmniejszona jasność w narożnikach – winietowaniem, pionowe i poziome linie – zmianą czułości pikseli i szumem elektronicznym. Chociaż nie jest to oczywiste wizualnie, to artefakty te są również obecne na zdjęciach naukowych i powinny być usunięte przed podjęciem fotometrii.

Aby pozbyć się wspomnianych artefaktów należy zrobić serię zdjęć kalibracyjnych i wykonać pewną liczbę operacji matematycznych na zdjęciach naukowych, np. odjąć klatki kalibracyjne szumu i klatki kalibracyjne prądu ciemnego w celu usunięcia stałej składowej szumu, czy też podzielić otrzymany obraz przez klatkę kalibracyjną płaskiego pola, aby usunąć efekty winietowania i zmiany czułości pomiędzy pikselami, jak również cienie spowodowane kurzem. Szczegóły przeprowadzenia tych operacji można znaleźć w instrukcji do oprogramowania fotometrycznego. Ten rozdział dostarczy szczegółowego opisu artefaktów, które ta kalibracja próbuje zminimalizować. Więcej szczegółów znajdziesz w „*Handbook of Astronomical Image Processing*” autorstwa Berry i Burnell (Willman–Bell Publishers) lub w podobnych źródłach internetowych.

4.3.1. Szum losowy

Najłatwiejszym do zrozumienia artefaktem ze zdjęć jest szum losowy. Jest on całkowicie niezależny od szumu pomiędzy pikselami i pomiędzy kolejnymi zdjęciami. Na każdym zdjęciu struktura szumu losowego jest inna. Ziarnisty wygląd zdjęć (rysunek 4.2) zrobionych przy dużym ISO jest wywołany tym szumem, który generuje dodatnie i ujemne błędy w pomiarach wielkości gwiazdowych.

Istnieją dwa główne źródła szumu losowego na zdjęciach z lustrzanek cyfrowych. Pierwsze to szum Johnsona–Nyquista. Jest on generowany przez elektronikę kamery i jest spowodowany wzbudzeniem termicznym elektronów. Często jest określany jako „szum odczytu”. Drugim źródłem szumu jest szum śrutowy (ang. shot noise / Poisson noise), który jest związany z liczbą zarejestrowanych fotonów N i wynika ze statystycznej natury emisji fotonów w źródle. Szum śrutowy jest po prostu pierwiastkiem kwadratowym liczby wychwyconych fotonów.



Rysunek 4.2. Dwie 120–sekundowe ekspozycje (400 ISO, 20°C) tego samego fragmentu pikseli z negatywów cyfrowych RAW. Jasne piksele są impulsami prądu ciemnego i są takie same na obu zdjęciach. Ziarniste tło jest szumem losowym i jest inne na każdym zdjęciu. (Roger Pieri)

Szum losowy występuje na zdjęciach kalibracyjnych jak również na zdjęciach naukowych i nie może zostać usunięty. Jedynym sposobem na ograniczenie jego wpływu jest zwiększenie sygnału (w postaci fotonów) poprzez dłuższe ekspozycje zarówno na jednym zdjęciu o długim czasie naświetlania jak i przez „stertowanie” (dodawanie) kilku zdjęć o krótszym czasie ekspozycji, gdy istnieje ryzyko saturacji.

Wiele aparatów cyfrowych posiada wbudowane filtry programistyczne, które zmniejszają widzialność tego szumu na zdjęciach. Choć są one użyteczne przy codziennej fotografii, to zmieniają oryginalne dane na zdjęciach i nie powinny być wykorzystywane w fotometrii. Dlatego jakiegokolwiek ustawienia redukcji szumów w aparacie cyfrowym muszą być wyłączone podczas obserwacji fotometrycznych.

4.3.2. Szum o stałej strukturze FPN

W przeciwieństwie do szumu Johnsona–Nyquista i śrutowego (Poissona), szum o stałej strukturze (ang. FPN / Fixed Pattern Noise) nie jest losowy. Jest spowodowany wadami technologicznymi o trwałym charakterze. Uszkodzone piksele tworzą wzór, który jest powtarzalny od zdjęcia do zdjęcia. W przeciwieństwie do szumu losowego, szum o stałej strukturze może być oznaczony i usunięty podczas procesu kalibracji zdjęć.

Istnieje kilka rodzajów szumu o stałej strukturze, wliczając w to bias i stałe przesunięcia/offsety, martwe lub gorące piksele, prąd ciemny i impulsy prądu ciemnego. W następnych kilku paragrafach opiszemy dokładnie każdy z nich.

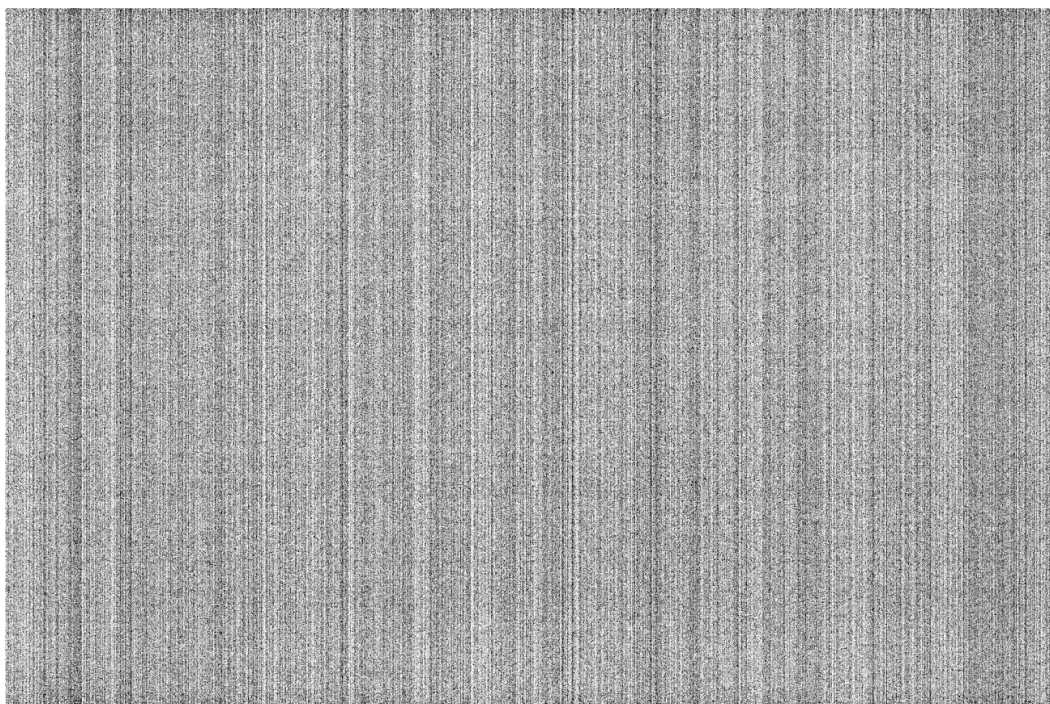
4.3.3. Bias i stałe przesunięcie

Bias jest drobnym przesunięciem poziomu czerni każdego piksela, który jest często łączony z organizacją / grupowaniem wierszy i kolumn pikseli. Może być jednolity dla wszystkich pikseli lub tworzyć paski w poziomie czerni na zdjęciach (patrz rysunek 4.3). Jego amplituda jest nadzwyczaj mała we współczesnych matrycach – zwykle to tylko kilka ADU.

***Uwaga!** Podobne wadliwe struktury (paski) pojawiają się na zdjęciach z lustrzanek cyfrowych. Nie powtarzają się one na każdym zdjęciu i nie można ich usunąć za pomocą kalibracji. Zwykle są spowodowane fałszywymi sygnałami wzbudzanymi przez układy elektroniki cyfrowej w bardzo czulej elektronice analogowej. Jednak są one na bardzo małym poziomie ADU i nie stanowią wielkiego problemu.*

Niektóre aparaty cyfrowe posiadają specjalne stałe przesunięcie/offset. Jest to idealnie wyznaczone przesunięcie kodowania poziomu czerni w pliku obrazowym. Często wynosi 1024 lub 2048 ADU w nowoczesnych aparatach cyfrowych. Uwzględnia ono możliwość zapisu ujemnych wartości szumu i pewne dryfowanie poziomu czerni. Ta cecha jest istotna przy obróbce danych fotometrycznych, ponieważ musi być odjęta przed wykonaniem wszelkich nieaddytywnych operacji matematycznych takich jak korekcja klatkami kalibracyjnymi płaskiego pola.

Bias i stałe przesunięcie obecne są na wszystkich zdjęciach naukowych i kalibracyjnych. Usuwane są przez odjęcie klatki kalibracyjnej z wzorcem szumu (ang. master-bias) – co opisano w dalszej części rozdziału.



Rysunek 4.3. Silnie rozciągnięta klatka kalibracyjna z wzorcem szumu (ang. master-bias), na której widać stały wzór szumu o amplitudzie kilku ADU (ISO 200). To zdjęcie posiada zarówno jednakowe przesunięcie od wartości 0 ADU jak i paski łączone z grupowaniem w kolumny i wiersze elektroniki adresującej. (Mark Blackford)

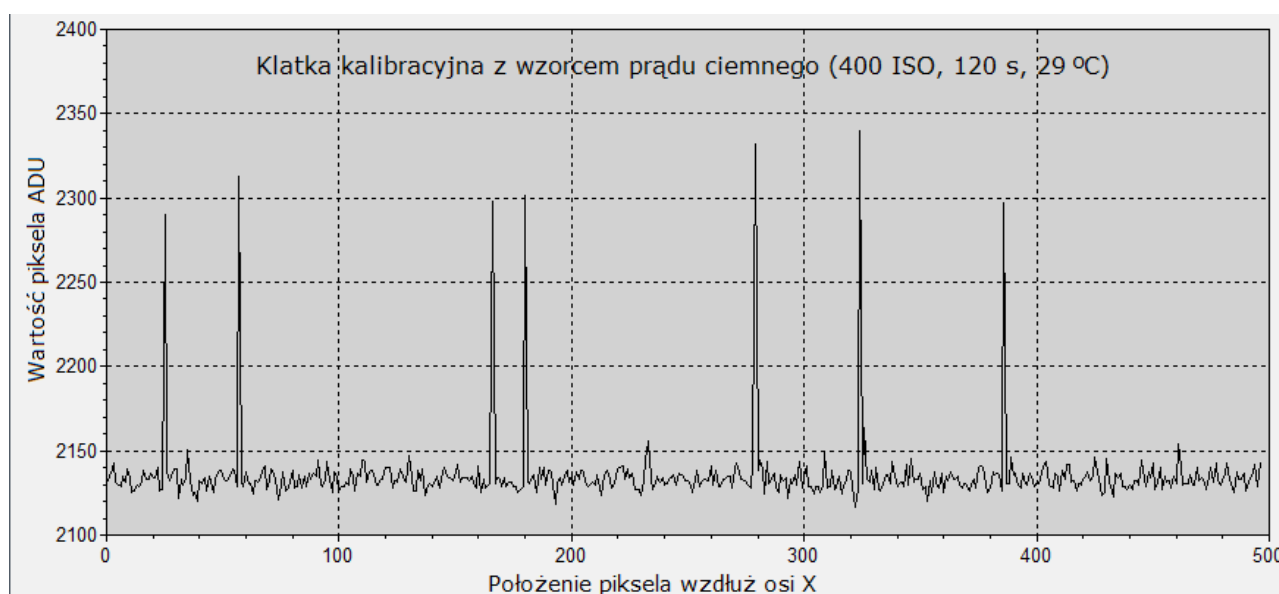
4.3.4. Martwe i gorące piksele

Martwe i gorące piksele są pikselami, które nie funkcjonują poprawnie. Martwe piksele nie reagują na światło i zwykle mają wartości ADU w pobliżu poziomu stałego przesunięcia. Gorące piksele mają zbyt wielki prąd ciemny (patrz poniżej) i duże wartości ADU w porównaniu z normalnymi

pikselami na obrazie. Są to wady przetwornika, które zazwyczaj są akceptowalne na jego brzegach, ale nie powinno ich być w ogóle lub ewentualnie kilka w obszarze centralnym.

Wzór wadliwych pikseli jest powtarzalny od zdjęcia do zdjęcia i może być skorygowany poprzez zapisanie ich współrzędnych w pliku (nazywanym mapą defektów), a następnie zastąpienie wartości ADU w tych pikselach na zdjęciach naukowych i kalibracyjnych wartościami interpolowanymi z otaczających pikseli. Wszystkie inne kroki kalibracyjne muszą być poprzedzone opisanym procesem.

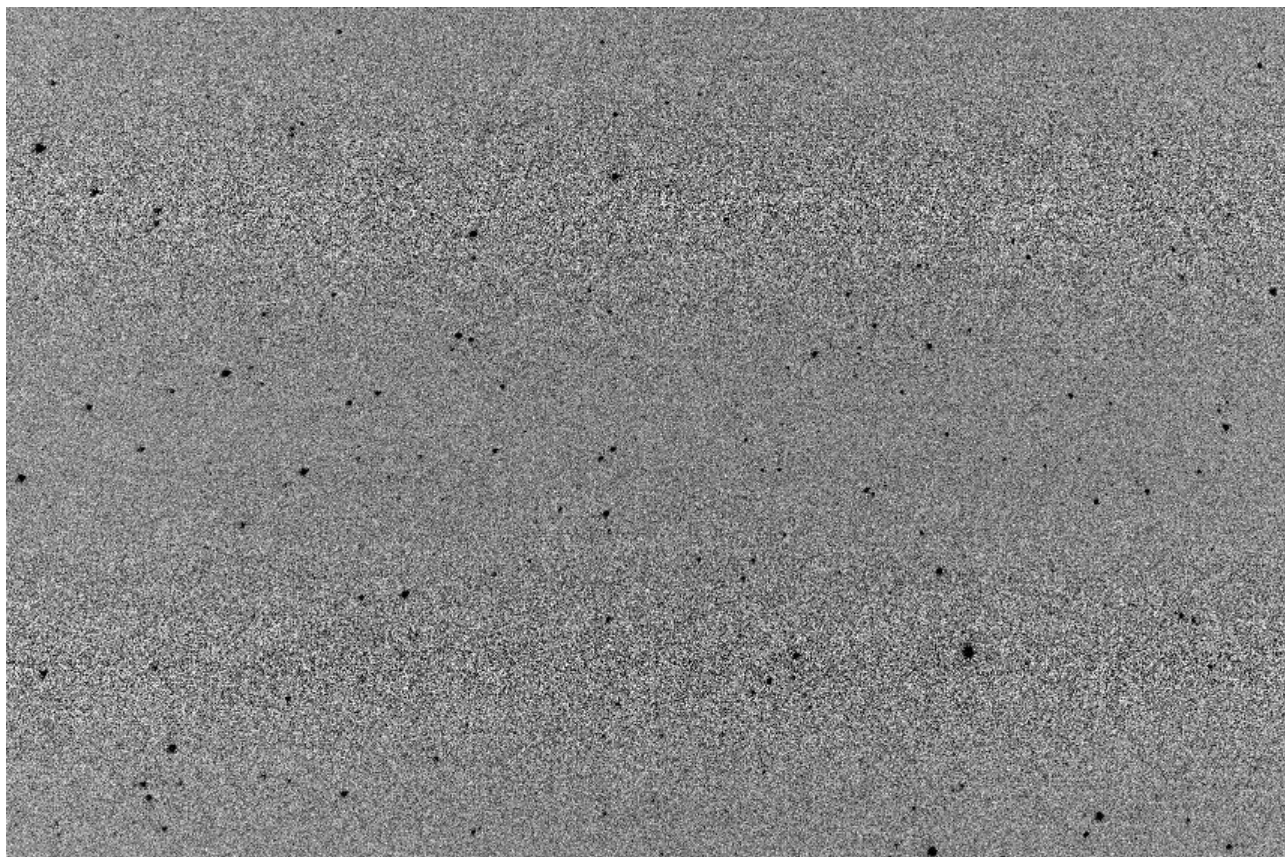
Gorące piksele wykrywane są na klatkach kalibracyjnych prądu ciemnego, a martwe piksele na klatkach kalibracyjnych płaskiego pola. Granica w ADU ustawiona przez użytkownika określa, które piksele zostaną uwzględnione. Przy ISO 100 granica 500~1000 ADU powyżej poziomu czerni klatki kalibracyjnej prądu ciemnego jest dobrym punktem startowym. Sprawdź podręcznik swojego oprogramowania fotometrycznego odnośnie dokładnej metody tworzenia mapy defektów.



Rysunek 4.4. Profil liniowy pokazujący wartości ADU wzdłuż około 500–pikselowego odcinka na zdjęciu o długim czasie naświetlania. Wahania około ~2140 zliczeń (ADU) spowodowane są szumem losowym. Silne impulsy to są gorące piksele. (Mark Blackford)

Procedura mapy defektów jest bardzo skuteczna, zabiera bardzo mało czasu przetwarzania na komputerze, a przygotowanie pliku nie wymaga poświęcenia czasu obserwacyjnego. Jeżeli jest dostępna w twoim programie do fotometrii, to zaleca się jej użycie. Mapa defektów może być używana przez kilka miesięcy. Jej aktualność jest ograniczona przez zjawisko starzenia się przetwornika.

Ważna uwaga! Podmiana defektów powinna zostać wykonana tylko wtedy, gdy mamy silne nadpróbkowanie. Jeżeli skaza wystąpi na profilu gwiazdy, to robimy założenie jaka być może poprawna interpolowana wartość i te założenia zawiodą, gdy sąsiednie piksele bardzo różnią się jasnością.



Rysunek 4.5. Horyzontalne paski lub pasma mogą wystąpić na zdjęciach wykonanych przez lustrzanki cyfrowe. Te paski normalnie są na bardzo niskim poziomie (kilka ADU) i są spowodowane przez szum w analogowych układach przetwornika przed układem ADC (skrót z j. ang. analogue-to-digital converter, przetwornik analogowo-cyfrowy). Istnieją algorytmy eliminujące te artefakty, ale nie są one popularne w oprogramowaniu astronomicznym. Właściwie zastosowane odjęcie tła na ogół zmniejsza to źródło szumu. (Roger Pieri)

4.3.5. *Prąd ciemny i impulsy termiczne*

4.3.5.1. *Zwykły prąd ciemny*

W przetwornikach obrazu CMOS fotodioda pracuje w trybie odwrotnej polaryzacji. Oznacza to przyłożenie dodatniego napięcia do katody względem anody. Prąd ze źródła jest blokowany. Pozostały prąd związany jest z elektronami uwolnionymi przez fotony padające na fotodiodę. Ale istnieje również inny niewielki prąd w każdej fotodiodzie – prąd odwrotny, który jest swego rodzaju wyciekiem w tym trybie blokowania. Prąd ten jest mały (około 0,1–1,0 elektronu na sekundę) i powoduje niewielki wzrost poziomu wyjściowego ADU dla piksela.

Zwykły prąd odwrotny jest uwzględniony w konstrukcji sensora i wszystkie piksele posiadają takie same dodatnie przesunięcie względem niego. Odpowiadająca temu akumulacja elektronów w pikselu jest proporcjonalna do czasu naświetlania. Skutkiem tego jest pewne podniesienie ogólnego poziomu czerni (mniej więcej coś jak poziom tła nieba). W zasadzie nie jest to widoczne w zdjęciach, ponieważ jest kompensowane przez elektronikę lustrzanki cyfrowej. Jedynym nieuwzględnionym efektem jest szum śrutowy, który zwiększa poziom szumu losowego dla długich czasów naświetlania.

Odwrotny prąd diodowy jest bardzo wrażliwy na temperaturę diody. Zazwyczaj podwaja się co 5 do 10°C. Dlatego wzrost ładunku elektronów jest proporcjonalny do czasu ekspozycji i wykładniczej funkcji temperatury sensora. Pomimo, że sama matryca CMOS często wytwarza bardzo mało ciepła (tzn. posiada małe rozpraszanie mocy), procesor aparatu cyfrowego podwyższa temperaturę otaczającą aparat. Zwykle aparat cyfrowy rozgrzewa się o 10°C po około jednej godzinie pracy – znacznie mniej niż wymagające chłodzenia kamery CCD. Zwykły prąd ciemny jest mniejszym problemem dla lustrzanek cyfrowych niż kamer CCD.

4.3.5.2. *Impulsy prądu ciemnego*

Amatorzy astrofotografii lustrzankami cyfrowymi często są nękani pewną liczbą (~3%) nietypowych pikseli, które mają znacznie wyższy prąd ciemny niż pozostałe. Te odstające od normy piksele wydają się znacznie jaśniejsze na obrazie i często są nazywane gorącymi pikselami lub „ciemnymi impulsami” (np. jasne piksele na rysunku 4.2). Impulsy prądu ciemnego nie są mierzalne podczas bardzo krótkich ekspozycji, ponieważ są one właściwie poniżej poziomu szumu losowego w większości najnowszych lustrzanek cyfrowych. Jednak stają się istotne przy dłuższych ekspozycjach.

Mimo że impulsy prądu ciemnego są naprawdę irytującą nieprawidłowością w astrofotografii, to jednak mają one mniejszy wpływ na fotometrię, gdzie światło jest celowo rozpraszane na kilkuset pikselach. Odjęcie tła i stertowanie / uśrednianie również zmniejsza wpływ tych impulsów.

4.3.6. *Wzorcowe klatki kalibracyjne*

Tworzenie wzorcowych klatek kalibracyjnych (co rekomendujemy w dalszej części tego rozdziału) również wprowadza dodatkowy szum losowy do zdjęć naukowych. Aby zminimalizować ten dodatkowy szum wykorzystujemy klatki kalibracyjne z wzorcem szumu, wzorcem prądu ciemnego i wzorcem płaskiego pola (ang. master-bias, master-dark, master-flat), składające się przynajmniej z 16 pojedynczych zdjęć, ale im więcej tym lepiej. Sygnał na zdjęciu skaluje się liniowo z liczbą klatek. Natomiast szum losowy zależy od pierwiastka kwadratowego liczby klatek. Dlatego stosunek sygnału do szumu (SNR / ang. signal-to-noise ratio) poprawia się wraz z liczbą dodanych zdjęć.

4.4. Zdjęcia kalibracyjne szumu, prądu ciemnego i płaskiego pola

4.4.1. *Zdjęcia kalibracyjne szumu*

4.4.1.1. *Klasyczna korekcja szumu*

Stała struktura szumu spowodowana biasem oraz każde stałe przesunięcie zwykle są usuwane ze zdjęć naukowych przez odjęcie klatki kalibracyjnej z wzorcem szumu (ang. master-bias). To uśrednione zdjęcie jest wykonywane przez stertowanie pewnej liczby klatek uzyskanych w całkowitej ciemności przy bardzo krótkim naświetlaniu i wartościach ISO użytych dla zdjęć naukowych.

Klatki kalibracyjne szumu mogą zostać zebrane w dowolnym momencie, ponieważ temperatura sensora i ustawienie ostrości nie są istotne. Pochmurne noce nadają się idealnie do przygotowania klatek kalibracyjnych z wzorcem szumu. Ustaw czas naświetlania na najkrótszy dostępny w lustrzance cyfrowej (zwykle 1/4000 część sekundy). Upewnij się, że żadne światło nie pada na sensor (nałożona zaślepka na obiektyw, zasłonięty wizjer, ciemny pokój) i wtedy zrób przynajmniej 16 lub nawet kilkadziesiąt zdjęć. W instrukcji programu znajdź wytyczne, jak przygotować klatkę z wzorcem szumu z tych pojedynczych zdjęć kalibracyjnych.

Oddzielna klatka kalibracyjna z wzorcem szumu powinna być zrobiona dla każdego ustawienia ISO wykorzystywanego w zdjęciach naukowych. Mogą one być używane przez miesiące. Ograniczeniem jest możliwe starzenie się elektroniki.

4.4.1.2. Sztuczna korekcja szumu

Odjęcie klatki kalibracyjnej z wzorcem szumu nieuchronnie dodaje pewną ilość szumu losowego (nawet, gdy kilkaset pojedynczych zdjęć szumu zostało wykorzystane do utworzenia klatki wzorcowej). Zamiast tego, niektórzy odejmują sztuczne zdjęcie, w którym wszystkie piksele posiadają taką samą wartość stałego przesunięcia, tzn. 1024 lub 2048 ADU. Powoduje to odjęcie stałego przesunięcia ze zdjęć naukowych i kalibracyjnych bez wprowadzania dodatkowego szumu losowego, ale kosztem pozostawienia szumu FPN w tej „sztucznej” klatce kalibracyjnej z wzorcem szumu.

4.4.2. Klatki kalibracyjne prądu ciemnego

Jest kilka sposobów korekcji prądu ciemnego. Wybór co użyć będzie zależał od konkretnej cechy kalibrowanych zdjęć i możliwości dostępnych w oprogramowaniu fotometrycznym.

4.4.2.1. Brak korekcji prądu ciemnego

Zdjęcia zarejestrowane z czasem ekspozycji krótszym od 30 sekund w niskich temperaturach otoczenia mogą nie pokazywać znacznego prądu ciemnego lub impulsów prądu ciemnego. Zwykle jest to argument na rzecz wykonania klatek kalibracyjnych płaskiego pola, gdzie typowe naświetlanie trwa tylko kilka sekund. W tej sytuacji korekcja prądu ciemnego nie jest konieczna i istotnie mogłaby dodać szum losowy bez znacznej poprawy dokładności fotometrycznej. Rozsądne byłoby sprawdzenie cech aparatu cyfrowego w różnych temperaturach i ustawieniach czasu naświetlania przed wybraniem opcji bez korekcji prądu ciemnego.

Prostym testem jest przetworzenie serii zdjęć z korekcją prądu ciemnego i bez. Jeżeli ta różnica jest tylko kilka mmag (mili–magnitudo) to oznacza, że gorące piksele nie są problemem. Kilka mmag może być łatwo dodane przez szum losowy podczas procesu korekcji klatki z wzorcem prądu ciemnego.

4.4.2.2. Wbudowana w aparat cyfrowy korekcja prądu ciemnego

Wiele lustrzanek cyfrowych posiada wbudowaną możliwość redukcji szumu podczas długich ekspozycji. Natychmiast po zrobieniu zdjęcia naukowego aparat cyfrowy wykonuje automatycznie kolejne zdjęcie dokładnie tak samo naświetlone, ale z zamkniętą migawką. Drugie zdjęcie jest odejmowane od pierwszego przed zapisem poprawionego pliku ze zdjęciem do karty pamięci lub komputera. Zarówno oryginalne zdjęcia naukowe jak i zdjęcia prądu ciemnego nie są zapisywane.

Zasadniczo wydaje się to dobrym pomysłem, ale w praktyce nim nie jest. Aparat cyfrowy wykorzystuje tylko jedno zdjęcie z prądem ciemnym na jedno zdjęcie naukowe, więc dodany szum losowy jest znacznie większy niż z klatki kalibracyjnej z wzorcem prądu ciemnego (zmniejsza się to po stertowaniu kilku zdjęć naukowych). Ważniejsze jest, że połowa czasu obserwacyjnego jest poświęcona na robienie klatek kalibracyjnych prądu ciemnego, więc liczba zdjęć naukowych znacznie się zmniejsza. Jediną korzyścią tego wbudowanego w aparat cyfrowy procesu jest to, że temperatura, w której zostały wykonane oba zdjęcia jest bardzo zbliżona, ale nie rekompensuje to jej wad w wystarczającym stopniu.

Ogólnie rzecz biorąc, wbudowane w aparat fotograficzny korekcje szumu przy długich czasach ekspozycji i inne podobne opcje powinny być wyłączone.

4.4.2.3. Klasyczna korekcja prądu ciemnego

W metodzie klasycznej wykonywane jest przynajmniej 16 zdjęć prądu ciemnego podczas sesji obserwacyjnej przy tych samych ustawieniach i warunkach jak w przypadku zdjęć naukowych (ISO, czas ekspozycji, temperatura). Każda ewentualna nieszczelność w aparacie fotograficznym musi zostać wyeliminowana (wizjer przysłonięty i założona zaślepka na obiektyw). Następnie wykonuje się klatkę kalibracyjną z wzorcem prądu ciemnego, wykorzystując wykonane wcześniej pojedyncze klatki kalibracyjne prądu ciemnego. Przejrzyj swoje oprogramowanie fotometryczne odnośnie szczegółów.

Trudności sprawia zrobienie zestawu zdjęć prądu ciemnego na tym samym poziomie impulsów prądu ciemnego jak zdjęcia naukowe, ponieważ temperatura sensora w lustrzance cyfrowej nie jest stabilizowana. Aby zminimalizować ten efekt, można wykonać połowę zdjęć prądu ciemnego przed początkiem zdjęć naukowych, a drugą połowę po obserwacjach. Proces ten ogranicza zakres temperatury, przy której są wykonywane zdjęcia naukowe i może prowadzić do lepszej korekcji prądu ciemnego.

Klasyczna korekcja prądu ciemnego jest zalecaną metodą dla fotometrii wykonywanej lustrzankami cyfrowymi.

4.4.2.4. Korekcja prądu ciemnego skalowana czasem ekspozycji

Obiekty w zależności od jasności mogą wymagać różnego czasu naświetlania. W przypadku klasycznej korekcji prądu ciemnego byłoby tu konieczne utworzenie klatki kalibracyjnej z wzorcem prądu ciemnego dla każdego użytego czasu ekspozycji kosztem dodatkowego czasu poświęconego wykonaniu pojedynczych zdjęć prądu ciemnego.

Niektóre pakiety fotometryczne posiadają możliwość skalowania klatek kalibracyjnych z wzorcem prądu ciemnego o długim czasie naświetlania, dzięki czemu mogą być wykorzystane do korekty krócej naświetlonych zdjęć naukowych. Ta funkcjonalność działa dość dobrze z kamerami CCD o stałym punkcie regulacji temperatury.

Jednak lustrzanki cyfrowe Canon i Nikon stosują pewne przetwarzanie, aby zmniejszyć działanie prądu ciemnego nawet na negatywy cyfrowe RAW. Skutek jest taki, że zgodnie z oczekiwaniami rozbieżność w klatkach kalibracyjnych prądu ciemnego powiększa się przy wydłużeniu czasu naświetlania, ale średnia wartość piksela nie wzrasta liniowo – zamiast tego pozostaje przy wartości stałego przesunięcia w zakresie kilku ADU. Dlatego korekcja prądu ciemnego skalowana czasem ekspozycji nie jest zalecana dla negatywów cyfrowych RAW firmy Canon i Nikon. Aparaty cyfrowe innych firm mogą się do tego nadawać lub nie – użytkownikom doradza się sprawdzenie zachowania się prądu ciemnego w aparatach przed przyjęciem procedury korekcji prądu ciemnego skalowanej czasem ekspozycji (patrz Dodatek A).

4.4.2.5. Zoptymalizowana korekcja prądu ciemnego

Bardziej wyrafinowana procedura, która jest dostępna w kilku pakietach fotometrycznych (np. IRIS i MaxIm DL), skaluje klatkę kalibracyjną z wzorcem prądu ciemnego, aby zminimalizować szum RMS finalnego obrazu. Ta procedura uwzględnia różnice temperaturowe pomiędzy klatkami kalibracyjnymi prądu ciemnego i zdjęciami naukowymi – nawet zmiany temperatury matrycy podczas sesji obserwacyjnej.

Zoptymalizowana korekcja klatek kalibracyjnych prądu ciemnego ponownie nie jest rekomendowana dla negatywów cyfrowych RAW firm Canon i Nikon z powodu podanego w ustępie 4.4.2.4.

4.4.3. Korekcja płaskiego pola

Klatki kalibracyjne płaskiego pola są zdjęciami równomiernie oświetlonego źródła, które ujawniają asymetrie lub artefakty konfiguracji optycznej aparatu cyfrowego. W przeciwieństwie do korekcji prądu ciemnego, korekcja płaskiego pola jest obowiązkowa dla wszystkich zdjęć przeznaczonych do fotometrii. Zdjęcia płaskiego pola muszą być wykonane za pomocą aparatu cyfrowego z teleskopem / obiektywem w tej samej konfiguracji (ogniskowa, przysłona, ISO, etc.) co zdjęcia naukowe. Czasy naświetlania muszą być tak dobrane, aby uniknąć prześwietlenia.

Znalezienie lub uzyskanie tak równomiernie oświetlonego źródła jest zadziwiająco trudne i doprowadziło do wielu dyskusji (nazwijmy je interesującymi) na forach i konferencjach AAVSO. Dlatego nie możemy (i nie ośmielimy się) zalecić jednej szczególnej metody. Przed pokazaniem kilku popularnych opcji przedstawimy kilka ogólnych rad.

Należy upewnić się, że każdy z kanałów RGB uzyskał wystarczające naświetlenie na każdym zdjęciu. Idealnie powinno ono wynosić około $2/3$ maksymalnej wartości ADU w aparacie cyfrowym. Większość lustrzanek cyfrowych dostępnych od około 2008 roku posiada 14 bitowe przetworniki analogowo–cyfrowe (ADC) z maksymalną wartością 2^{14} ADU = 16 384 ADU. Starsze modele tych lustrzanek często mają 12 bitowe moduły przetworników ADC z maksymalną wartością 2^{12} ADU = 4096 ADU. Maksymalną wartość ADU w aparacie cyfrowym możesz sprawdzić mierząc wartości pikseli na prześwietlonym zdjęciu.

Typowe czasy naświetlania klatek kalibracyjnych płaskiego pola wynoszą nie więcej niż kilka sekund, więc nie pojawiają się duże wartości prądu ciemnego. Jednak nadal są obecne sygnały biasu i stałego przesunięcia, które wymagają wyeliminowania w procesie kalibracji. Twoje oprogramowanie fotometryczne powinno poradzić sobie z tym procesem.

Ponieważ przyjmuje się, że klatki kalibracyjne płaskiego pola są zdjęciami równomiernie oświetlonego źródła, mogą one korygować winietowanie i zmiany czułości pomiędzy pikselami (o ile konfiguracja aparatu cyfrowego i teleskopu/obiektywu nie były zmieniane). Jednak cienie rzucane przez kurz mogą się zmieniać ze względu na jego ruch na powierzchniach optyki oraz na zmiany ogniskowej. W celu minimalizacji tego efektu, wyłącz w aparacie cyfrowym funkcjonalność ultradźwiękowego czyszczenia. Klatki kalibracyjne płaskiego pola powinny być wykonywane często, ale niekoniecznie każdej nocy, jeżeli ogniskowa lub inne parametry nie były zmieniane.

Tak jak przy wszystkich krokach kalibracyjnych, korekcja za pomocą płaskiego pola dodaje szum do kalibrowanego zdjęcia. Aby zredukować poziom dodawanego szumu, klatki kalibracyjne z wzorcem płaskiego pola są tworzone z wielu zdjęć płaskiego pola. Należy dążyć do zrobienia ich przynajmniej 16 lub więcej jeśli czas na to pozwala. Twoje oprogramowanie posiada funkcjonalność wykonania klatki kalibracyjnej z wzorcem płaskiego pola z pojedynczych klatek przy użyciu połączonej procedury średniej lub mediany. Opcja mediany zwykle jest lepsza, ponieważ obrazy gwiazd na pojedynczych klatkach kalibracyjnych płaskiego pola sfotografowanego nieba lub ślady promieniowania kosmicznego nie wpływają niekorzystnie na klatkę kalibracyjną z wzorcem płaskiego pola.

Niezależnie od wybranej metody powinieneś wykonać testy przedstawione w skrócie w dodatku B, aby sprawdzić jednorodność oświetlenia źródła światła.

4.4.3.1. Klatki kalibracyjne płaskiego pola wykonane o zmierzchu lub o świcie

Pole widzenia podczas fotografowania przez teleskop zwykle jest na tyle małe, że zdjęcia bezchmurnego nieba o zmierzchu/świcie (które są w miarę jednorodne w skali około stopnia) mogą

być użyte jako klatki kalibracyjne płaskiego pola. Niebo na klatkach kalibracyjnych płaskiego pola może być rejestrowane jedynie w ograniczonym czasie podczas zmierzchu i świtu, i może być konieczna zmiana czasu ekspozycji każdej klatki, aby zapewnić dostateczne naświetlenie w miarę jak zmienia się poziom światła.

Jeżeli wykonujesz klatki kalibracyjne płaskiego pola fotografując niebo o zmierzchu lub o świcie, to najlepiej jest wyłączyć prowadzenie teleskopu, aby wszystkie obrazy gwiazd na zdjęciach zostały rozciągnięte w różnych miejscach na każdej klatce płaskiego pola. Z klatki kalibracyjnej z wzorcem płaskiego pola usunie je opcja łączenia medianą (ang. „median combine”) a nie uśrednianie (ang. „averaging”) w programie fotometrycznym.

Dla pól widzenia większych od około stopnia uzyskanych obiektywami standardowymi lub teleobiektywami należy zastosować metody z pośrednim oświetleniem.

4.4.3.2. Klatki kalibracyjne płaskiego pola z kopuły obserwatorium

Odpowiednim obiektem do klatek kalibracyjnych płaskiego pola może być fragment matowej tablicy oświetlonej przez niebo o zmierzchu / świcie lub rozproszone sztuczne światło. Należy upewnić się, że ta tablica wypełnia więcej niż całe zdjęcie.

4.4.3.3. Klatki kalibracyjne płaskiego pola z flatownicy

Można również zbudować flatownicę i umieścić ją przed obiektywem do robienia zdjęć płaskiego pola. Pozwala ona na kontrolę poziomów oświetlenia i może być użyta w dowolnym momencie, zamiast oczekiwania na odpowiednie warunki o zmierzchu lub świcie. Instrukcje budowy flatownicy są dostępne w Internecie. Jeden prosty, ale skuteczny projekt jest opisany w książce pt. „*Handbook of Astronomical Image Processing*”, której autorami są Richard Berry i James Burnell.

4.4.3.4. Klatki kalibracyjne płaskiego pola z elektroluminescencyjnego panelu

W ostatnich latach panele elektroluminescencyjne (EL) stały się łatwo dostępne i niektórzy z sukcesem używają ich do robienia zdjęć płaskiego pola. Są one mniej nieporęczne niż tradycyjne flatownice i łatwiejsze w użyciu pod gołym niebem, ale mogą być dość drogie. Jednorodność oświetlenia niektórych paneli EL nie jest wystarczająca do fotometrii, więc zachęcamy do sprawdzenia ich w sposób pokazany w dodatku B.

4.4.3.5. Klatki kalibracyjne płaskiego pola z komputerowego monitora

Monitor komputerowy może zapewnić wystarczająco jednorodne źródło oświetlenia do przygotowania klatek kalibracyjnych płaskiego pola. Należy wyświetlić biały ekran (może być pusty dokument Worda) i umieścić kilka kartek białego papieru pomiędzy ekranem i obiektywem, aby zmniejszyć natężenie i rozproszyć światło. Ekspozycje powinny trwać kilka sekund, by zredukować zjawisko migotania ekranu.

Nie wszystkie monitory są odpowiednie. Niektóre mają nierówne natężenie światła wzdłuż ekranu lub posiadają zmiany natężenia zależne od kąta widzenia. Niektórzy użytkownicy informowali o kiepskich wynikach po użyciu obiektywów z krótkimi ogniskowymi.

4.5. ISO i czasy ekspozycji

Gdyby istniała lista dziesięciu najważniejszych pytań („top ten”) na temat fotometrii wykonywanej lustrzankami cyfrowymi, to pytania na temat czasów ekspozycji, ustawień ISO i zapewnienia zdjęciom jakości fotometrycznej z pewnością zajmowałyby najwyższe pozycje. Wybranie tych ustawień wymaga głębokiego zrozumienia zarówno charakterystyki szumu aparatu cyfrowego jak

i celów naukowych, które zamierzasz osiągnąć. W tym ustępie wyjaśnimy trudny kompromis pomiędzy czułością i dokładnością, i dostarczymy kilka wskazówek na temat optymalnych ustawień.

4.5.1. Ustawienia ISO, błąd kwantyzacji i zakres dynamiczny

Ustawienie właściwego ISO to wybór mniejszego zła. Jak już omawiano w rozdziale 2, ustawienie ISO po prostu dopasowuje wzmocnienie na wzmacniaczu wykorzystywanym do odczytu wartości pikseli. Można by oczekiwać, że wysokie ISO będzie idealne do fotometrii, ale nie zawsze tak jest. Przy wysokim ISO aparat cyfrowy pokaże słabsze obiekty, lecz wzmocni nie tylko światło gwiazd, ale również szum. Dodatkowo wysokie ISO zmniejsza zakres dynamiczny aparatu cyfrowego (zakres jasności zawartej na zdjęciu). W ten sposób wysokie wartości ISO ograniczają zakres różnic w wielkościach gwiazdowych / magnitudo², które aparat cyfrowy będzie zdolny zarejestrować.

W przypadku odwrotnym, przy niskich wartościach ISO, małe różnice ładunku elektrycznego będą przypisywane do tej samej wartości przez konwerter analogowo–cyfrowy ADC, a tym samym zostanie utracona dokładność detektora. Taka sytuacja nazywana jest „błędem kwantyzacji”. Błąd ten można łatwo zilustrować w prosty sposób za pomocą następującego zdjęcia czystego, niebieskiego nieba na plaży (patrz rysunek 4.6). Z codziennego doświadczenia wiemy, że jasność czystego nieba zmienia się płynnie wzdłuż gradientu. Jednak jeżeli aparat cyfrowy nie potrafi dostrzec subtelnych zmian jasności, to tworzy się dziwnie wyglądający obraz, w którym zdjęcie ma wygląd „schodkowy” taki jak na rysunku 4.6.



Rysunek 4.6. Niebo na tym zdjęciu jest rozdzielone na nieciągłe pasma spowodowane błędem kwantyzacji.

Artefakt ten jest więcej niż tylko brzydki. W odniesieniu do fotometrii wykonywanej lustrzankami cyfrowymi pogarsza to również wartość zdjęcia jako podstawy do fotometrii. Zdjęcie plaży powinno wykorzystywać setki różnych wartości natężenia światła do pokazania nieba, a tutaj używa się tylko pięciu, co powoduje podział nieba na wyglądające nierealistycznie strefy (błąd kwantyzacji występuje również przy wysokich ISO, ale w tym wypadku występuje on, ponieważ wzmocnienie jest tak wielkie, że dodanie jednego elektronu oznacza zwielokrotnienie poziomów ADU).

2. (przypis tłumacza) W tym podręczniku używane są zamiennie bezwymiarowe jednostki jasności ciał niebieskich: magnitudo - wielkość gwiazdowa.

Ustawienie ISO 200 lub 400 powinno zapewnić właściwą równowagę pomiędzy dokładnością i szumem, z mniejszymi wartościami ISO (np. 100) użyteczniejszymi dla gwiazd jasnych. Dlatego jeżeli twój temat badawczy będzie dotyczył dużego zakresu magnitudowego, to raczej powinieneś trzymać się mniejszych wartości ISO. Tak samo w przypadku, gdy obserwujesz obszar nieba z dużą liczbą gwiazd o zbliżonym magnitudo, to wyższe wartości ISO mogą być akceptowalne dopóki nie powodują one prześwietlenia gwiazd.

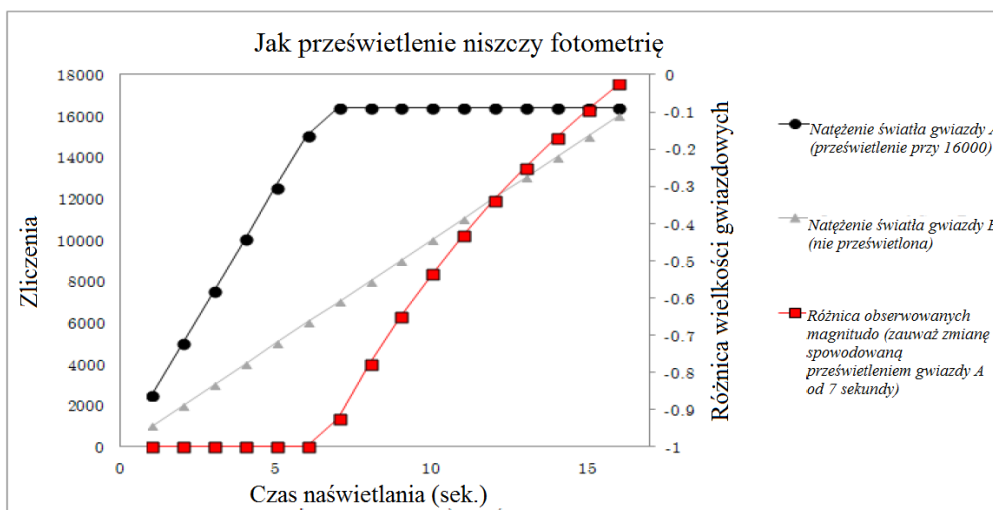
4.5.2. Czas ekspozycji, saturacja i nieliniowość

W przypadku fotometrii należy upewnić się, że zdjęcia posiadają jakość fotometryczną. Niezbędne jest, aby obserwator potrafił ustawić właściwy czas ekspozycji w celu uniknięcia problemów z prześwietleniem i nieliniowością.

Rozumienie pojęcia liniowości wymaga krótkiej, odrobinę technicznej dygresji na temat tego, jak lustrzanki cyfrowe wykrywają światło. Kiedy światło uderza w piksel na sensorze, generuje ładunek elektryczny w pikselu, który jest proporcjonalny do natężenia światła. Tym samym, jeżeli gwiazda A jest 2 razy jaśniejsza od gwiazdy B, to powinna wytworzyć w oświetlanych pikselach ładunek elektryczny dwukrotnie większy. Jednak istnieje maksymalna ilość ładunku, którą dany piksel może utrzymać. Kiedy ta granica zostanie osiągnięta, piksel nie może przyjąć dodatkowego ładunku, więc kolejne fotony nie spowodują proporcjonalnego wzrostu ładunku utrzymywanego przez ten piksel. Mówimy wówczas o saturacji. W pewnym sensie, raz wysycony piksel staje się „ślepy” przez pozostały czas naświetlania i nie będzie już posiadał liniowej reakcji na światło. Nie niszczy to aparatu cyfrowego, ale oznacza, że nie można wykonać wartościowej fotometrii prześwietlonej gwiazdy. Nie ma to wpływu na fotometrię nieprześwietlonych gwiazd na tym zdjęciu. W praktyce bezwzględnie konieczne jest zagwarantowanie, że zarówno gwiazda docelowa jak i gwiazdy porównania i testowe nie są prześwietlone.

Blisko związana z saturacją jest nieliniowość. Zwykle, gdy światło ze stałego źródła pada na piksel, pojawia się bezpośrednia liniowa zależność pomiędzy czasem ekspozycji (naniesionym na osi X) i ładunkiem elektrycznym (natężenie – naniesione na osi Y). Na przykład podwojenie czasu ekspozycji powinno podwoić natężenie w danym pikselu. Jednak dla detektorów CCD, gdy piksel osiąga nasycenie, niegdyś liniowa zależność staje się nieliniowa. Na przykład przy prawie prześwietlonym obrazie gwiazdy, wzrost czasu ekspozycji o 10% może spowodować tylko 5% przyrostu ładunku (zamiast oczekiwanych 10%). Nieliniowość w fotometrii jest bardziej niebezpieczna niż prześwietlenie, ponieważ jest mniej oczywista do zauważenia. Sprawdzenie liniowości twojego aparatu cyfrowego jest przydatnym ćwiczeniem (szczegóły – patrz dodatek E).

Dlaczego powinniśmy przejmować się prześwietleniem i nieliniowością? Fotometria opiera się na założeniu, że istnieje bezpośrednia liniowa zależność pomiędzy tym jak jasna wydaje się gwiazda na zdjęciu, a jej rzeczywistą jasnością. Kiedy piksel przestaje reagować liniowo na światło, to założenie przestaje obowiązywać, ponieważ ładunki elektryczne zbierane przez nieliniowe/wysycone piksele nie zgadzają się z rzeczywistą jasnością gwiazdy. Na rysunku 4.7 gwiazda A jest o jedno magnitudo jaśniejsza niż gwiazda B, ale kiedy gwiazda A staje się prześwietlona, różnica w magnitudo zmierza od -1 do 0 pomimo, że żadna z gwiazd nie zmienia prawdziwej jasności. Dlatego bardzo ważne jest poznanie wartości ADU, przy której aparat cyfrowy zaczyna się wysycić.



Rysunek 4.7. Założenie, że jasność gwiazdy jest liniowo powiązana z mierzonymi zliczeniami zostaje zaburzone, gdy gwiazda zaczyna wysycać detektor jak pokazano tutaj dla gwiazdy A.

Najłatwiejszą metodą uniknięcia problemu z prześwietleniem jest po prostu zachowywanie maksymalnej jasności obiektu, gwiazdy testowej i porównania poniżej 75% maksymalnej wartości dla aparatu cyfrowego. Jeżeli posiadasz starszy 12-bitowy aparat cyfrowy, to maksymalne natężenie wynosi 2^{12} lub 4096 zliczeń. Dlatego dla bezpieczeństwa potrzebowałbyś utrzymać natężenie poniżej około 3100 zliczeń. Dla 14-bitowych aparatów cyfrowych 12300 zliczeń powinno być bezpieczną granicą. Te granice są bardzo zachowawcze, ale dopuszczają zmiany warunków obserwacji takich jak seeing lub przezroczystość, które mogą doprowadzić gwiazdę do prześwietlenia.

Wybieranie ustawień ISO i czasu ekspozycji może być czasochłonnym procesem. Odsyłamy do tabel 2.3 i 2.4 w rozdziale 2 po wskazówki wyjściowe. Dobrze jest spędzić kilka pierwszych wieczorów z fotometrią lustrzankową, starając się wyczuć optymalne ustawienia aparatu cyfrowego dla obiektów, którymi się interesujesz.

4.6. Szukanie i kadrowanie pola widzenia

Z początku jest to jedna z najbardziej denerwujących części krzywej uczenia się – szczególnie, gdy korzystasz ze statywu fotograficznego. Jednak procentuje tutaj doświadczenie prowadzenia obserwacji wizualnych. Te same problemy, które masz szukając wizualnie pola widzenia, dotyczą fotometrii lustrzankami cyfrowymi. Różnica polega na tym, że twoje pole widzenia będzie mniejsze. Oto kilka zaleceń:

- Naucz się korzystać z mappek nieba, aby znaleźć pole widzenia wizualnie i/ lub lornetką.
- Ćwicz na polach widzenia, które są łatwe do znalezienia i kadrowania.
- Znajdź najbliższą jasną gwiazdę dla obszaru z twoim obiektem. Użyj ją do zgrubnego celowania.
- Patrzenie przez aparat cyfrowy, który jest wycelowany wysoko w niebo dla wielu ludzi jest trudne. Rozważ zakup szukacza z kątownką do aparatu cyfrowego.
- Kup szukacz red-dot-finder, który mocuje się do gorącej stopki w aparacie cyfrowym. Zrób jedną próbną ekspozycję i sprawdź ją w aparacie cyfrowym. Użyj funkcjonalność zoomowania w aparacie cyfrowym, aby zidentyfikować asteryzmy, które mogą pomóc w dalszym celowaniu.

4.7. Tajniki pozyskiwania danych naukowych

Przed zakończeniem tego rozdziału pragniemy po raz kolejny powtórzyć kilka głównych kwestii, aby pomóc przeprowadzić efektywną sesję obserwacyjną z dobrymi (tzn. naukowo użytecznymi) wynikami.

Podczas pozyskiwania danych naukowych wykonaj następujące czynności:

- Ustaw w aparacie cyfrowym format RAW (np. Nikon .nef lub .nrw, Canon .cr2 lub .crw).
- Sprawdź poprawność ustawienia daty i czasu w aparacie cyfrowym. Jeżeli jest to możliwe, ustaw raczej czas UTC zamiast czasu lokalnego. Jeżeli w aparacie musi pozostać czas lokalny to upewnij się, że jest tak dokładny i precyzyjny jak to tylko możliwe (najlepiej co do sekundy), i czytelnie zanotuj w dzienniku obserwacyjnym różnicę pomiędzy czasem w aparacie cyfrowym i czasem UTC.
- Nieco rozogniskuj gwiazdy do punktu, w którym są okrągłe i zajmują kilka pikseli. Gwiazdy powinny być okrągłe i całkowicie wypełnione. Jeżeli zaczynają wyglądać jak obwarzanki to posunąłeś się za daleko. Obrazy gwiazd mogą być całkiem inne po obu stronach ogniskowej. Eksperymentuj i wyznacz, po której stronie ogniskowej jest on najlepszy dla twojego obiektywu.
- Używaj funkcjonalność „live-view”, aby sprawdzić ogniskową i kadrowanie pola widzenia, ale wyłącz ją gdy nie jest potrzebna. Ciepło z wyświetlacza może zwiększyć szum matrycy, emitowane światło może zmniejszyć akomodację i niepotrzebnie zwiększyć zużycie mocy – szczególnie, gdy używasz akumulatorów.
- Wykonuj zdjęcia przy niskich ustawieniach ISO (zwykle 200–400). Pomimo, że wyższe wartości ISO są bardziej czułe, to jednak wraz z nimi następuje utrata dokładności (zakres dynamiczny).
- Wyłącz w aparacie cyfrowym opcje redukcji szumów lub wbudowane opcje przetwarzania obrazów.
- Wyłącz opcje ultradźwiękowego automatycznego czyszczenia optyki w aparacie cyfrowym.
- Poćwicz operowanie aparatem w domu przed zabraniem go pod nocne niebo.
- Trzymaj się małego zestawu ustawień ISO i przysłony (f/liczba), aby ograniczyć liczbę klatek kalibracyjnych.
- Ustaw równowagę bieli na światło dzienne, chociaż nie powinno to mieć wpływu na negatywy cyfrowe.

Rozdział 5. Przetwarzanie zdjęć i ocena

5.1. Przegląd

W tym rozdziale zostanie ogólnie opisane, jak ze zdjęć naukowych uzyskać dokładną fotometrię – skalibrowany pomiar jasności gwiazdy zmiennej w konkretnym momencie czasu. Po pozyskaniu zdjęć głównymi krokami w tym procesie są: (1) sprawdzenie, że wszystkie zdjęcia kalibracyjne i naukowe nadają się do fotometrii; (2) użycie zdjęć kalibracyjnych, opcjonalne wyrównanie pozycji gwiazd do tych samych pikseli i stertowanie zdjęć, by zwiększyć stosunek sygnału do szumu; (3) wyodrębnienie pojedynczych kanałów RGB z obrazu (–ów); (4) wykonanie fotometrii aperturowej obiektu i gwiazd porównania; (5) wykonanie końcowych sprawdzeń jakościowych. Proszę zauważyć, że kroki 2 i 3 zależą od możliwości twojego oprogramowania fotometrycznego i mogą wymagać zmiany kolejności.

Zakładamy, że przed rozpoczęciem zapoznałeś się z instrukcjami do pozyskiwania zdjęć z rozdziału 4 i posiadasz pełny zestaw zdjęć kalibracyjnych razem ze zdjęciami naukowymi. Reasumując upewnij się, że posiadasz:

- zestaw zdjęć kalibracyjnych szumu, z których można utworzyć klatkę kalibracyjną z wzorcem szumu (przynajmniej 16, a najlepiej o wiele więcej);
- zestaw zdjęć kalibracyjnych prądu ciemnego, z których można utworzyć klatkę kalibracyjną z wzorcem prądu ciemnego (przynajmniej 16, a najlepiej o wiele więcej);
- zestaw zdjęć kalibracyjnych płaskiego pola, z których można utworzyć klatkę kalibracyjną z wzorcem płaskiego pola (przynajmniej 16, a najlepiej o wiele więcej);
- wszystkie naukowe zdjęcia.

Będziemy zakładali, że podczas wykonywania zdjęć naukowych i kalibracyjnych zastosowano właściwe czasy ekspozycji, które zapewniają odpowiedni poziom sygnału, ale zapobiegają prześwieceniu gwiazd będących przedmiotem zainteresowania. W części tego rozdziału sprawdzisz, że naprawdę o to chodzi, ale poza tym nie będziemy tutaj dyskutowali o pozyskiwaniu zdjęć.

Test liniowości aparatu cyfrowego powinien być wykonany przed rozpoczęciem systematycznego zbierania danych. Najlepiej wykonać go raz dla każdego używanego aparatu cyfrowego i przechowywać notatki z wynikami do przyszłych sesji obserwacyjnych. Powinieneś również wykonać testy przedstawione w dodatkach A i B, aby zweryfikować charakterystykę szumową aparatu cyfrowego i oszacować, czy posiadasz „odpowiednio płaskie” klatki kalibracyjne płaskiego pola.

5.2. Wstępne przetwarzanie i ocena zdjęć

Przed redukcją jakichkolwiek danych najlepiej jest przeprowadzić wrywkową kontrolę kilku zdjęć, aby upewnić się, że nadają się do fotometrii. Na samym początku należy wykonać proste czynności: sprawdzić, czy zdjęcia mają poprawny rodzaj i informację nagłówkową.

5.2.1. Nagłówek zdjęcia

Przed wykonaniem zdjęć wybrałeś ustawienia aparatu cyfrowego, które zamierzasz użyć (ustawienie czasu ekspozycji, ISO, równowagę bieli, typ pliku, przysłonę, etc.). Sprawdź nagłówek zdjęcia i potwierdź, że naprawdę uzyskałeś to co zamierzałeś. (Zdarzało się, że w planach było użycie f4, ale zimną, ciemną i późną nocą przez nieuwagę wybrano zupełnie inną wartość.)

5.2.2. Oryginalny format zdjęcia

Potwierdź, że oryginalny format zdjęcia to „RAW” (rozszerzenie pliku jest zwykle *.CR2 dla aparatów cyfrowych Canon i *.NEF – Nikon). Nie można uzyskać użytecznej fotometrii na skompresowanych plikach w formacie „JPEG” (*.jpg). Twoje oprogramowanie do przetwarzania zdjęć może wykonać konwersję plików RAW do formatu FITS. Jest to pożądana i pełna konwersja, która zachowuje całą informację z oryginalnego zdjęcia.

5.2.3. Data i czas zdjęcia

Upewnij się, że znacznik czasu (ang. timestamp) w nagłówku zdjęcia wygląda poprawnie. Negatyw cyfrowy powinien zawierać znacznik czasu, który dokładnie odnotowuje czas wykonania zdjęcia. Wystrzegaj się błędów ustawień zegara w aparacie cyfrowym, czasu letniego i zmiany daty o północy.

Większość aparatów cyfrowych zapisuje moment, w którym została uruchomiona migawka, tzn. początek naświetlania. Twoje oprogramowanie fotometryczne może zmodyfikować czas na zdjęciu lub dodać inne słowo kluczowe w taki sposób, aby czas zapisany w nagłówku kalibrowanego zdjęcia stanowił środek czasu naświetlania:

$$T_{\text{środek}} = T_{\text{początek}} + 0,5 * T_{\text{naświetlania}} \quad [\text{równanie 5.1}]$$

Większość oprogramowania fotometrycznego próbuje również przeliczyć czas wykonania zdjęcia na UT (Universal Time) na podstawie informacji o strefie czasowej, którą podałeś w programie. Należy starannie sprawdzić, że czynność ta została wykonana poprawnie. Przynajmniej kilka razy na początku pracy z programem upewnij się, że czas UT zapisany na zdjęciu jest poprawny.

Większość programów również oblicza Datę Juliańską, która odpowiada środkowi czasu naświetlania zdjęcia. Jest to preferowany czas systemowy przy raportowaniu danych fotometrycznych do AAVSO. Powtórzmy jeszcze raz – istotne jest sprawdzenie, że data i czas ustawione są poprawnie kilka razy na początku pracy z programem lub przy każdorazowej zmianie jakichkolwiek ustawień związanych z czasem w programie albo w aparacie cyfrowym.

5.3. Zastosowanie klatek kalibracyjnych, stertowanie i grupowanie pikseli

Kalibracja jest wymagana do korekcji winietowania i cieni rzucanych przez kurz, zmiennej czułości pikseli i różnych źródeł szumu. Kalibracja za pomocą wzorcowych klatek kalibracyjnych (ang. master – ...) musi być zastosowana w następującej kolejności, aby zagwarantować, że systematyczne efekty są właściwie usuwane:

1. Utworzyć klatki kalibracyjne z wzorcem szumu, wzorcem prądu ciemnego i wzorcem płaskiego pola (ang. master–bias, master–dark i master–flat).
2. Odjąć klatkę kalibracyjną z wzorcem szumu od klatki kalibracyjnej z wzorcem prądu ciemnego, klatki kalibracyjnej z wzorcem płaskiego pola i wszystkich zdjęć naukowych.
3. Odjąć klatkę kalibracyjną z wzorcem prądu ciemnego od wszystkich zdjęć naukowych (ale nie od klatki kalibracyjnej z wzorcem płaskiego pola, ponieważ czasy naświetlania klatek kalibracyjnych płaskiego pola wynoszą zwykle kilka sekund; dlatego korekcja zdjęciami kalibracyjnymi prądu ciemnego nie jest konieczna).
4. Wszystkie zdjęcia naukowe podzielić przez znormalizowaną klatkę kalibracyjną z wzorcem płaskiego pola.

Twoje oprogramowanie fotometryczne posiada wbudowane funkcje do wykonywania wzorcowych klatek kalibracyjnych i użycia ich do zdjęć naukowych. Zarówno klatki kalibracyjne szumu, jak i prądu ciemnego po prostu odejmuje się od zdjęcia (ponieważ skutkiem szumu i prądu ciemnego

jest dodanie tła do sygnału) i dlatego oprogramowanie będzie odejmowało zliczenia z każdego piksela z klatek kalibracyjnych szumu lub prądu ciemnego od analogicznego piksela na zdjęciu, do którego korekcja jest stosowana.

Z drugiej strony, płaskie pole jest korektą multiplikatywną, ponieważ różnice oświetlenia pola powodują, że część średniego strumienia jest przekazywana w jednostce czasu i ten ułamek zmienia się z położeniem w płaszczyźnie ogniskowej. Oprogramowanie normalizuje płaskie pole tak, że średnia wartość piksela wynosi 1000 i następnie dzieli każdy piksel zdjęcia naukowego przez analogiczną wartość znormalizowanego płaskiego pola. Na przykład jeżeli dany piksel płaskiego pola ma 97% wartości średniej, to dzielisz wartość piksela na zdjęciu naukowym przez 0,97. Warto ponownie przypomnieć, że oprogramowanie powinno zrobić to wszystko w tle. Zwykle będziesz musiał podać programowi tylko nazwy klatek kalibracyjnych szumu, prądu ciemnego i płaskiego pola i następnie stosować się do wskazówek dotyczących korekcji zawartych w programie.

5.3.1. Wyrównanie i stertowanie

Dla większości projektów fotometrycznych z lustrzankami cyfrowymi, gwiazdy docelowe są na tyle jasne, że mogą być łatwo sfotografowane przy każdym dostępnym czasie naświetlania. Jednak w niektórych sytuacjach (np. słabe gwiazdy zmienne), może być konieczne najpierw wyrównanie pozycji gwiazd do tych samych pikseli (ang. aligning), a następnie stertowanie (ang. stacking) kilku zdjęć, aby zwiększyć efektywny stosunek sygnału do szumu SNR obiektu. Większość programów do fotometrii ma pewne funkcjonalności do wykonania tych czynności (prawie) automatycznie. Dla negatywów cyfrowych RAW jest ważne, aby w pierwszej kolejności rozdzielić kanały kolorów RGB z każdego zdjęcia przed wyrównaniem i stertowaniem w pojedynczej barwie – w przeciwnym razie może wystąpić pomieszenie kanałów kolorów.

Jest kilka metod wyrównania pojedynczych zdjęć. Niektóre z nich tworzą estetycznie atrakcyjne obrazy gwiazd, ale mogą degradować dane fotometryczne. Podczas wyrównywania zdjęć fotometrycznych oprogramowanie powinno korzystać z pełno-pikselowych kroków lub metody interpolacji liniowej natężenia dla sub-pikselowych przesunięć.

Istnieje też kilka metod stertowania wyrównanych zdjęć. Stertowanie z użyciem mediany jest rekomendowane do fotometrii, ponieważ chwilowe zdarzenia takie jak ślady satelitów lub promieniowania kosmicznego wpływające na jedno lub kilka pojedynczych klatek nie będą miały niepożądanego wpływu na finalny stertowany obraz.

Jeżeli wykonujesz stertowanie, to spójrz na wynikowe zdjęcia krytycznym okiem. Sprawdź, czy pojedyncze zdjęcia są właściwie wyrównane i przyjrzyj się ich nagłówkom, aby potwierdzić poprawne działanie znacznika czasu. Powinien on być automatycznie korygowany do czasu średniego dla zestawu zdjęć.

5.3.2. Grupowanie pikseli

Podobnie jak stertowanie, grupowanie pikseli (ang. binning) jest procedurą opcjonalną. Grupowanie pikseli łączy sygnał kilku sąsiednich pikseli w obraz o mniejszych rozmiarach, ale o nieco większym stosunku sygnału do szumu SNR. Większość programów fotometrycznych posiada wbudowaną tę funkcjonalność, ale nie każdy z nich właściwie uwzględnia specyfikę maski Bayera w danych lustrzanki cyfrowej. Może to prowadzić do mieszania danych z sąsiednich pikseli R, G i B – tym samym powodując bezużyteczność zdjęć po grupowaniu pikseli dla celów fotometrycznych. Sprawdź dokumentację programu przed wykonaniem grupowania pikseli na zdjęciu i wyjaśnij temat, by uniknąć niepożądanych efektów.

Aby uniknąć tych problemów najpierw rozdziel kanały kolorów RGB z każdego zdjęcia (sekcja 5.4) przed grupowaniem pikseli.

5.4. Rozdzielenie kolorów RGB (wyodrębnienie)

Jak już dyskutowano w rozdziale 2, lustrzanki cyfrowe posiadają macierz filtrów czerwonych, zielonych i niebieskich, pokrywających pojedyncze piksele sensora i każdy piksel ma dokładnie jeden z kolorowych filtrów. Ta stała struktura, nazywana maską / mozaiką Bayera, jest główną właściwością lustrzanek cyfrowych. Do analizy fotometrycznej konieczne jest wyodrębnienie obrazów w osobnych kanałach kolorów i praca z każdym kolorem osobno. Często tylko kanał zielony jest wykorzystywany do fotometrii lustrzankowej, ponieważ najbliższej odpowiada on astronomicznemu filtrowi V. Jednak użyteczna fotometria może być również przeprowadzona na kanałach R i B.

Proces rozdzielania pikseli zielonych od czerwonych i niebieskich czasami nazywa się „debayering”. Jednak nie jest to całkiem poprawne. Debayering (lub demozaiikowanie) odnosi się do procesu tworzenia kolorowego obrazu (każdy piksel posiada wartości ADU dla R, G i B) z informacji zakodowanej w odcieniach szarości oryginalnego obrazu RAW. Natomiast my chcemy rozdzielić kanały z kolorami R, G i B w oryginalnym obrazie RAW z odcieniami szarości w tzw. procesie rozdzielania / separacji kolorów. Wynikowe pliki są również w odcieniach szarości.

Wiele programów fotometrycznych potrafi wyodrębnić pojedyncze kanały kolorów z obrazów RAW, aczkolwiek ta procedura może być inna dla każdego programu. Na przykład AIP4Win wyodrębnia oba kanały zielone i prezentuje je jako połączony obraz o tej samej wielkości jak zdjęcie początkowe. MaxIm DL działa inaczej, wyodrębniając każdy kanał zielony z osobna. Najlepszą procedurą jest wyodrębnienie obu kanałów zielonych, wspólne ich uśrednienie i przeprowadzenie fotometrii na wynikowym obrazie. Upewnij się, że obiekt i gwiazda porównania nie są prześwieczone na oryginalnym lub wynikowym obrazie.

Rozdzielenie kolorów może być wykonane przed lub po kalibracji zdjęć. Nie jest istotna kolejność, którą wybierzesz dopóki całość danych (klatki kalibracyjne i naukowe) jest traktowana identycznie.

5.5. Post–kalibracyjna ocena zdjęć

Zatem ponieważ zarejestrowałeś i skalibrowałeś już zdjęcia w sposób opisany powyżej, powinieneś uważnie zweryfikować kilka klatek, aby upewnić się, że nadają się do fotometrii. Poniżej znajdziesz listę rzeczy wartych przeanalizowania. Każdy program do fotometrii posiada indywidualne komendy, które posłużą do wykonania czynności z tej listy.

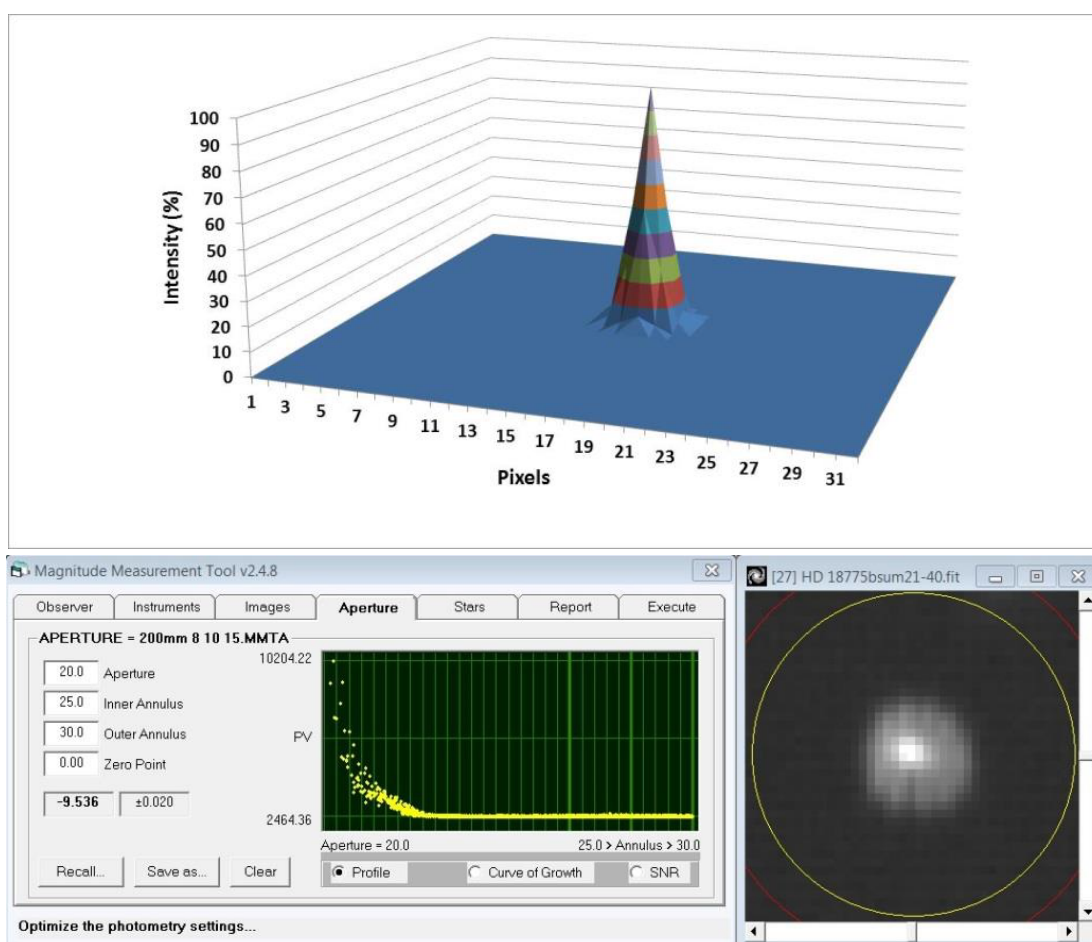
5.5.1. Wielkość i kształt obrazów gwiazd

Ogólnie rzecz biorąc, oprogramowanie fotometryczne oczekuje okrągłych lub tylko nieco eliptycznych obrazów gwiazd. Nadmierne wydłużenie śladów gwiazd (ang. trailing) wymagałoby większych apertur pomiarowych, które wprowadzają więcej szumu. Jeśli używasz montażu bez prowadzenia, to czasy ekspozycji powinny być zachowane na tyle krótkie, by zminimalizować ten efekt. Dobry montaż będzie minimalizował artefakty na zdjęciach wymuszone wibracjami.

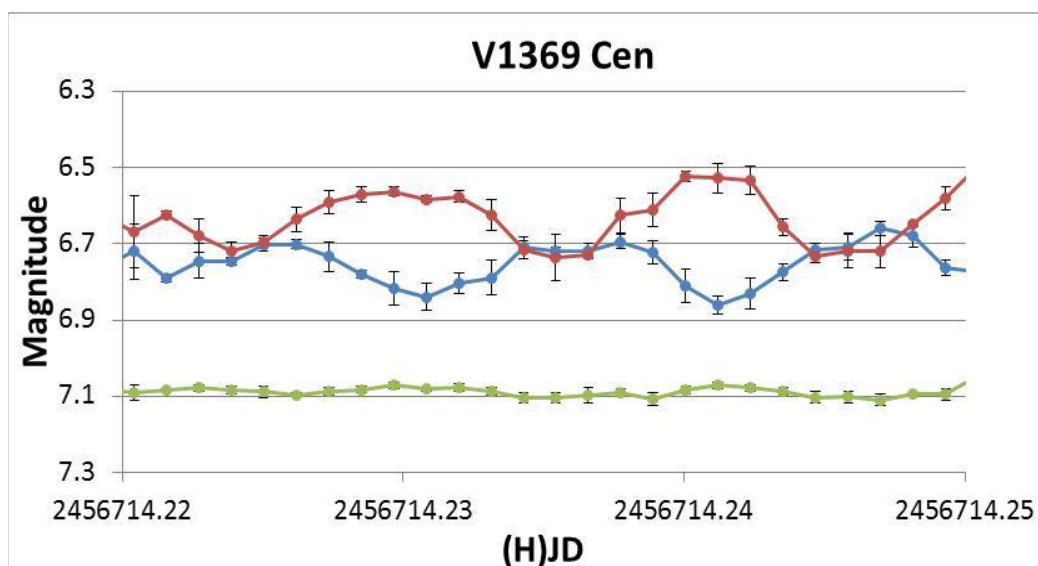
Twój program fotometryczny powinien być zdolny pokazać profil natężeniowy obrazów gwiazd jako wykres. Profil nie powinien być ani zbyt wąski, ani zbyt szeroki. Szerokość profilu gwiazdy jest opisana przez jej wartość szerokości połówkowej FWHM (szczegółowy opis – patrz strona Wikipedii http://pl.wikipedia.org/wiki/Szerokość_połówkowa). FWHM (skrót z j. ang. Full–Width–at–Half–Maximum) gwiazd na negatywach cyfrowych RAW (przed kalibracją i rozdzieleniem kanałów kolorów) powinno być nie mniejsze niż około 8–10 pikseli. Jest to gwarancja, że obraz gwiazdy jest dobrze próbkowany we wszystkich czterech kanałach kolorów.

Przeprowadź następujący eksperyment myślowy. Jeżeli ostrość byłaby wystarczająco dobra, to całe światło gwiazdy powinno znaleźć się tylko w jednym pikselu, na przykład czerwonym. Sąsiednie zielone i niebieskie piksele nie zarejestrowałyby żadnego światła od gwiazdy. Fotometria takiego obrazu mogłaby fałszywie pokazać, że gwiazda jest jasna w czerwonych długościach fali, ale bardzo słaba w niebieskich i zielonych. W praktyce ostre obrazy gwiazd nie są pojedynczymi punktami świetlnymi, ale mają w przybliżeniu kolisty symetryczny, gaussowski rozkład natężenia od jasnego rdzenia, gwałtownie zanikając do poziomu tła w obrębie kilku pikseli (rysunek 5.1). Większość światła gwiazdy przypadłoby na jeden piksel, jednakże pewne natężenie będzie zarejestrowane w otaczających pikselach. Fotometria obrazu mogłaby wskazać nadwyżkę koloru centralnego piksela i zmniejszoną jasność w kolorach otaczających pikseli.

Jeżeli obraz gwiazdy dryfuje po sensorze w czasie ze względu na niedoskonałe prowadzenie, to centralne maksimum będzie się przesuwało przez wiele pikseli. Dlatego względna jasność w każdej barwie będzie się zmieniała zależnie od koloru piksela, na który pada centroid. Rysunek 5.2 pokazuje mierzone wielkości gwiazdowe BVR Nova Centauri 2013 (V1369 Cen) od zbyt mocno zogniskowanej czasowej serii obserwacji zebranych 12 lutego 2014 roku. Krzywe blasku B i R pokazują oscylacje spowodowane dryfem i błędem okresowym napędu montażu w RA. Krzywa blasku V pokazuje tylko oscylacje o bardzo małej amplitudzie (ponieważ dwa kanały zielone są wspólnie uśrednione) niemal niwelując ich indywidualne oscylacje.



Rysunek 5.1. Górny panel: syntetyczny gaussowski rozkład natężenia przedstawiający bardzo ostry obraz gwiazdy z $\text{FWHM} = 2$ piksele. **Dolny panel:** wykres profilu (po lewej) pokazujący jasny rdzeń i szerokie otoczenie niewystarczająco rozogniskowanego obrazu gwiazdy (po prawej). (Mark Blackford)



Rysunek 5.2. Krzywa blasku Nova Cen 2013 (V1369 Cen) w barwach B (niebieska linia), V (zielona linia) i R (czerwona linia) ze zdjęć za mało rozogniskowanych. Oscylacje są artefaktami matrycy filtrów Bayera, błędów okresowego montażu i dryftu spowodowanego niedoskonałym ustawieniem osi polarnej. (Mark Blackford)

Eksperyment i symulacja wskazują na to, że obrazy gwiazd powinny być rozogniskowane przynajmniej na 8 pikseli w FWHM, aby uniknąć problemów z podpróbkowaniem (Variable Stars South Newsletter, styczeń 2015 r., strona 17).

Czy obrazy gwiazd mogą być za duże? Ogólnie rzecz biorąc, gwiazdy znacznie większe od około 30 pikseli mogą być trudne do obsługi w programach fotometrycznych. Również w miarę jak obrazy gwiazd stają się coraz bardziej rozległe zwiększa się ryzyko, że światło z jednej gwiazdy rozszerzy się na inne i zepsuje oszacowanie jasności jej sąsiadek. Dlatego sprawdź FWHM obiektu, gwiazd porównania i testowych, i upewnij się, że są one wystarczająco duże do dobrego próbkowania, jednocześnie wystarczająco małe, by wiarygodnie umieścić fotometryczną aperturę pomiarową wokół gwiazdy, która zbierze w zasadzie całe jej światło. Dobierz fotometryczną aperturę pomiarową, która jest odpowiednio dopasowana do mierzonych gwiazd.

Twój program fotometryczny może mieć narzędzie do testowania efektu dopasowania wielkości apertury zarówno do mierzonego strumienia jak i stosunku sygnału do szumu SNR (na przykład w programie AIP4Win – MMT photometry tool). Na początek ustaw średnicę $\approx 2,5\text{--}3$ razy FWHM, aby szybko rozpocząć wykonywanie sensownej fotometrii. Jednak pamiętaj, że w celu otrzymania dokładnych pomiarów trzeba przeprowadzić testy, aby wybrać optymalną aperturę pomiarową (patrz sekcja 5.6.1).

5.5.2. Maksymalna wartość ADU i stosunek sygnału do szumu

Obrazy obiektu, gwiazd porównania i testowej muszą być wystarczająco jasne, by dać dobry stosunek sygnału do szumu, ale nie za jasne, żeby nie przeświecić. Umieść fotometryczną aperturę pomiarową po kolei nad każdą gwiazdą (obiekt, gwiazda porównania i testowa) i sprawdź dwa parametry: maksymalną wartość ADU i stosunek sygnału do szumu SNR. Maksymalna wartość ADU musi być poniżej poziomu przeświecenia / wysycenia matrycy aparatu cyfrowego. Jeżeli obrazy gwiazd są prześwieczone to jedynym rozwiązaniem jest powtórne wykonanie zdjęć po modyfikacji ustawień, aby zmniejszyć maksymalną wartość ADU. Ewentualne modyfikacje ustawień obejmują zastosowanie krótszych czasów ekspozycji, wybranie mniejszej przysłony lub użycie nieco większego rozogniskowania, aby rozłożyć światło gwiazd na więcej pikseli.

Skalibrowane obrazy naukowe mają mniejszą wartość prześwietlenia w ADU niż negatywy cyfrowe RAW, ponieważ stałe przesunięcie (1024 lub 2048 ADU) zostało odjęte podczas wykonywania korekcji szumu.

Przy okazji, wymóg pozostawania w granicy wysycenia matrycy aparatu cyfrowego jest jedną z najgłębszych różnic pomiędzy robieniem zdjęć dla „ładnych obrazków” ciał niebieskich i fotografowaniem w celu uzyskania pomiarów naukowych: zdjęcia naukowe wydają się raczej nijakie i „sprane” w porównaniu do pięknych ujęć (które z zasady prześwietlają gwiazdy, aby stworzyć przyjemniejszy wizualnie efekt).

5.5.3 Nakładanie się gwiazd tła

Jeżeli gwiazda tła, która jest tak blisko twojej gwiazdy docelowej (lub gwiazdy porównania czy testowej), że zachodzi całkowicie lub częściowo na aperturę pomiarową, to światło gwiazdy tła będzie psuło (lub zanieczyszczało) fotometrię. Dlatego zbadaj obszar w pobliżu twojej gwiazdy docelowej, gwiazdy porównania i testowej pod kątem wszelkich gwiazd tła – nawet dość słabych obiektów. Zapisz pozycję wszystkich potencjalnie nakładających się gwiazd tła i spróbuj wybrać średnicę apertury pomiarowej, która je wykluczy.

Przydatne jest sprawdzenie w dobrym programie–planetarium, czy w obrębie około 5 magnitudo jasności gwiazdy docelowej, porównania i testowej znajdują się jakiekolwiek potencjalnie nakładające się gwiazdy tła. Możesz nie być w stanie zobaczyć ich na zdjęciu, ale ich ewentualna obecność będzie dodawać światło do mierzonej apertury. Zalecaną metodą postępowania jest utrzymywanie ich poza mierzoną aperturą. Jeżeli nie jest to wykonalne, to zanotuj w swoim raporcie istnienie gwiazdy tła.

Problem zanieczyszczenia tła gwiazdami będzie bardziej prawdopodobny na celowo nieostrych zdjęciach. Również zastosowanie montażu bez prowadzenia może spowodować nakładanie się śladów gwiazd tła na gwiazdę docelową (lub porównania albo testową). Stosując krótsze czasy naświetlania i stertując je po kalibracji można odzyskać stosunek sygnału do szumu, który został utracony przez użycie krótszych czasów naświetlania.

5.5.4. Jednorodność tła

Zbadaj cały kalibrowany obraz pod kątem dwóch aspektów jakościowych: płaskość tła nieba i cirrusy. Rozciągnij kontrast zdjęcia, aby uwydatnić bardzo drobne różnice jasności – czy widzisz ślady obwarzanków z nieostrych drobinkami kurzu (pierścienie, które pojawiają się na zdjęciach z powodu drobinek kurzu na powierzchniach optycznych) lub znaczne nieskorygowane winietowanie (które może oznaczać, że coś jest nie tak z twoją kalibracją płaskiego pola)? Jeżeli ten efekt jest widoczny i zmiany ADU są większe od kilku procent dla maksymalnych wartości zliczeń w ADU dla gwiazdy docelowej / gwiazdy porównania / gwiazdy testowej, to wtedy prawdopodobnie powinieneś wyjaśnić przyczynę i ponownie zrobić kalibrację płaskiego pola.

Inna obserwowana niejednorodność na zdjęciach może pochodzić od samego nieba. Cienkie chmury cirrusowe i smugi kondensacyjne po przelocie samolotów, które nie były widoczne gołym okiem, mogą pojawić się jako struktura zmieniającej się poświaty nieba i przezroczystości na zdjęciu. Dostrzeżenie tego efektu jest bardziej prawdopodobne na zdjęciach o dużym polu widzenia, takich jak te zrobione standardowymi obiektami (np. ogniskowa mniejsza od kilkuset mm). Na zdjęciach o małym polu widzenia zrobionych przez teleskop najprawdopodobniej FOV jest na tyle małe, że występują pomijalne zmiany poświaty nieba i ekstynkcji na całym zdjęciu.

Czasami obraz może zawierać oczywisty artefakt (światła samolotu, smugi kondensacyjne, satelitę, cirrusa itp.), który nie znajduje się w pobliżu gwiazdy docelowej, porównania lub testowej. W takiej

sytuacji prawdopodobnie bezpieczne jest zignorowanie tego artefaktu i wykonanie pomiarów na zdjęciu mimo to. Jeżeli na pewno problemem jest cienki cirrus to spodziewaj się pewnych powiązań z tym fluktuacji fotometrycznych. Zależnie od projektu, pojawienie się cirrusów może wymagać uświadomienia sobie tego efektu i krytycznego sprawdzenia wyników fotometrii w kontekście obecnie znanych zmiennych warunków na niebie lub (w najgorszym przypadku) odłożenia na bok zdjęć i spróbowania ponownie kolejnej nocy.

Ile zdjęć powinieneś sprawdzić? Do pewnego stopnia zależy to od programu obserwacyjnego. Jeżeli badasz gwiazdę, której jasność zmienia się wolno (powiedzmy gwiazda typu Mira Ceti, której charakterystyczny czas oscylacji to kilka miesięcy), to wtedy możesz zrobić w nocy tylko kilka zdjęć naraz. W tym przypadku krytycznie sprawdź jedno lub dwa zdjęcia. Przy innym skrajnym przypadku przyjmijmy, że badasz układ zaćmieniowy o okresie kilku godzin. Wtedy będziesz wykonywał zdjęcia przez całą noc mniej więcej co minutę. Podczas całonocnej sesji fotograficznej, poza jasnością twojej gwiazdy docelowej zmienić może się wiele. Dlatego wybierz kilka zdjęć do przebadania – po kilka z początku, ze środka i z końca sesji obserwacyjnej. Jeżeli gwiazdy stają się nieostre podczas nocy obserwacyjnej, to ostrość obiektywu może się zmieniać z kierunkiem obserwacji lub temperaturą.

Wykonując tą krytyczną ocenę zdjęć podczas kilku pierwszych nocy obserwacyjnych i kilku pierwszych projektów nauczysz się sporo o swoim aparacie cyfrowym i ustawieniach, które są najodpowiedniejsze dla twoich gwiazd docelowych i projektu. Zachowaj notatki z ustawieniami aparatu cyfrowego, użytymi obiektywami i innymi danymi jak również zapiski odnośnie końcowej jakości zdjęć. Krótko mówiąc, będziesz mógł ustalić najlepszy zestaw parametrów (szczególnie czas naświetlania) na podstawie jasności gwiazdy docelowej, gwiazdy porównania i testowej, użytego obiektywu lub teleskopu i typowych warunków miejsca obserwacji.

Skoro zdjęcia naukowe zostały już skalibrowane, następnym krokiem będą pomiary sygnału uzyskanego od gwiazdy docelowej, gwiazdy testowej i porównania. Rozdział 6 poświęcony jest temu zagadnieniu.

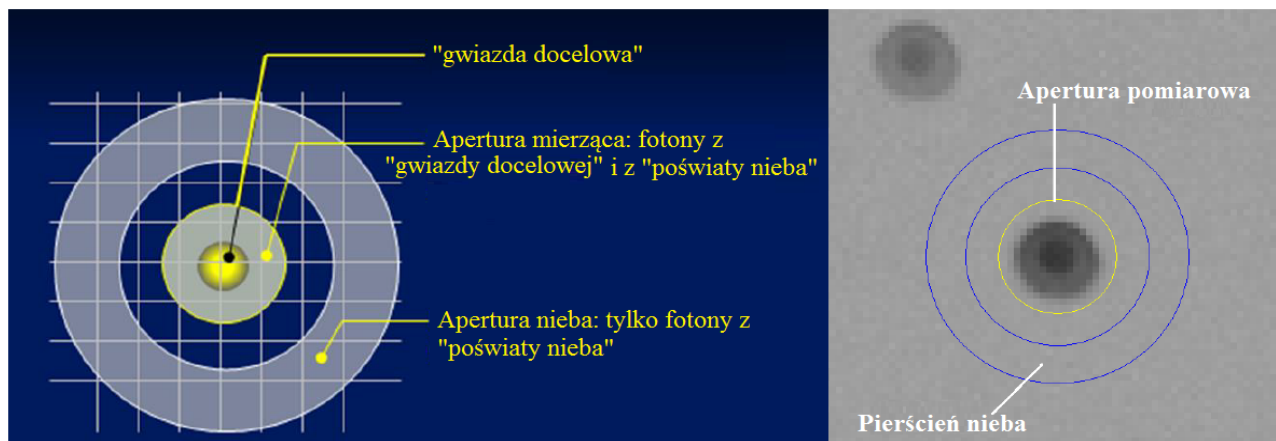
Rozdział 6. Fotometria – od pomiaru do wielkości gwiazdowej

Istnieje kilka metod wykonywania fotometrii; dwie, o których można przeczytać, to dopasowanie funkcji rozmycia punktu (PSF, od ang. point-spread function) oraz odejmowanie obrazów (ang. image subtraction). Obie metody rzadko są zawarte w komercyjnych pakietach do analizy fotometrycznej, ale są wykorzystywane w środowisku zawodowych astronomów. Na przykład możesz natknąć się na wzmianki o fotometrii wykonywanej za pomocą pakietu zwanego „DAOPHOT”. Jest to bardzo potężny (ale skomplikowany) pakiet dopasowania PSF, stworzony w latach 80-tych ubiegłego wieku przez Petera Stetsona w Dominion Astrophysical Observatory. Pożytek z metod takich jak wymienione polega na tym, że działają one na bardzo zatłoczonych polach, gdzie obrazy gwiazdy docelowej mogą nakładać się na pobliskie gwiazdy lub gdzie jest trudno albo niemożliwe zmierzyć tło nieba bez interferencji ze strony słabych pobliskich gwiazd. Obie te metody wykraczają poza zakres tego podręcznika.

Metoda omówiona przez nas nazywana jest fotometrią aperturową i jest zdecydowanie najbardziej powszechną techniką używaną zarówno przez amatorów jak i zawodowców.

6.1. Fotometria aperturowa

W fotometrii aperturowej trzy koncentryczne koła są zakreślane wokół gwiazdy docelowej, gwiazdy testowej i porównania (rysunek 6.1). Pole wewnętrznego koła odnosi się do apertury mierzącej lub pomiarowej (ang. measuring / measurement aperture). Pusta przestrzeń pomiędzy pierwszym i drugim kołem jest nazywana przerwą (ang. gap), a pole pomiędzy dwoma zewnętrznymi kołami – pierścieniem nieba (ang. sky annulus) lub aperturą nieba (ang. sky aperture).



Rysunek 6.1. Schematyczny (z lewej) i powiększony (z prawej) fragment zdjęcia skalibrowanego z wyodrębnionym kolorem, który prezentuje aperturę pomiarową i pierścień nieba ustawione na mierzonej gwieździe. (Robert Buchheim i Mark Blackford)

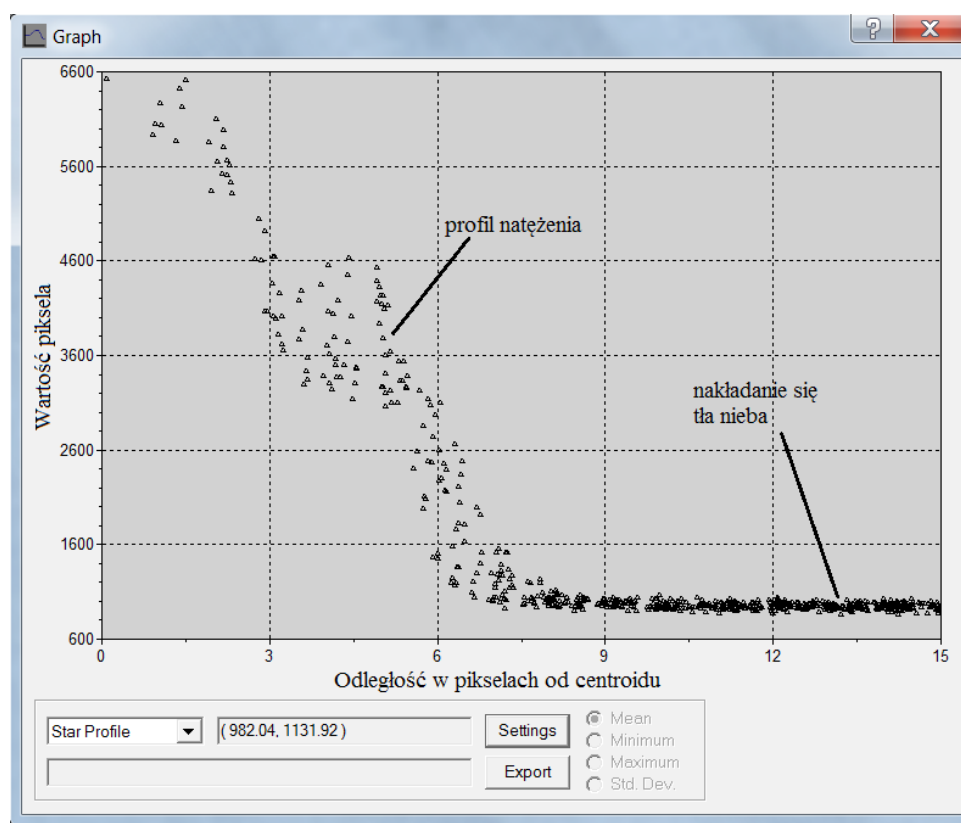
Oprogramowanie fotometryczne wymaga, aby użytkownik podał promienie trzech okręgów i zidentyfikował mierzone gwiazdy, zwykle klikając na każdą gwiazdę na zdjęciu referencyjnym. Program określa pozycję centralną (środek obrazu gwiazdy) i rysuje okręgi wokół tego centroidu.

Dla każdej gwiazdy program oblicza całkowitą liczbę ADU w obrębie apertury pomiarowej (która zawiera gwiazdę i tło nieba) i średnią wartość ADU piksela w pierścieniu nieba, biorąc pod uwagę piksele kwadratowe częściowo przecięte przez kołowe apertury (rysunek 6.1 – z lewej). Ponieważ obrazy są celowo nieostre, każda gwiazda będzie zajmowała wiele pikseli (rysunek 6.1 – z prawej).

6.1.1. Wybór promienia apertury pomiarowej

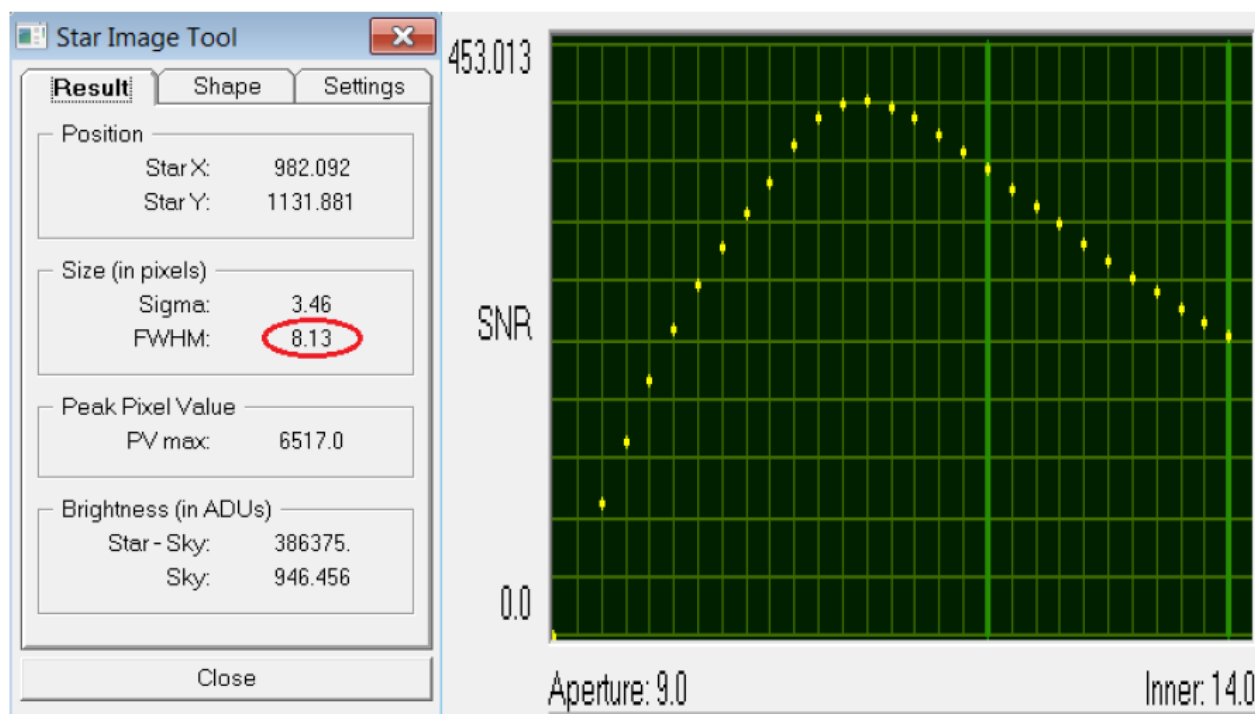
Promień apertury pomiarowej, zwykle określany w pikselach, musi być taki sam dla wszystkich gwiazd mierzonych na zdjęciu. Promień ustawia się w taki sposób, aby zawierał ogromną większość sygnału samej gwiazdy przy jednoczesnym minimalizowaniu wielkości sygnału pochodzącego z innych źródeł, takich jak poświata nieba i gwiazdy tła. Dobrą metodą wyboru właściwego promienia apertury jest wykreślenie profilu natężenia najjaśniejszej mierzonej gwiazdy, wykorzystując zwykle dostępne w oprogramowaniu fotometrycznym narzędzia (np. narzędzie Graph Window w programie MaxIm DL). Rysunek 6.2 przedstawia profil gwiazdy z rysunku 6.1. Możesz zobaczyć, że natężenie światła gwiazdy w zasadzie spada do poziomu tła nieba od promienia 9 pikseli. Więc to jest właściwy promień do wyboru.

Warto obejrzeć na wykresie profil natężenia, a nie odgadywać go patrząc na wyświetlony obraz gwiazdy, ponieważ wyświetlane natężenie może być rozciągnięte, aby dać przyjemniejszy widok na ekranie komputera, ale spowoduje fałszywe wrażenie faktycznej szerokości obrazu gwiazdy.



Rysunek 6.2. Graficzny profil gwiazdy docelowej pokazanej na rysunku 6.1 z użyciem narzędzia Graph Window w programie MaxIm DL. (Mark Blackford)

Jeżeli oprogramowanie fotometryczne nie potrafi generować graficznego profilu gwiazdy, to przynajmniej powinno być zdolne do wyznaczenia szerokości połówkowej (FWHM) obrazu gwiazdy (patrz rysunek 6.3 – lewy panel). Użyteczną praktyczną zasadą jest ustawienie promienia apertury równego od 1,2 do 1,5-krotności FWHM dla największego obrazu gwiazdy. Lepiej pomylić się biorąc większą aperturę w przypadku, gdy korzystasz z montażu bez prowadzenia takiego jak prosty statyw do aparatu. W miarę jak promień apertury pomiarowej zwiększa się, SNR rośnie do wartości maksymalnej po czym maleje, ponieważ nie jest zbierany dodatkowy sygnał od gwiazdy, a szum obecny w dodatkowych pikselach jest dodawany (rysunek 6.3 prawy panel). Maksimum SNR odpowiada promieniowi 6,5 piksela, co jest mniejsze od wartości FWHM 8,13 piksela i dlatego istotna ilość światła gwiazdy nie jest zebrana. Lepszym kompromisem jest mała wartość SNR za zebranie praktycznie całego światła gwiazdy.



Rysunek 6.3. Z lewej: Mierzone wartości gwiazdy docelowej pokazanej na rysunku 6.1 otrzymane z użyciem Star Image Tool w programie AIP4Win. Promień apertury pomiarowej wynosił 9 pikseli, a pierścień nieba rozciągał się od 14 do 20 piksela. **Z prawej:** stosunek sygnału do szumu jako funkcja promienia apertury pomiarowej, dla promienia 9 pikseli SNR wynosi ~ 360 . (Mark Blackford)

6.1.2. Wybór wielkości i położenia pierścienia

Pierścień nieba jest wykorzystywany do wyznaczenia dla piksela średniej wartości natężenia światła pochodzącego z tła nieba w pobliżu mierzonej gwiazdy. Wewnętrzny promień powinien być o kilka pikseli większy niż apertura pomiarowa, aby zagwarantować, że jakiegokolwiek szczątkowe natężenie światła gwiazdy będzie całkowicie pominięte w pierścieniu nieba. Tło nieba jest wyliczane ze średniej liczby pikseli w pierścieniu, dlatego powinna być w nim zawarta znaczna liczba pikseli. Powinien on zawierać minimalnie taką samą liczbę pikseli jak apertura pomiarowa, a najlepiej większą. Można to regulować, zmieniając zewnętrzny promień pierścienia.

Powinieneś unikać zbyt wielu gwiazd tła zawartych w pierścieniu wszędzie, gdzie jest to możliwe. Większość dobrych programów fotometrycznych kompensuje kilka słabych gwiazd tła, ale najlepszą praktyką jest ich unikanie (o ile to możliwe). Zwykle oprogramowanie fotometryczne wymaga, aby promienie określające pierścień nieba były takie same dla wszystkich gwiazd mierzonych na zdjęciu.

Po określeniu promieni apertury pomiarowej i pierścienia nieba następnym krokiem jest identyfikacja gwiazd, które mają być mierzone na skalibrowanym zdjęciu. Programy fotometryczne pozwalają na wybranie na każdym zdjęciu jednej lub więcej gwiazd docelowych, jednej lub więcej gwiazd porównania oraz jednej lub więcej gwiazd testowych i wykonują całe związane z tym obliczenia. Wynikiem fotometrii aperturowej jest po prostu liczba oznaczająca ile ADU zostało wytworzone przez fotony przychodzące z obserwowanej gwiazdy, ale po odjęciu zliczeń w ADU pochodzących od poświaty nieba. Liczba ta jest nazywana „ADU gwiazdy”.

6.2. Instrumentalne, różnicowe i standaryzowane wielkości gwiazdowe (magnitudo)

6.2.1. Instrumentalne wielkości gwiazdowe (magnitudo)

Tradycyjna jednostka jasności gwiazd zwana magnitudo lub wielkością gwiazdową jest wyrażona w skali logarytmicznej, podczas gdy wartości ADU gwiazd – w skali liniowej. Oprogramowanie fotometryczne przekształca ADU gwiazdy na instrumentalne magnitudo wykorzystując następujące równanie:

$$\text{Instrumentalne magnitudo} = -2,5 \log_{10}(\text{ADU gwiazdy}) \quad [\text{Równanie 6.1}]$$

Instrumentalne wielkości gwiazdowe są wielkościami szczególnymi dla aparatu cyfrowego z obiektywem użytym do wykonania zdjęć i warunków, w jakich były zrobione (np. czas naświetlania, przysłona, ISO, warunki atmosferyczne, etc.). Nie mogą one być bezpośrednio porównywane z instrumentalnymi wielkościami gwiazdowymi pochodzącymi od innych obserwatorów lub wręcz tego samego obserwatora w innych warunkach. Ponadto różne programy fotometryczne mogą dawać różne instrumentalne wielkości gwiazdowe z dokładnie tych samych skalibrowanych zdjęć, ponieważ mogą one wykorzystywać inną wartość instrumentalnego punktu zerowego. Jednak to różnica wielkości gwiazdowych pomiędzy gwiazdą porównania i zmienną jest ważna – nie absolutna instrumentalna wielkość gwiazdowa.

6.2.2. Różnicowe wielkości gwiazdowe (magnitudo)

Różnicowa wielkość gwiazdowa Δmag jest obliczana przez odjęcie instrumentalnego magnitudo gwiazdy porównania c_{measured} od instrumentalnego magnitudo gwiazdy zmiennej v_{measured} :

$$\Delta\text{mag} = v_{\text{measured}} - c_{\text{measured}} \quad [\text{Równanie 6.2}]$$

W tym podręczniku instrumentalne wielkości gwiazdowe są oznaczane małymi literami. Dlatego dla kanału niebieskiego („b” – ang. blue), zielonego („g” – ang. green) i czerwonego („r” – ang. red) mamy:

$$\Delta b = v_{\text{measured } b} - c_{\text{measured } b} \quad [\text{Równanie 6.3}]$$

$$\Delta g = v_{\text{measured } g} - c_{\text{measured } g} \quad [\text{Równanie 6.4}]$$

$$\Delta r = v_{\text{measured } r} - c_{\text{measured } r} \quad [\text{Równanie 6.5}]$$

Δmag może być również wyliczone bezpośrednio z wartości ADU gwiazd:

$$\Delta\text{mag} = -2,5 \log_{10}(\text{ADU gwiazdy}_{\text{zmiennej}} / \text{ADU gwiazdy}_{\text{porównania}}) \quad [\text{Równanie 6.6}]$$

Oczywiście różnicowa wielkość gwiazdowa zależy od użytej gwiazdy porównania – po prostu jest to jasność obiektu względem gwiazdy porównania o stałej jasności. Dla niektórych projektów jest to wystarczające, np. wyznaczanie momentów minimum zaćmieniowych układów podwójnych lub okresu rotacji asteroid.

6.2.3. Standaryzowane wielkości gwiazdowe (magnitudo)

Inne projekty wymagają jednak „rzeczywistej” jasności gwiazdy docelowej na standardowej skali wielkości gwiazdowych. Na przykład możesz chcieć zgłosić, że gwiazda docelowa miała podczas twoich obserwacji jasność 8,45, co może być porównane bezpośrednio z podobnymi wyznaczeniami innych obserwatorów.

Do wyznaczenia standaryzowanego magnitudo konieczny jest jeszcze jeden krok. Polega on na dodaniu opublikowanego w katalogu magnitudo gwiazdy porównania o stałej jasności C_{catalog} do zmierzonego różnicowego magnitudo:

$$\text{Standaryzowane mag} \approx \Delta\text{mag} + C_{\text{catalog}} \quad [\text{Równanie 6.7}]$$

Pochylone duże litery oznaczają standaryzowane wielkości gwiazdowe, a niepochyłone duże litery oznaczają katalogowe wielkości gwiazdowe. Tym samym dla kanału niebieskiego, zielonego i czerwonego mamy:

$$B \approx \Delta b + C_{\text{catalog } B} \quad [\text{Równanie 6.8}]$$

$$V \approx \Delta v + C_{\text{catalog } V} \quad [\text{Równanie 6.9}]$$

$$R \approx \Delta r + C_{\text{catalog } R} \quad [\text{Równanie 6.10}]$$

Jeżeli więc zmierzysz, że gwiazda zmienna jest 0,40 magnitudo słabsza niż gwiazda porównania w kanale zielonym i wiesz, że magnitudo katalogowe V gwiazdy porównania wynosi $C_{\text{catalog } V} = 8,05$, to możesz zgłosić do AAVSO 8,45 jako standaryzowane magnitudo V gwiazdy zmiennej.

Taka obserwacja nadaje się do zgłoszenia do AAVSO, gdzie zostanie dodana do ich bazy obserwacji gwiazd zmiennych. Powinna być identyfikowana jako fotometria w filtrze „TG”, jeżeli zielony kanał został użyty. „TG” oznacza, że fotometria odpowiada pomiarom z użyciem tylko pikseli zielonych w trójkolorowej matrycy cyfrowej, standaryzowanej zastosowaniem katalogowej wielkości gwiazdowej V gwiazdy porównania. „TB” powinno być wybrane dla wielkości gwiazdowych wyznaczonych z kanału niebieskiego i katalogowej wielkości gwiazdowej B . „TR” powinno być wybrane dla wielkości gwiazdowych wyznaczonych z kanału czerwonego i katalogowego magnitudo R .

Te oznaczenia filtrów są używane na zgłoszeniowych formularzach AAVSO do rozróżnienia fotometrii lustrzankami cyfrowymi (i kamerami CCD, wykonującymi kolorowe zdjęcia podczas jednego naświetlania) od kilku innych systemów barwnych.

Wielkości gwiazdowe TG, TB i TR stanowią cenny i użyteczny udział w analizie krótko – i długo–okresowych gwiazd zmiennych, nowych oraz supernowych.

Zauważ, że symbol $\approx$ służy zaznaczeniu, iż magnitudo standaryzowane są tylko przybliżeniem rzeczywistych wielkości gwiazdowych. Jest tak przede wszystkim dlatego, że filtry lustrzankowe nie są idealnie dopasowane do astronomicznych filtrów fotometrycznych wykorzystywanych do określenia katalogowych magnitudo gwiazd porównania. Czułości spektralne niebieskich, zielonych i czerwonych filtrów w aparacie cyfrowym nie są dokładnie takie same jak odpowiednie pasma Johnson B , V , Cousins R i żadne korekty nie były wykonywane podczas obliczania standaryzowanych magnitudo. Zobacz rozdziały 6.4 i 6.5 odnośnie szczegółowej dyskusji o czułości spektralnej i w jaki sposób możemy skorygować różnice pomiędzy filtrami.

Ponadto pośrednio założyliśmy, że ekstynkcja atmosferyczna jest taka sama dla gwiazd zmiennych i porównania. Jednak dla względnie szerokiego pola widzenia na zdjęciach właściwych dla wielu projektów w fotometrii lustrzankowej istnieje możliwość pojawienia się znacznej ekstynkcji różnicowej. Ekstynkcja różnicowa zostanie omówiona w rozdziale 6.5.

6.3. Gwiazdy porównania i testowe

W podręczniku używaliśmy pojęcia gwiazd porównania (ang. comparison stars) i testowych (ang. check stars) bez pełnego wyjaśnienia czym one są. Poświęćmy więc im chwilę. Gwiazdy

porównania są gwiazdami nie zmieniającymi jasności w polu widzenia docelowej gwiazdy zmiennej, które mają dokładnie zmierzone wielkości gwiazdowe w jednym lub więcej standardowych pasmach fotometrycznych. Jak opisano w poprzedniej sekcji, są one wykorzystywane do wyznaczenia standaryzowanych wielkości gwiazdowych docelowej gwiazdy zmiennej. Gwiazdy testowe mają dokładnie te same cechy charakterystyczne jak gwiazdy porównania, ale są traktowane tak samo jak gwiazda zmienna. Ich rolą jest sprawdzenie, czy wybrana gwiazda porównania w rzeczywistości nie jest gwiazdą zmienną.

Wybór właściwych gwiazd porównania i testowych jest ważnym i wymagającym procesem. AAVSO przygotowało mapki nieba i tablice fotometryczne gwiazd porównania odpowiednie dla wielu gwiazd zmiennych. Jednak nieuchronnie natkniesz się na obiekty, dla których jeszcze nie opracowano odpowiednich gwiazd porównania. W takich sytuacjach będziesz musiał zgłosić prośbę do AAVSO Sequence Team (<https://www.aavso.org/request-comparison-stars-variable-star-charts>), albo zrobić to we własnym zakresie. Następna sekcja 6.3.1 została wyjęta bezpośrednio z rozdziału 5 „Przewodnika po fotometrii CCD AAVSO (wersja 1.1)” dostępnego pod odnośnikiem (<https://www.aavso.org/ccd-photometry-guide>).

6.3.1. Wybór gwiazd testowych i porównania

Ten krok jest bardzo istotny, ponieważ w zależności od wybranych gwiazd porównania można uzyskać różne wyniki. Ogólnie mówiąc, im więcej gwiazd porównania używasz, tym lepiej, ponieważ ewentualne błędy lub niewielkie rozbieżności zostaną uśrednione. Sprawdź je też dokładnie i poświęć trochę czasu i uwagi na ich wybór, aby mieć pewność, że wyeliminowałeś te, które dałyby gorsze wyniki.

Jeśli to możliwe, prosimy skorzystać z gwiazd porównania 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 porównania razem z jej jasnością oraz błędem wyznaczenia jasności dla danego pasma fotometrycznego.

Sekwencje gwiazd AAVSO zostały zaprojektowane tak, aby wykorzystać wszystkie gwiazdy, dla których wielkości gwiazdowe zostały bardzo dokładnie wyznaczone, które nie zmieniają jasności, nie mają bliskich towarzyszy, oraz mają podobny kolor do zmiennej. Inną zaletą użycia standardowego zestawu gwiazd porównania jest łatwiejsza możliwość bezpośredniego porównania twoich wyników z wynikami innych obserwatorów AAVSO, gdy dane te zostaną zebrane i przeanalizowane w Międzynarodowej Bazie Danych AAVSO. Naukowcy wykorzystujący te dane będą ci wdzięczni.

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

- Wybierz gwiazdy porównania blisko obiektu docelowego, a nie w pobliżu brzegu zdjęcia, gdzie mogą być zniekształcone.
- Gwiazdy porównania powinny być podobnych kolorów, ale niekoniecznie takich jak gwiazda docelowa.
- Nie stosuj gwiazd czerwonych (wiele z nich to gwiazdy zmienne) lub bardzo niebieskich. Dobrą zasadą jest wybranie sekwencji gwiazd, które mają wskaźnik barwy (B-V) pomiędzy +0,3 i +1,0 z dobrą wartością średnią (B-V) $\sim +0,7$. Musisz zdawać sobie sprawę, że czasem będziesz ograniczony do jednej gwiazdy w polu widzenia i nie będziesz miał dużego wyboru.
- Wybierz gwiazdy porównania, które mają zbliżone magnitudo do gwiazdy docelowej.
- Upewnij się, że żadna z gwiazd, które wybrałeś, nie ma towarzysza.
- Wybierz gwiazdy porównania ze stosunkiem sygnału do szumu (SNR) przynajmniej 100.
- Wybierz gwiazdy z podobnym błędem w magnitudo – najlepiej mniej niż 0,01 – 0,02.
- Upewnij się, że wybrane gwiazdy porównania nie są prześwieczone na zdjęciu.

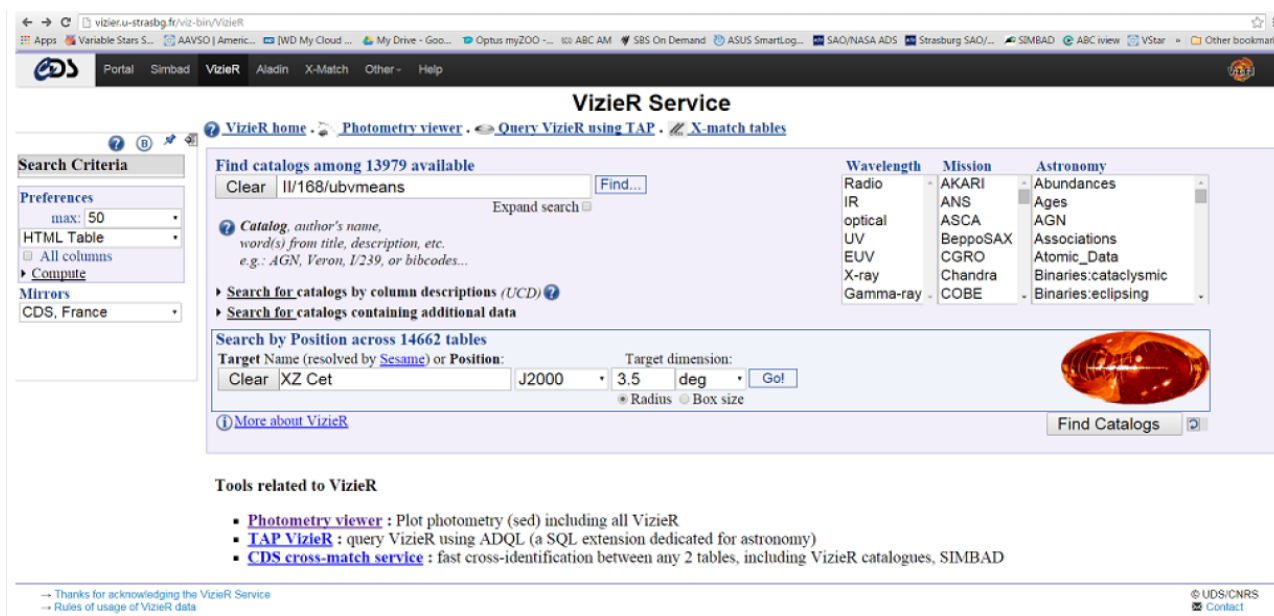
Gwiazdy testowe są ważne, aby stwierdzić, czy któraś z gwiazd porównania zmienia się lub czy na obrazie nie występują inne problemy. Gwiazda testowa jest po prostu gwiazdą o znanej, niezmienniej jasności, którą traktujesz tak jak gwiazdę docelową. Powinieneś być w stanie porównać w tej samej barwie (filtrze) wyznaczoną przez siebie wielkość gwiazdową z jej jasnością katalogową. Wyniki powinny być bardzo zbliżone. Gwiazda testowa powinna być tak podobna w kolorze i magnitudo do gwiazdy zmiennej, jak to tylko możliwe i może być wybrana z listy dostępnych gwiazd porównania w tym samym kadrze co obiekt docelowy.

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

6.3.2. Gdzie szukać katalogowych wielkości gwiazdowych

Jeżeli twój obiekt docelowy nie posiada mapki lub sekwencji AAVSO, to wówczas praktycznym źródłem wielkości gwiazdowych jest baza „Homogeneous Means in the UBV System (Mermilliod 1991)”, która jest dostępna w Internecie w VizieR (<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>).

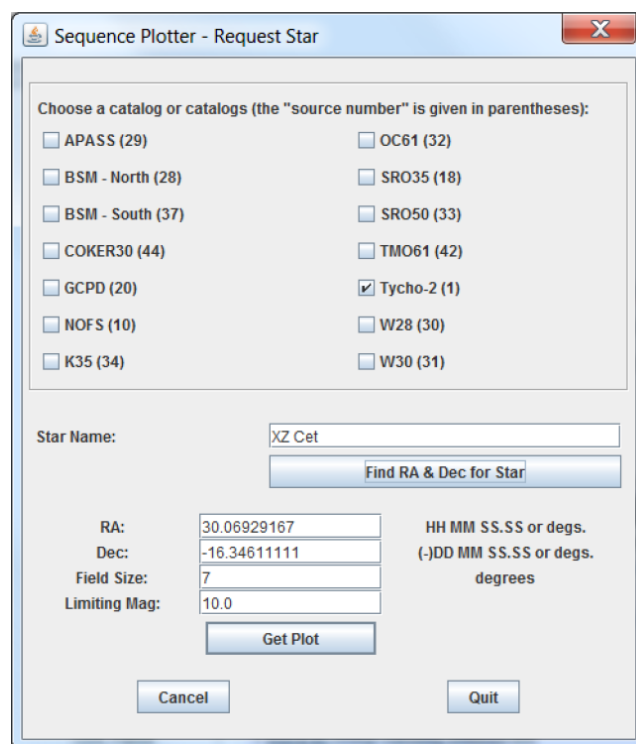
Wprowadź „II/168/ubvmeans” w pole poszukiwania katalogów (ang. Find Catalogs), współrzędne obiektu docelowego lub nazwę w pole z danymi wejściowymi do szukania po pozycjach (ang. search by position) i promień szukania odpowiedni dla pola widzenia twojego zdjęcia; kliknij „go”. Zobacz rysunek 6.4 dla przykładu. Strona z wynikami wyświetla wszystkie gwiazdy w tym katalogu w obrębie określonego promień szukania.



Rysunek 6.4. Strona internetowa VizieR pokazująca przykładowe wyszukiwanie w katalogu „Homogenous Means in the UBV System (Mermilliod 1991)” potencjalnych gwiazd porównania wokół nietypowej cefeidy XZ Cet. (Mark Blackford)

Innym bardzo pożytecznym źródłem jest program AAVSO SeqPlot (<https://www.aavso.org/seqplot>), który posiada dane fotometryczne z pewnej liczby katalogów, w tym APASS, Tycho II i GCPD (General Catalog of Photometric Data) – patrz rysunek 6.5.

Wybór katalogu nie jest oczywisty. Dla fotometrii lustrzankowej gwiazd jaśniejszych od około 10 magnitudo prawdopodobnie najbardziej odpowiednie są katalogi Tycho II, „Homogeneous Means in the UBV System” i „General Catalog of Photometric Data” (GCPD).



Rysunek 6.5. Okno dialogowe SeqPlot - przykład wyszukiwania w katalogu Tycho II potencjalnych gwiazd porównania wokół nietypowej cefeidy XZ Cet. (Mark Blackford)

6.4. Czułość widmowa kanałów kolorów lustrzanki cyfrowej

Fotometria astronomiczna polega po prostu na mierzeniu natężenia w konkretnej części widma gwiazdowego. Jest to realizowane poprzez zastosowanie filtrów, które przepuszczają do detektora tylko określony zakres długości fali, czego wynikiem jest określona czułość spektralna dla konkretnego pasma fotometrycznego.

Aby można było porównywać wyniki różnych obserwatorów, muszą oni używać filtrów i detektorów o takiej samej czułości widmowej. Pewne różnice pomiędzy filrami i detektorami występować będą zawsze. Dlatego astronomowie wykorzystują technikę zwaną transformacją, aby skorygować te drobne (miejmy nadzieję) różnice. Transformacją zajmiemy się bardziej szczegółowo nieco później.

Wiele filtrów astronomicznych obejmuje zakres ultrafioletowy, widzialny i podczerwony widma elektromagnetycznego. Każdy z nich projektowano, aby uzyskać konkretną informację astrofizyczną. Dla nas najbardziej istotne są filtry Johnson B i V oraz Cousins R, które są najczęściej używane w zakresie widmowym, w którym czule są detektory lustrzanek cyfrowych.

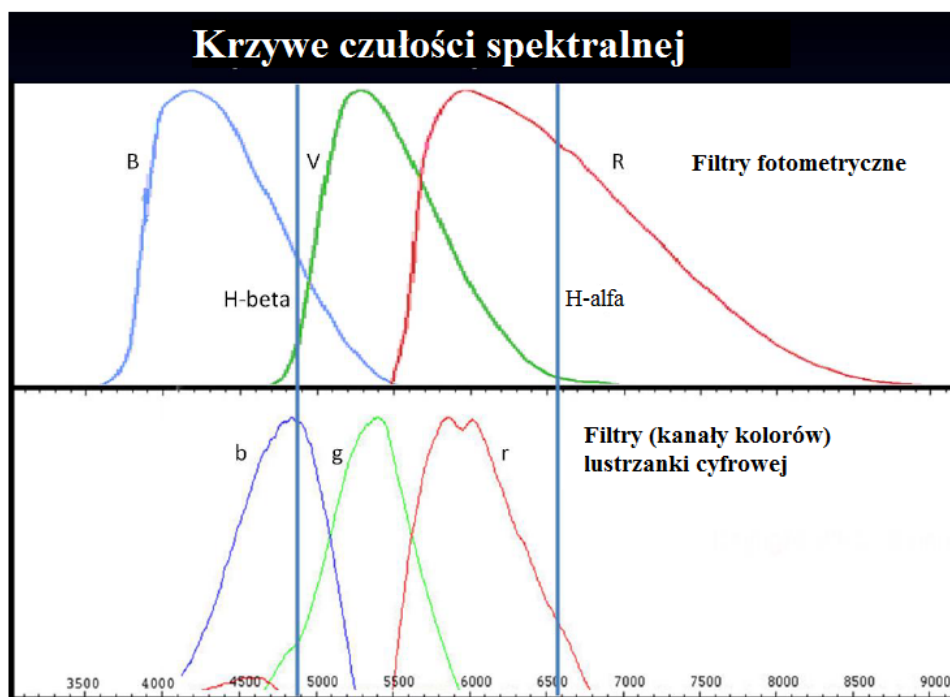
Każdy kanał koloru lustrzanki cyfrowej jest czuły na konkretny zakres długości fali światła. Ta czułość widmowa jest determinowana przez przepuszczalność spektralną obiektywu i filtrów przed detektorem CMOS (rysunek 2.2) i czułość samego detektora na fotony różnej długości fali.

Jednak lustrzanki cyfrowe nie były projektowane do fotometrii i ich filtry „rgb” nie są dobrze dopasowane do standardowych filtrów astronomicznych BVR. Oznacza to, że transformacja wymaga znacznie większych korekt i niektóre typy gwiazd zupełnie nie nadają się do transformacji. Powodem jest występowanie silnych linii emisyjnych lub absorpcyjnych, które wchodzą w zakres czułości spektralnej powiedzmy filtrów Johnson B, ale nie wchodzą w zakres czułości spektralnej filtrów „b” lustrzanki cyfrowej. Takie patologiczne gwiazdy powodują również problemy

w konwencjonalnej fotometrii CCD z filtrami fotometrycznymi, ale zdecydowanie gorszy skutek jest w fotometrii lustrzankowej.

Na rysunku 6.6 na górze pokazano krzywe czułości standardowych filtrów fotometrycznych, a na dole krzywe czułości kanałów kolorów „rgb” lustrzanki cyfrowej. Długość fali maksimum czułości filtra „g” lustrzanki cyfrowej dobrze pasuje do filtra Johnson V, ale ma węższe pasmo. Filtry „r” i „b” lustrzanki cyfrowej są również węższe od odpowiadających im filtrów astronomicznych i ich maksima czułości są bliżej siebie. Ogólna czułość spektralna lustrzanek cyfrowych jest więc bardziej zwarta niż czułość standardowych filtrów BVR.

Na rysunku pokazano również położenie linii wodorowych H-alfa i H-beta, które są ważnymi cechami charakterystycznymi w widmach niektórych gwiazd. Niemodyfikowana lustrzanka cyfrowa jest wyraźnie mniej czuła w zakresie H-alfa niż filtr Cousins R, ale jest bardziej czuła w zakresie H-beta niż filtr Johnson B.

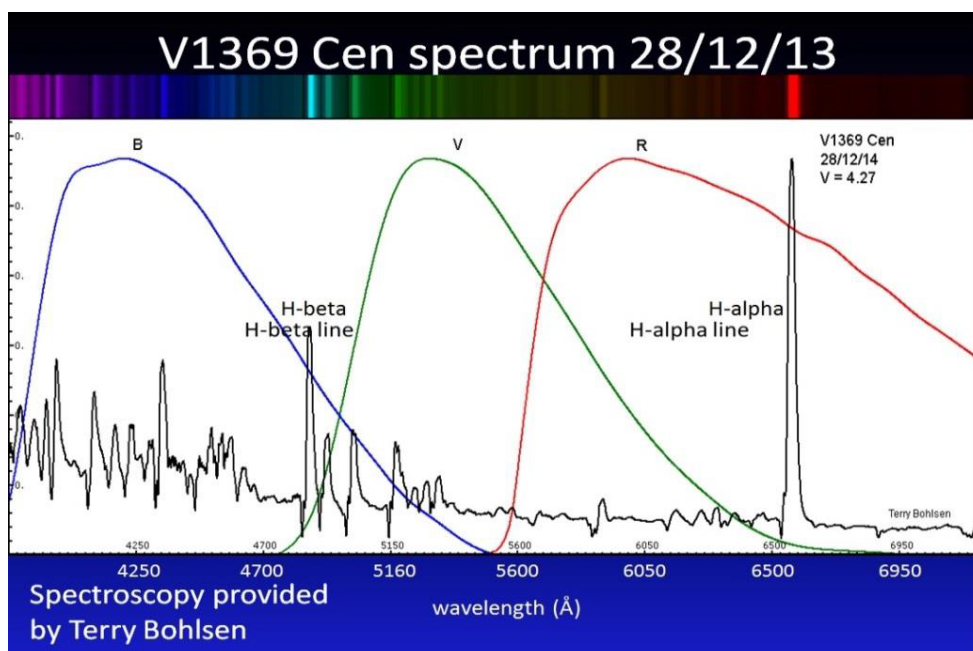


Rysunek 6.6. Góra: krzywe czułości astronomicznych filtrów fotometrycznych Johnson B, Johnson V i Cousins R. **Dół:** krzywe czułości kanałów kolorów „rgb” lustrzanki cyfrowej. (Mark Blackford)

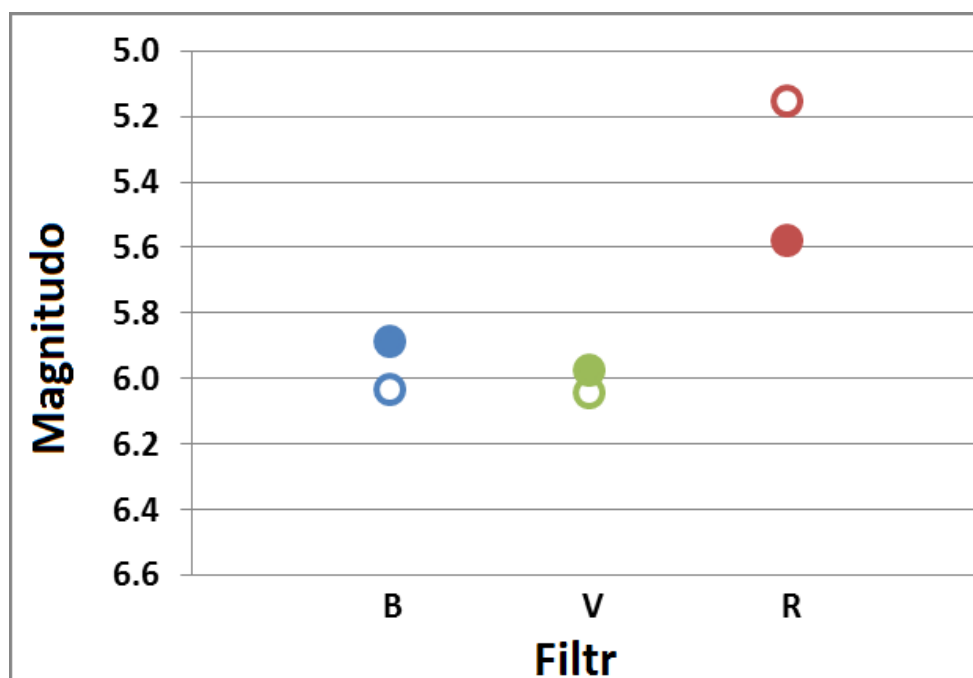
Na rysunku 6.7 pokazano widmo V1369 Cen (Nova Centauri 2013) z silnymi liniami emisyjnymi – łącznie z H-beta i H-alfa. Natężenie tych linii emisyjnych zmienia się znacznie w miarę jak różne procesy fizyczne zaczynają dominować podczas ewolucji nowej.

W tym momencie ewolucji nowej, transformowane wielkości gwiazdowe R lustrzanki cyfrowej były słabsze o około 0,43 magnitudo w porównaniu do pomiarów wykonanych kamerami CCD przez filtry Cousins R. To było spowodowane silną linią emisyjną H-alfa, na którą lustrzanka cyfrowa jest mniej czuła.

Z drugiej strony, transformowane wielkości gwiazdowe B i V z lustrzanki cyfrowej były systematycznie jaśniejsze odpowiednio o 0,15 i 0,07 magnitudo głównie z powodu linii emisyjnej H-beta (rysunek 6.8).



Rysunek 6.7. Widmo V1369 Cen (Nova Centauri 2013) zarejestrowane około 2 tygodnie po maksimum jasności pokazujące silne linie emisyjne H-alfa i H-beta. Na widmo nowej zostały nałożone krzywe czułości filtrów fotometrycznych Johnson B, Johnson V i Cousins R. (Terry Bohlsen i Mark Blackford)



Rysunek 6.8. Porównanie obserwacji lustrzanką cyfrową (wypełnione koła) i CCD (niewypełnione koła = okręgi) V1369 Cen (Nova Centauri 2013) zrobione prawie jednocześnie. Niebieskie, zielone i czerwone punkty z danymi reprezentują odpowiednio transformowane obserwacje w filtrach Johnson B, Johnson V i Cousins R. (Mark Blackford)

Przykład ten wyraźnie pokazuje dlaczego instrumentalne wielkości gwiazdowe uzyskane lustrzanką cyfrową pewnych typów gwiazd (tych z silnymi emisyjnymi lub absorpcyjnymi strukturami) nie mogą i nie powinny być transformowane. Możesz obserwować takie obiekty, ale raportuj tylko nietransformowane wielkości gwiazdowe.

Są to złe wieści, ale dla fotometrii lustrzankowej nie wszystko jeszcze stracone. Wiele typów gwiazd ma widma ze słabszymi charakterystycznymi cechami spektralnymi i ogólny kształt widma jest w przybliżeniu podobny do ciała doskonale czarnego. Instrumentalne wielkości gwiazdowe takich gwiazd uzyskane lustrzankami cyfrowymi można z powodzeniem transformować do standardowego systemu fotometrycznego Johnson – Cousins.

Tabela 6.1 podaje wielkości gwiazdowe BVR transformowane dla 15 gwiazd–standardów fotometrycznych, które zmierzono lustrzanką cyfrową. Średnia z 30 pomiarów jest pokazana w kolumnach o nagłówku „ave” i standardowe odchylenie tych pomiarów pokazano w kolumnach „stdev”. Kolumna oznaczona jako „delta” podaje różnice pomiędzy wartościami wyznaczonymi z lustrzanki cyfrowej i katalogowymi.

Jak widać wszystkie wielkości gwiazdowe V transformowane z lustrzanki cyfrowej nie różnią się bardziej niż o 0,02 magnitudo od ich wartości katalogowych, a dokładność poniżej 10 milimag. dotyczy wszystkich gwiazd z wyjątkiem najsłabszych. Dokładność jest tylko minimalnie gorsza dla B i R.

Tabela 6.1. Transformowane do BVR obserwacje lustrzanką cyfrową pola standardów fotometrycznych E1 (Menzies, J.W., Cousins, A.W.J., Banfield, R.M., & Laing, J.D. 1989, South African Astron. Obs. Circ., 13, 1). (Mark Blackford)

Star	ID	B			V			R		
		ave	stdev	delta	ave	stdev	delta	ave	stdev	delta
E130	HD 7706	7.763	0.011	-0.021	6.569	0.007	-0.011	5.939	0.010	-0.027
E142	HD 10167	7.003	0.011	0.008	6.672	0.007	0.007	6.487	0.015	0.018
E134	HD 8001	8.254	0.012	0.005	6.767	0.006	0.001	5.984	0.011	0.012
E121	HD 9733	7.829	0.011	0.013	6.921	0.006	0.004	6.445	0.011	0.018
E132	HD 8963	8.456	0.012	0.001	6.955	0.006	-0.006	6.175	0.012	0.003
E131	HD 10121	8.116	0.012	-0.023	6.964	0.007	-0.011	6.374	0.012	-0.030
E143	HD 8391	7.353	0.010	-0.006	7.023	0.007	-0.001	6.837	0.015	0.006
E104	HD 8305	7.799	0.013	-0.018	7.437	0.007	-0.018	7.228	0.018	-0.014
E170	HD 10101	8.609	0.016	0.008	7.576	0.009	-0.003	7.049	0.017	0.004
E101	HD 8977	7.798	0.012	0.007	7.710	0.008	0.006	7.670	0.021	0.004
E146	HD 7795	7.764	0.012	-0.007	7.849	0.009	-0.008	7.887	0.024	-0.012
E122	HD 7886	9.023	0.021	0.007	8.019	0.011	0.009	7.489	0.025	0.008
E109	HD 9403	8.727	0.022	0.022	8.206	0.011	0.019	7.913	0.034	0.017
E173	HD 9160	9.355	0.032	0.012	8.322	0.014	0.019	7.777	0.032	0.009
E102	HD 8382	8.659	0.029	0.009	8.449	0.020	0.005	8.335	0.051	0.017

Podsumowując najważniejsze kwestie to:

- 1) Gwiazdy z silnymi liniami widmowymi emisyjnymi lub absorpcyjnymi nie nadają się do fotometrii lustrzankami cyfrowymi, gdy są wymagane transformowane wielkości gwiazdowe. Ale te patologiczne gwiazdy mogą być obserwowane lustrzankami cyfrowymi, gdy zaraportujesz wielkości gwiazdowe nietransformowane.
- 2) Jest wiele rodzajów gwiazd zmiennych odpowiednich do transformowanej fotometrii lustrzankami cyfrowymi.
- 3) Wszystkie trzy kanały kolorów lustrzanki cyfrowej mogą być wykorzystane do fotometrii.

6.5. Tradycyjna korekcja ekstynkcji i transformacja

Jak pisaliśmy w poprzednich rozdziałach, wpływ czułości widmowej systemu rejestracji obrazu i różnicowej ekstynkcji atmosferycznej wymaga korekty, aby uzyskać dokładne pomiary jasności, które można porównywać w pomiarach innych obserwatorów. W następnych rozdziałach będziemy omawiali korekty właściwe dla dwóch ogólnych wariantów obserwacji.

6.5.1. Wariant z małym polem widzenia lub blisko zenitu

W tradycyjnej fotometrii CCD zakłada się, że różnicowa ekstynkcja jest pomijalna, ponieważ na ogół pole widzenia podczas robienia zdjęć przez teleskopy o średnich lub długich ogniskowych ma tylko kilkadziesiąt minut łuku. Zdjęcia zrobione lustrzanką cyfrową przez ten sam teleskop miałyby podobnie małe pole widzenia. Nawet gdy używamy teleobiektywu, w którym pole widzenia wynosi kilka stopni lub więcej, różnicowa ekstynkcja jest zwykle pomijalna w odległości do około 30 stopni od zenitu. W takich warunkach różnicowa ekstynkcja może być pominięta bez szwanku i mogą być zastosowane poprawki transformacyjne jak w tradycyjnej fotometrii CCD.

Przewodnik po fotometrii CCD AAVSO zawiera pełen opis pomiarów i zastosowania współczynników transformacji na zdjęciach pól z gwiazdami - standardami fotometrycznymi. Dlatego w tym podręczniku jedynie streścimy, jak współczynniki są stosowane do transformacji instrumentalnych magnitudo do systemu standardowych wielkości gwiazdowych.

W fotometrii wykonywanej lustrzankami cyfrowymi zapisywane są jednocześnie trzy barwy. Dlatego gdy ekstynkcja atmosferyczna jest pomijalna stosowane są następujące równania transformacyjne:

$$B_{\text{var}} = \Delta b + T_{b_{bv}} * \Delta(B-V) + B_{\text{comp}} \quad [\text{Równanie 6.11}]$$

$$V_{\text{var}} = \Delta v + T_{v_{bv}} * \Delta(B-V) + V_{\text{comp}} \quad [\text{Równanie 6.12}]$$

$$R_{\text{var}} = \Delta r + T_{r_{bv}} * \Delta(B-V) + R_{\text{comp}} \quad [\text{Równanie 6.13}]$$

$$\Delta(B-V) = T_{bv} * \Delta(b-v) \quad [\text{Równanie 6.14}]$$

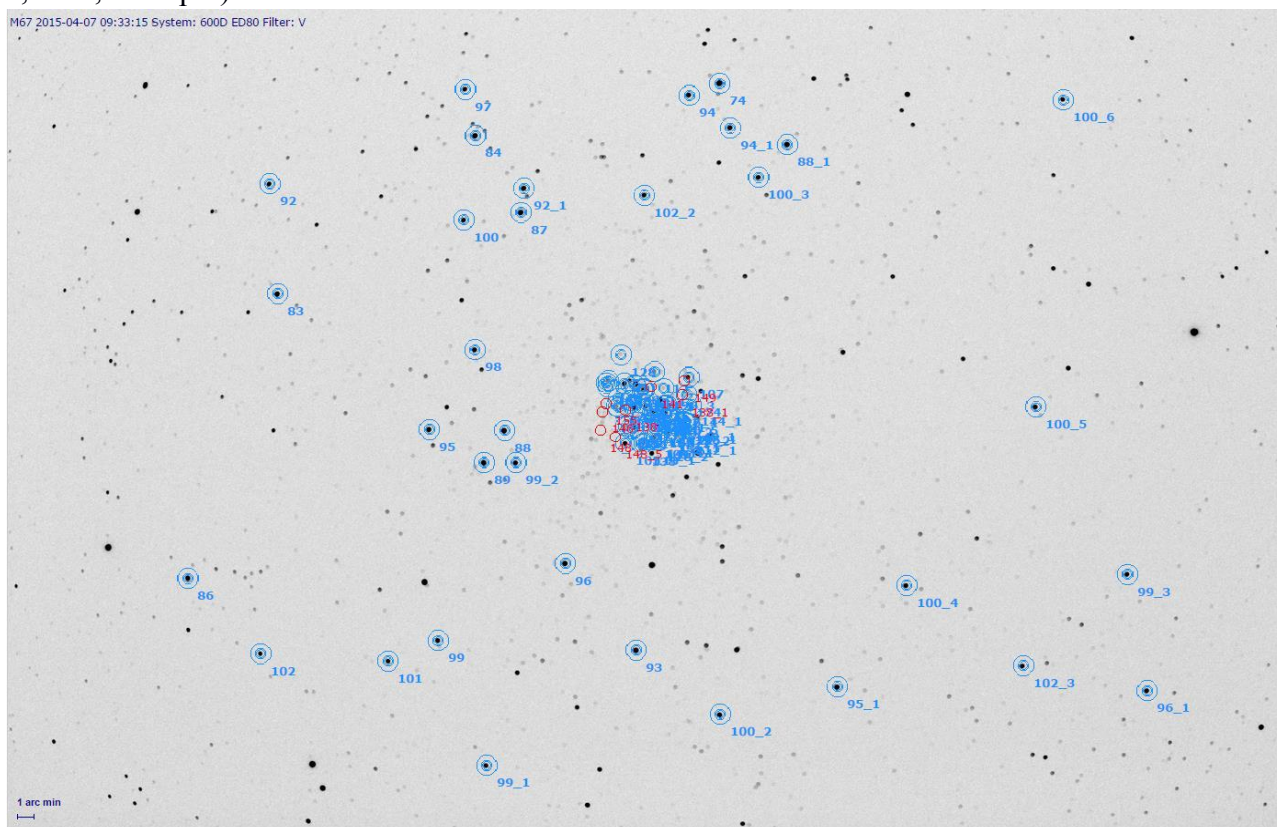
gdzie:

- B_{var} , V_{var} , R_{var} są transformowanymi wielkościami gwiazdowymi B, V i R gwiazdy zmiennej;
- Δb , Δv , Δr są różnicami instrumentalnych wielkości gwiazdowych pomiędzy gwiazdą zmienną i porównania (np. $b_{\text{var}} - b_{\text{comp}}$, $v_{\text{var}} - v_{\text{comp}}$, $r_{\text{var}} - r_{\text{comp}}$);
- $T_{b_{bv}}$, $T_{v_{bv}}$, $T_{r_{bv}}$ są współczynnikami transformacyjnymi do wielkości gwiazdowych B, V i R;
- $\Delta(B-V)$ jest różnicą pomiędzy katalogowym wskaźnikiem barwy B-V gwiazdy zmiennej i gwiazdy porównania;
- B_{comp} , V_{comp} , R_{comp} są katalogowymi wielkościami gwiazdowymi B, V i R gwiazdy porównania;
- T_{bv} jest współczynnikiem transformacji barwy B-V;
- $\Delta(b-v)$ jest różnicą instrumentalnych wskaźników barwy b-v gwiazdy zmiennej i porównania.

W zwykłej fotometrii wykonywanej lustrzankami cyfrowymi były pomijane kanały niebieski i czerwony, ponieważ ich czułości widmowe były uważane za zbyt różniące się od Johnson B i Cousins R. Wykorzystywano więc tylko równanie 6.12 i $\Delta(B-V)$ obliczano z katalogowych wartości B-V dla gwiazdy zmiennej i porównania. Ale ta metoda nie uwzględnia faktu, że wiele gwiazd zmiennych zmienia kolor w czasie, co mogłoby prowadzić do systematycznych błędów w transformowanych wielkościach gwiazdowych.

Widzieliśmy w sekcji 6.4, że instrumentalne wielkości gwiazdowe „b” i „r” uzyskane lustrzankami cyfrowymi mogą być z powodzeniem transformowane do Johnson B i Cousins R. Dlatego równanie 6.14 może być wykorzystane do wyznaczenia $\Delta(B-V)$ z instrumentalnych magnitudo „b” i „v”, a równania 6.11 i 6.13 – do transformacji instrumentalnych wielkości gwiazdowych „b” i „r”.

Aby wyznaczyć współczynniki transformacyjne potrzebujemy sfotografowania „standardowego pola”, które zawiera wiele gwiazd z dokładnie wyznaczonymi wielkościami gwiazdowymi w filtrach Johnson B, Johnson V i Cousins R. Przewodnik po fotometrii CCD AAVSO podaje listę kilku standardowych gromad gwiazdowych, z których niektóre nadają się na zdjęcia lustrzanką cyfrowa o szerokim polu widzenia. Na półkuli południowej również są rekomendowane obszary Cousins E (ang. Cousins E Regions) przy deklinacji -45 stopni. Rysunek 6.9 przedstawia zdjęcie gromady M67 wykonane lustrzanką cyfrową Canon 600D z refraktorem 80 mm f6 (pole widzenia $2,67 \times 1,78$ stopni).



Rysunek 6.9. Gromada M67 ze wskazanymi gwiazdami standardowymi. Centrum gromady jest zbyt zatłoczone w skali tego zdjęcia. Jednak poza centrum znajduje się kilkadziesiąt gwiazd standardowych nadających się do wyznaczenia współczynników transformacji. (Mark Blackford)

Po kalibracji i wyodrębnieniu każdego kanału koloru ze zdjęć standardowego pola gwiazdowego mierzymy instrumentalne magnitudo wszystkich nadających się gwiazd. Równanie 6.15 wykorzystuje się do wyznaczenia współczynnika transformacji koloru T_{bv} :

$$(b-v) = 1/T_{bv} * (B-V) + ZP_{bv} \quad [\text{Równanie 6.15}]$$

gdzie $(b-v)$ jest kolorem instrumentalnym, $(B-V)$ jest kolorem katalogowym i ZP_{bv} – wartością arbitralnego punktu zerowego. Wykreślamy wartości $(b-v)$ vs $(B-V)$ dla każdej standardowej gwiazdy i następnie metodą najmniejszych kwadratów dopasowujemy linię prostą do punktów z danymi. T_{bv} jest odwrotnością współczynnika nachylenia tej linii.

Następujące równania są wykorzystywane do wyznaczenia magnitudowych współczynników transformacji:

$$(B-b) = T_{b_bv} * (B-V) + ZP_b \quad [\text{Równanie 6.16}]$$

$$(V-v) = T_{v_bv} * (B-V) + ZP_v \quad [\text{Równanie 6.17}]$$

$$(R-r) = T_{r_bv} * (B-V) + ZP_r \quad [\text{Równanie 6.18}]$$

gdzie (X-x) jest różnicą pomiędzy wielkością gwiazdową katalogową i instrumentalną, a pozostałe składniki równań zdefiniowano powyżej. Dla kanału zielonego rysujemy (V-v) versus (B-V) dla każdej gwiazdy standardowej i następnie metodą najmniejszych kwadratów dopasowujemy linię prostą do punktów z danymi. T_{v_bv} jest współczynnikiem nachylenia tej prostej. Współczynniki transformacji pozostałych kolorów wyznacza się w podobny sposób. Teraz mamy całą informację niezbędną do wyznaczenia transformowanych wielkości gwiazdowych gwiazd zmiennych i testowych za pomocą równań od 6.11 do 6.14.

Przewodnik po fotometrii CCD AAVSO omawia bardziej szczegółowo, jak wykonać tradycyjną transformację CCD. Alternatywna metoda zostanie przedstawiona w sekcji 6.6 tego podręcznika.

6.5.2. Wariant z dużym polem widzenia lub blisko horyzontu

Jedną z zalet fotometrii różnicowej jest to, że dopóki gwiazda docelowa i gwiazda porównania są blisko siebie na niebie i nie za blisko horyzontu, światło obu gwiazd przechodzi właściwie przez tą samą „ilość atmosfery” (masy powietrznej) i dlatego w gruncie rzeczy doznaje takiego samego rozpraszania i absorpcji.

Jednak gdy użyjemy zwykłego obiektywu z lustrzanką cyfrową to pole widzenia jest dość duże – ma kilka stopni, a może nawet mieć więcej niż 30 stopni. W przypadku niektórych projektów dotyczących jasnych gwiazd należy wykorzystać tak duże pole widzenia, ponieważ gwiazda docelowa i nadające się gwiazdy porównania mogą być w dużej separacji. Jeżeli są one oddalone od siebie o więcej niż kilka stopni i jednocześnie znajdują się ponad 30 stopni od zenitu, to ich światło przechodzi przez różnej długości drogi w atmosferze, a więc różnicowa ekstynkcja atmosferyczna może być istotna. Znaczenie tego zjawiska rośnie gdy (a) separacja pomiędzy dwoma gwiazdami wzrasta i (b) wzrasta odległość od zenitu jednej lub obu gwiazd. Zauważ, że pomijamy inny efekt zwany ekstynkcją atmosferyczną II rzędu (ang. second order extinction), która zależy od barwy każdej gwiazdy, ale która jest znacznie mniejsza niż różnicowa ekstynkcja I rzędu.

W tej sytuacji „transformacja” musi uwzględniać wpływ różnic czułości widmowej (jak powyżej) oraz wpływ różnicowej ekstynkcji atmosferycznej. Można je uwzględnić poprzez dodanie jeszcze jednego składnika do równań fotometrii różnicowej:

$$B_{var} = -k_b * \Delta X + \Delta b + T_{b_bv} * \Delta(B-V) + B_{comp} \quad [\text{Równanie 6.19}]$$

$$V_{var} = -k_v * \Delta X + \Delta v + T_{v_bv} * \Delta(B-V) + V_{comp} \quad [\text{Równanie 6.20}]$$

$$R_{var} = -k_r * \Delta X + \Delta r + T_{r_bv} * \Delta(B-V) + R_{comp} \quad [\text{Równanie 6.21}]$$

gdzie:

- k_b , k_v , k_r są współczynnikami ekstynkcji atmosferycznej I rzędu w magnitudo na masę powietrzną;
- ΔX jest różnicą mas powietrznych pomiędzy gwiazdą zmienną i porównania;
- inne składniki równań zdefiniowano powyżej.

Masa powietrzna (ang. airmass) X jest długością drogi, którą światło gwiazdy pokonuje w atmosferze ziemskiej w drodze do aparatu cyfrowego i zgodnie z definicją $X=1$ w zenicie. Dla odległości zenitalnej ζ (kąt pomiędzy gwiazdą i zenitem) mniejszych od 60 stopni, masa powietrzna jest aproksymowana równaniem $X=\sec(\zeta)$. Dla większych odległości zenitalnych wymagane są bardziej skomplikowane obliczenia. Wiele programów do analiz fotometrycznych oblicza masę powietrzną na podstawie lokalizacji miejsca obserwacji i strefy czasowej, czasu wykonania zdjęcia i współrzędnych równikowych gwiazdy.

Tradycyjna metoda wyznaczania współczynników ekstynkcji atmosferycznej wymaga zrobienia zdjęć kilku standardowych gwiazd w różnym czasie w nocy; po raz pierwszy, gdy są one wysoko na niebie (mała masa powietrzna) i ponownie później, gdy są niżej na niebie (duża masa powietrzna) – lub na odwrót. Tutaj nie opiszemy tej metody. Zainteresowany czytelnik może zajrzeć do książki autorstwa A. A. Henden i R. H. Kaithuck z 1990 roku pt. „Astronomical Photometry” (wydawnictwo Willmann–Bell). Zamiast tego w sekcji 6.6 zostanie przedstawiona alternatywna metoda nadająca się do fotometrii lustrzankami cyfrowymi o dużym polu widzenia.

6.6. Alternatywna korekcja ekstynkcji atmosferycznej i transformacja

W tym rozdziale przedstawiamy alternatywne podejście do korekcji ekstynkcji atmosferycznej i transformacji, które zostało opracowane dla akcji AAVSO Citizen Sky dotyczącej obserwacji w latach 2009–2011 zaćmienia epsilon Aurigae (Kloppenborg ze współpracownikami, JAAVSO tom 40, 2012). Dla uproszczenia przedstawimy tę technikę zastosowaną dla kanału zielonego, ale jest ona tak samo odpowiednia dla kanałów niebieskiego i czerwonego.

Równanie 6.17 może być rozszerzone, aby uwzględnić składnik równania korygujący ekstynkcję atmosferyczną:

$$(V-v) = -k_v \cdot X + T_{v_bv} \cdot (B-V) + ZP_v \quad [\text{Równanie 6.22}]$$

To równanie posiada taką samą postać funkcjonalną jak geometryczna płaszczyzna w trzech wymiarach:

$$z = Ax + By + C \quad [\text{Równanie 6.23}]$$

Jeżeli założymy, że instrumentalna wielkość gwiazdowa „v” zależy tylko od prawej strony powyższego równania, to wtedy możemy znaleźć rozwiązanie dla współczynników k_v , T_{v_bv} i ZP_v wykorzystując minimum trzy gwiazdy porównania ze zdjęcia. Jednakże jeżeli jedna gwiazda porównania jest „zła” (być może sama jest gwiazdą zmienną, została niepoprawnie zidentyfikowana, połączona z pobliską gwiazdą lub jej wielkość gwiazdowa / masa powietrzna są nieprawidłowo obliczone) to te współczynniki będą wypaczone. Z tego powodu rekomendowany jest wybór 6 lub więcej gwiazd porównania, aby zmniejszyć wpływ jednej „złej” gwiazdy porównania.

Jak wyjaśnia Kloppenborg ze współpracownikami, dopasowanie metodą najmniejszych kwadratów „n” gwiazd kalibracyjnych do płaszczyzny określonej przez równanie 6.23 wykonuje się poprzez rozwiązanie macierzy X ze współczynnikami w następującym równaniu macierzowym, wykorzystując odwrócenie macierzy A :

$$\mathbf{AX} = \mathbf{B} \quad [\text{Równanie 6.24}]$$

lub w pełne wyrażenie:

$$\begin{bmatrix} \sum_{i=1}^n x_i^2 & \sum_{i=1}^n x_i y_i & \sum_{i=1}^n x_i \\ \sum_{i=1}^n x_i y_i & \sum_{i=1}^n y_i^2 & \sum_{i=1}^n y_i \\ \sum_{i=1}^n x_i & \sum_{i=1}^n y_i & \sum_{i=1}^n 1 \end{bmatrix} \begin{bmatrix} -k_v \\ T_{v_bv} \\ ZP_v \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} \sum_{i=1}^n x_i z_i \\ \sum_{i=1}^n y_i z_i \\ \sum_{i=1}^n z_i \end{bmatrix} \quad [\text{Równanie 6.25}]$$

Nie musisz jednak martwić się o szczegóły rachunków macierzowych, ponieważ wiele arkuszy kalkulacyjnych i języków programowania ma wbudowane odpowiednie funkcje. Na przykład arkusz kalkulacyjny dla średnio-zaawansowanej redukcji obserwacji z lustrzanek cyfrowych (ang. „Reduction-Intermediate”) używany w projekcie AAVSO Citizen Sky³ korzysta z funkcji „LINEST” w Excelu. Oryginalną wersję tego arkusza i instrukcję użycia można znaleźć pod odnośnikiem:

<http://www.citizensky.org/content/calibration-intermediate>

Jednakże obecnie jest dostępna udoskonalona wersja na poniższej stronie internetowej:

<https://www.aavso.org/dslr-observing-manual>

Nowy arkusz kalkulacyjny pozwala na analizę instrumentalnych wielkości gwiazdowych nie tylko dla kanału zielonego, ale również niebieskiego i czerwonego. Oblicza on również wskaźnik barwy obiektu docelowego (B-V) z jego wartości instrumentalnej (b-v), wykorzystując gwiazdy porównania i testową jako standardy kalibracyjne. Użytkownik może wybrać:

- 1) brak poprawek (tzn. standaryzowane wielkości gwiazdowe);
- 2) tylko poprawkę transformacyjną;
- 3) zarówno korekcję ekstynkcji atmosferycznej jak i transformację do standardowego systemu.

Dostępne są przykładowe dane i instrukcje użycia tego arkusza kalkulacyjnego.

Standaryzowane lub transformowane wielkości gwiazdowe z obu arkuszy kalkulacyjnych nadają się do raportowania do AAVSO.

W dodatku C znajdziesz szczegóły dotyczące ekstynkcji atmosferycznej.

3. (przypis tłumacza) W 2017 roku portal AAVSO Citizen Sky został wyłączony i jest niedostępny.

6.7. Raportowanie wyników

Żaden naukowy pomiar nie ma wartości dopóki nie zostanie opublikowany, aby mogło z niego korzystać środowisko naukowców. „Publikacja” większości pomiarów fotometrycznych gwiazd zmiennych oznacza dodanie ich do powszechnie znanej bazy danych takiej jak AID – Międzynarodowa Baza Danych AAVSO („AID” – skrót z j. ang. AAVSO’s International Database). Naukowcy mają wówczas dostęp do danych zebranych przez ciebie oraz innych i mogą składać zapytania do bazy danych dotyczące konkretnej gwiazdy i zakresu czasowego. Aby twoje pomiary były przydatne muszą zawierać informacje o tym, czym są, jak zostały uzyskane oraz muszą być opisane przez pozostałe dane dotyczące ich zawartości i jakości.

Formularz do wprowadzania danych do bazy AID jest dostępny na stronie domowej AAVSO na zakładce „Data”, menu „WebObs (Submit/Search Data)”. Musisz mieć oficjalny kod obserwatora AAVSO (ang. AAVSO Observer Code) i zalogować się przed wprowadzeniem danych. Rejestracja w celu uzyskania kodu obserwatora (<https://www.aavso.org/apps/register/>) jest darmowa i otwarta dla każdego – nie tylko dla członków AAVSO.

Początkowo będziesz używał odnośnik „Raportuj obserwacje pojedynczo” (ang. Submit Observations Individually) na stronie WebObs, aby wprowadzić jedną obserwację na raz. Wybierz „DSLR” z rozwijanego pola wyboru „Choose Type of Observation”, aby wyświetliły się pola do wprowadzania informacji wymaganych dla tego typu obserwacji. Wymagane jest wypełnienie innych pól w zależności od typu wybranej obserwacji.

Rysunek 6.10 przedstawia formularz do wprowadzania pojedynczych obserwacji wykonanych lustrzanką cyfrową. Informacja wymagana przez WebObs jest raczej intuicyjna, jednak odnośnik „More help...” poniżej każdego pola zapewnia dodatkowe wyjaśnienie w razie wątpliwości.

Jeżeli raportujesz standaryzowane wielkości gwiazdowe (tzn. magnituda bez transformacji) to pozostaw niezaznaczone okienko „*transformed*” poniżej pola „Magnitude” i wybierz odpowiednią opcję „Tri-Color...” z rozwijanego pola wyboru „Filter”. Na przykład wybierz „Tri-Color Green”, gdy standaryzowane wielkości gwiazdowe zostały uzyskane z instrumentalnego magnitudo z kanału zielonego.

Dla transformowanych obserwacji (z lub bez ekstynkcji atmosferycznej) upewnij się, że jest zaznaczone okienko „*transformed*” i wybrane albo Johnson B, Johnson V lub Cousins R z rozwijanego pola wyboru „Filter” w zależności od użytego kanału koloru w lustrzance cyfrowej.

Gdy użyto tylko jedną gwiazdę porównania, tak jak może się zdarzyć w przypadku tradycyjnej fotometrii CCD, to powinieneś wprowadzić instrumentalne wielkości gwiazdowe w pola dotyczące gwiazdy porównania („Comp Mag”) i gwiazdy testowej („Check Mag”).

Wprowadź „ensemble” w pole „Comp Label” i „na” w pole „Comp Mag”, gdy została wykorzystana grupa („ensemble”) gwiazd porównania, jak w przypadku arkuszy kalkulacyjnych omawianych w sekcji 6.6. W polu „Check Mag” wprowadź transformowane (nie instrumentalne) magnitudo tak, jak wyliczone w arkuszu kalkulacyjnym. W polu dotyczącym masy powietrznej „Airmass” wprowadź obliczoną masę powietrzną gwiazdy docelowej w chwili obserwacji.

Jeżeli raportowane są wielkości gwiazdowe B, V i R z pojedynczych lub stertowanych klatek, to oznacz ten fakt, nadając wszystkim trzem obserwacjom taki sam identyfikator w polu „Group”. Pomoże to w rozpoznaniu, że dane wielkości gwiazdowe zostały uzyskane w tym samym czasie. Identyfikator grupowy powinien być liczbą całkowitą, taką samą dla wszystkich obserwacji w grupie i unikalną dla danego obserwatora, danej gwiazdy i danej daty juliańskiej.

Enter Observations Individually

What type of observation are you submitting?: * DSLR ▼

A different form will be shown depending on what type you choose.

DSLR Observation

Observer Code: BMGA

Your official AAVSO Observer Initials.

Star Identifier:*

BL Tel

The name, design, or AUID of the star you observed. [More help...](#)

Date/Time of Observation:*

2457280.943176

Exact time of observation in JD or yyyy/mm/dd/hh/mm/ss format. [More help...](#)

☐ Check this box if your date is in HJD. [More help...](#)

Magnitude:*

8.126

Magnitude of the variable star. A decimal point is required. [More help...](#)

☐ Check this box if your magnitude is a *fainter-than*.

☒ Check this box if your magnitude is *transformed*.

Mag Error:

0.002

Magnitude Error. [More help...](#)

Filter:*

Johnson V ▼

Chart ID:*

X15253DI

Label on chart used to make observation. [More help...](#)

Comment codes:

☐ B ☐ U ☐ W ☐ L ☐ D ☐ Y
☐ K ☐ S ☐ Z ☐ I ☐ V

Optional field. Check as many that apply. [More help...](#)

Comp Label:*

ensemble

Comp Mag:*

na

Check Label:*

000-BKS-894

Check Mag:*

8.823

Comparison and Check Star Labels and Mags. [More help...](#)

Airmass:

1.077

[What is this?](#)

Group:

1

[What is this?](#)

Comments:

Mag = average of 16 images, Mag Error = std error of the mean, ensemble: 88,61,66,68,85,80 Tycho 2 values

Please be brief.

Submit Observation

Rysunek 6.10. Strona internetowa WebObs do wprowadzania pojedynczych obserwacji z polami wymaganymi dla obserwacji lustrzanką cyfrową. (Mark Blackford)

Pole z komentarzem „Comments” może być użyte do identyfikacji gwiazd w grupie („ensemble”) gwiazd porównania i innych istotnych informacji, ale jest ono ograniczone do 100 znaków, włączając w to spacje i znaki interpunkcyjne.

Sprawdź uważnie wprowadzone przez siebie dane przed potwierdzeniem raportu obserwacji „Submit Observation”. WebObs posiada funkcję wyszukiwania i edytowania wprowadzonych danych, jeśli po czasie uświadomisz sobie, że wprowadzone dane były niepoprawne.

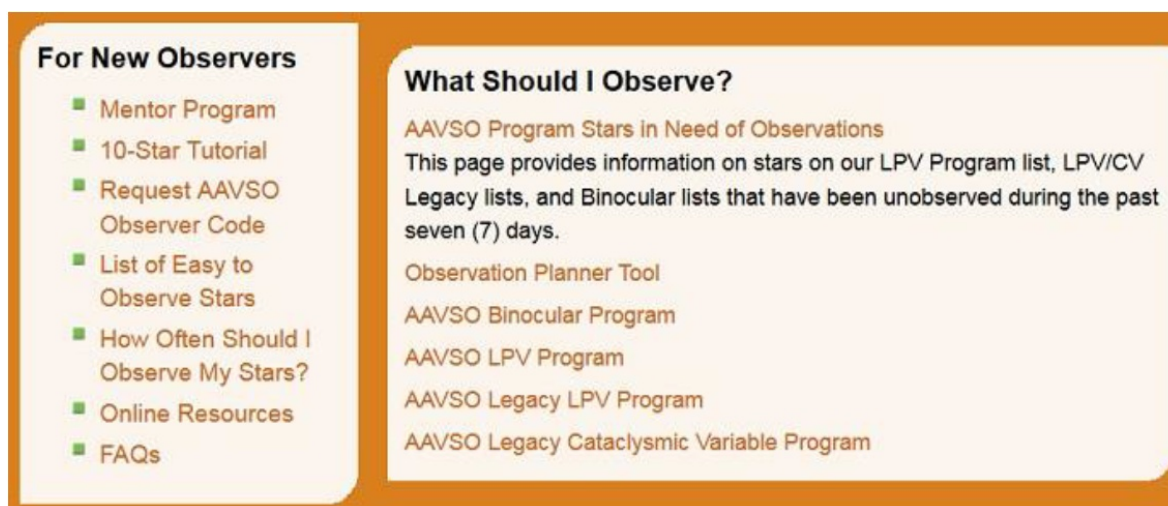
Druga metoda raportowania obserwacji jest bardziej złożona i wymaga utworzenia pliku z obserwacjami zamiast raportowania jednej obserwacji na raz. Plik musi mieć format rozszerzonego pliku AAVSO (<https://www.aavso.org/aavso-extended-file-format>). Wiele pakietów oprogramowania dostarcza kompatybilny plik wyjściowy nazwany „AAVSO Extended Format” lub podobnie. Jeżeli korzystasz z innego oprogramowania fotometrycznego lub arkuszy kalkulacyjnych to będziesz musiał wygenerować odpowiedni plik tekstowy we własnym zakresie. Upewnij się, że „OBSTYPE” w tym wynikowym pliku jest ustawione na DSLR. WebObs ma też możliwość odnalezienia pliku na komputerze i następnie przesłania go na serwer.

W końcu po zraportowaniu obserwacji, można użyć generatora krzywej blasku (ang. Light Curve Generator, <https://www.aavso.org/lcg>), aby porównać swoje dane z wynikami innych obserwatorów. Miło jest patrzeć jak powstaje krzywa blasku w czasie rzeczywistym!

Rozdział 7. Stworzenie programu obserwacyjnego na lustrzanki cyfrowe

Jednym z największych wyzwań stających przed nowym obserwatorem jest decyzja, które gwiazdy zmienne obserwować spośród znanych setek tysięcy. Gdzie znaleźć listy lub katalogi gwiazd? Jak rozstrzygnąć, które są odpowiednie dla twojego instrumentu? Jak uzyskać mapki pokazujące zmienną wraz z gwiazdami ją otaczającymi i jak zdecydować, które wybrać jako gwiazdy porównania?

Strona internetowa Sekcji Obserwatorów AAVSO (<https://www.aavso.org/observers#sections>) jest znakomitym miejscem, aby rozpocząć poszukiwanie potencjalnych obiektów. Są tam liczne odnośniki do innych zasobów, między innymi tych pokazanych na rysunku 7.1 będących szczególnie istotnymi dla nowych obserwatorów.



Rysunek 7.1. Część strony internetowej Sekcji Obserwatorów AAVSO.

Gwiazdy w AAVSO Binocular Program opisane są przez zakres wielkości gwiazdowych, mapki nieba i tabele fotometryczne nadające się do fotometrii lustrzankami cyfrowymi. Sprawdź również różne Sekcje Obserwatorów AAVSO – w szczególności sekcje Zaćmieniowych Układów Podwójnych (ang. Eclipsing Variables), Gwiazd Zmiennych Pulsujących Krótkookresowych (ang. Short Period Pulsating Variables) i Gwiazd Zmiennych Długookresowych (ang. Long Period Variables).

Narzędzie „Observation Planner Tool” może być wykorzystane do identyfikacji gwiazd zmiennych widocznych danej nocy z twojego miejsca obserwacji. Upewnij się, że przeczytałeś uważnie instrukcje, aby w pełni wykorzystać to narzędzie i uniknąć wybrania mniej odpowiednich obiektów.

Aby uprościć proces decyzyjny wybraliśmy kilka obiektów, które wydają nam się odpowiednie dla nowicjuszy. Jednak nie wszystkie z nich będą się nadawały dla każdego obserwatora.

7.1. Rekomendowana lista obiektów dla początkujących

Rekomendowane obiekty dla początkujących obejmują 11 gwiazd dla obserwatorów nieba północnego i 10 gwiazd dla obserwatorów nieba południowego (odpowiednio tabele 7.1 i 7.2). Zostały one wybrane na podstawie zbioru kryteriów, które jak sądzimy sprawiają, że będą użyteczne jako gwiazdy szkoleniowe. Wszystkie mają amplitudę zmian większą od 0,3 magnitudo z wyjątkiem beta Cephei (gwiazda o małej amplitudzie), która została włączona na listę jako

wyzwanie. Większość jest całkiem jasna przynajmniej w fragmencie ich krzywej blasku, co powinno sprawić, że względnie łatwo można je znaleźć i sfotografować aparatem cyfrowym.

Jeden obiekt na północy oraz dwa na południu to gwiazdy około 8 magnitudo lub słabsze, więc wykonanie zdjęcia i osiągnięcie rozsądnego SNR może być sporym wyzwaniem.

Większość z tych gwiazd jest również uwzględniona w programie szkoleniowym obserwacji wizualnych⁴ AAVSO dostępnym pod odnośnikiem: <https://www.aavso.org/10-star-training>. Gwiazdy te są wskazane indeksem górnym² w tabelach 7.1 i 7.2. Program szkoleniowy „10 gwiazd” zawiera mapki prezentujące całe gwiazdozbiory, które pomogą obserwatorowi w orientacji i ułatwią lokalizację gwiazdy zmiennej. Przykład jest pokazany poniżej na rysunku 7.2. Cyfrowe etykiety wskazują na gwiazdy porównania dla obserwatorów wizualnych. Jednak mogą one być nieodpowiednie dla obserwatorów z lustrzankami cyfrowymi. Powinno się użyć Variable Star Plotter, aby uzyskać właściwą mapkę CCD i tabelę fotometryczną (patrz sekcja 3.4.1).

Wszystkie gwiazdy umieszczone w wykazie są ciekawe i/lub „słynne” oraz są w kręgu zainteresowań zawodowych astronomów. Wszystkie one stanowią przykład ważnych etapów ewolucji gwiazd. Mira to pierwsza zaobserwowana (w 1596 roku) gwiazda zmienna. Mu Cephei („mu” oznaczone jest jako „miu” w tabeli 7.1, ponieważ tak wygląda oficjalna, międzynarodowa astronomiczna pisownia tej greckiej litery) jest ogromną gwiazdą w końcowych etapach ewolucji i wkrótce stanie się supernową. Niektóre z rekomendowanych gwiazd nadają się do obserwacji dla uczniów szkół średnich i wyższych, a wiele z nich jest obszernie opisanych w Internecie, co może być pomocne dla projektów uczniowskich.

Niektóre gwiazdy mają regularne zmiany (np. cefeidy i podwójne układy zaćmieniowe), a kilka posiada okres krótszy od pięciu godzin. Dlatego cały cykl może być zarejestrowany w jednej sesji obserwacyjnej.

4. (przypis tłumacza) Istnieje również polska wersja językowa programu szkoleniowego AAVSO do obserwacji wizualnych pod odnośnikiem: https://www.aavso.org/sites/default/files/10startutorial-2013_pl.pdf.

Tabela 7.1. Jasne gwiazdy zmienne rekomendowane dla początkujących na półkuli północnej.

GWIAZDY PÓLNOCNE					
Nazwa	Czas obserwacji	Zakres magnitudo	Typ zmienności	Okres (dni)	Uwagi
Z UMa	Cały rok	6,2 – 9,4	Zmienna półregularna	195,5	Może być obserwowana co 5 dni. Możesz potrzebować zmiany ustawień, aby uwzględnić duże zmiany w magnitudo.
delta Cep ²	Cały rok	3,49 – 4,36	Klasyczna cefeida	5,366266	Może być obserwowana 2 razy jednej nocy lub jeden raz przed północą. Słynna historyczna gwiazda zmienna z regularną charakterystyczną krzywą blasku. Raportuj obserwacje jako del Cep.
Algol (beta Per) ²	Sierpień - maj	2,09 – 3,30	Podwójny układ zaćmieniowy	2,86736	Zaćmienie trwa około 8 godzin. Pomiaru powinny być wykonywane przynajmniej przez 2 godziny po każdej stronie przewidywanego minimum. Potrzeba 10 lub więcej pomiarów, aby uzyskać sensowną krzywą blasku; mogą one być wykonywane co 15 minut. Obserwacje raportuj jako bet Per.
beta Lyr ²	Kwiecień – listopad	3,30 – 4,35	Podwójny układ zaćmieniowy	12,94061713	Pół-rozdzielony układ zaćmieniowy, co oznacza, że jest on w ciągłym zaćmieniu. Przez większość okresu jeden pomiar na noc jest wystarczający. W pobliżu głównego minimum (interwał 1,5 dnia) pomiary mogą być robione co godzinę. Obserwacje raportuj jako bet Lyr.
miu Cep ^{1,2}	Cały rok	3,43 – 5,1	Zmienna półregularna	835	Jeden pomiar na noc jest wystarczający. Raportuj obserwacje używając pisowni „miu” zamiast „mu”.
eta Aql ²	Kwiecień – listopad	3,49 – 4,30	Klasyczna cefeida	7,1769	Może być obserwowana 2 razy na noc lub raz przed północą. Słynna historyczna gwiazda zmienna z charakterystyczną, regularną krzywą blasku.
Mira ¹ (omicron Cet)	Sierpień – luty	2 – 10,1	Mira	331,96	Możliwa do obserwacji przez 100 dni po którejkolwiek stronie maksimum. Obserwacje raportuj jako omi Cet.
R Lyr ^{1,2}	Kwiecień – listopad	3,81 – 4,44	Półregularna zmienna	46:	Jeden pomiar na noc jest wystarczający.
beta Cep	Cały rok	3,16 – 3,27	zmienna pulsacyjna typu Beta Cephei	0,1904881	Posiada bardzo małą amplitudę i wymaga 30 zdjęć na jeden pomiar przy dobrych warunkach na niebie. Ma regularny okres i nieustannie się zmienia. Cały cykl zmian może być pokryty w jednej sesji obserwacyjnej pomiarami wykonywanymi co 5 minut. Obserwacje raportuj jako bet Cep.
BE Lyn	Październik – kwiecień	8,57 – 8,97	Delta Scuti o dużej amplitudzie (HADS)	0,09586954	Ma krótki regularny okres, który może być zaobserwowany w jednej sesji obserwacyjnej z serią 10 zdjęć co 5 minut.
V474 Mon	Listopad – marzec	5,94 – 6,31	Delta Scuti o dużej amplitudzie (HADS)	0,136126	Ma krótki regularny okres, który może być zaobserwowany w jednej sesji obserwacyjnej z serią 10 zdjęć co 5 minut.

¹**Uwaga:** Ta gwiazda jest czerwona i nietransformowane wielkości gwiazdowe z lustrzanki cyfrowej mogą być wyjątkowo duże.

²**Uwaga:** Mapa dla tej gwiazdy dostępna jest w programie szkoleniowym „10 gwiazd” (gwiazdy północne).

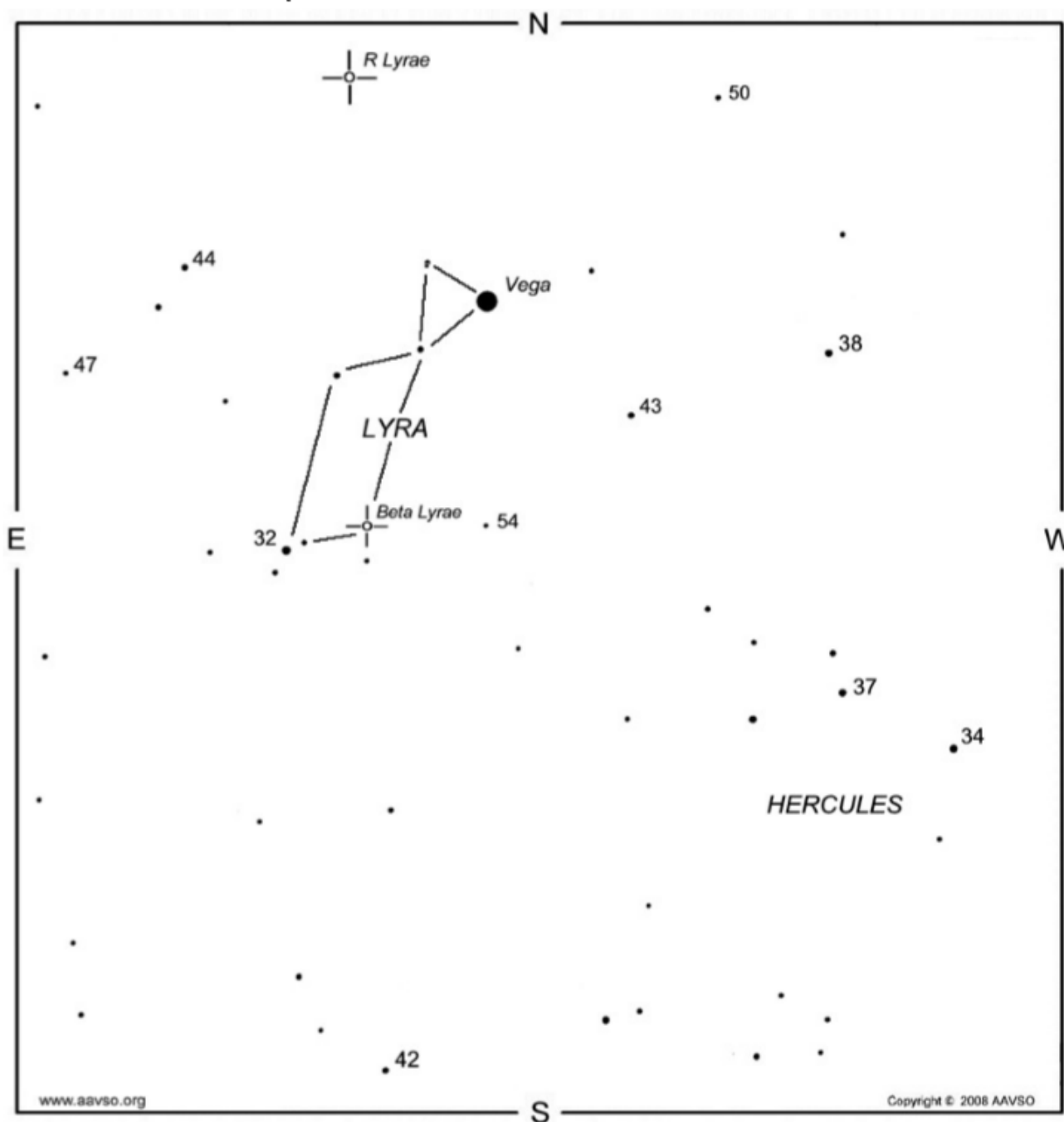
Tabela 7.2. Jasne gwiazdy zmienne rekomendowane dla początkujących na półkuli południowej.

GWIAZDY POŁUDNIOWE					
Nazwa	Czas obserwacji	Zakres magnitudo	Typ zmienności	Okres (dni)	Uwagi
W Sgr ²	Marzec – październik	4,29 – 5,14	Klasyczna cefeida	7,59503	Potrójny układ składający się z cefeidy, bliskiego karła F5 i bardziej odległej gwiazdy typu widmowego A0.
kappa Pav ²	Kwiecień – listopad	3,91 – 4,78	Zmienna pulsacyjna typu W Virginis	9,083	Jak do tej pory najjaśniejsza cefeida z II (starej) populacji cefeid. Są to gwiazdy o niewielkiej masie i jasności mniejszej niż klasyczne cefeidy. Kappa Pavonis wykazuje nagłe zmiany okresu. Ciągły monitoring pomoże je wyznaczyć. Raportuj obserwacje jako kap Pav.
beta Dor ²	Wrzesień - kwiecień	3,41 – 4,08	Klasyczna cefeida	9,8426	Tylko o 0,1 magnitudo słabsza niż 1 Car i występuje po niej w tym rankingu. Klasyczne cefeidy są masywnymi gwiazdami I (młodej) populacji gwiazdowej. Obserwacje raportuj jako bet Dor.
1 Car ²	Grudzień - lipiec	3,22 – 4,12	Klasyczna cefeida	35,562	Najjaśniejsza na niebie cefeida po Polaris, gdy uwzględnimy obserwowane magnitudo. Zauważ, że „1” jest małą literą „L”.
R Car ^{1,2}	Grudzień - sierpień	3,9 – 10,5	Mira	307	Wymaga zastosowania kilku różnych ustawień w lustrzance cyfrowej, by pokryć cały zakres zmian jej jasności.
V Pup ²	Październik - maj	4,35 – 4,92	Podwójny układ zaćmieniowy	1,4544859	Podwójny układ zaćmieniowy typu beta Lyrae. Zmiany jasności są ciągłe ze względu na elipsoidalny kształt składników.
R Dor ^{1,2}	Październik - maj	4,78 – 6,32	Zmienna półregularna	172	Gwiazda zmienna półregularna prezentująca dwa maksima i duże zmiany amplitudy pomiędzy cyklami. Jedna z gwiazd o największej średnicy zmierzonej interferometrycznie z Ziemi.
zeta Phe ²	Lipiec - luty	3,94 – 4,42	Podwójny układ zaćmieniowy	1,6697671	Podwójny układ zaćmieniowy typu Algola. Przez większość czasu gwiazda jest w maksimum jasności, więc złapanie zaćmienia będzie wymagało cierpliwości.
RY Lep	Październik – maj	8,05 – 8,46	Delta Scuti o dużej amplitudzie (HADS)	0,2251475	Cały okres może być zaobserwowany w jednej sesji z pomiarami wykonywanymi co 5 minut.
RS Gru	Czerwiec – styczeń	7,94 – 8,48	Delta Scuti o dużej amplitudzie (HADS)	0,1470117	Ma krótki regularny okres, który może być zaobserwowany podczas jednej sesji obserwacyjnej z serią 10 zdjęć wykonywanych co 5 minut.

¹**Uwaga:** Ta gwiazda jest czerwona i nietransformowane wielkości gwiazdowe z lustrzanki cyfrowej mogą być wyjątkowo duże.

²**Uwaga:** Mapka dla tej gwiazdy dostępna jest w programie szkoleniowym „11 gwiazd” (gwiazdy południowe).

Mapka nieba: beta Lutni i R Lutni



Rysunek 7.2. Mapka nieba dla beta Lyrae i R Lyrae skopiowana z programu szkoleniowego AAVSO „10 gwiazd” (ang. AAVSO’s 10–Star Training Tutorial) dla obserwatorów wizualnych północnego nieba. (AAVSO)

7.2. Decyzja co obserwować

Prawdopodobnie dwoma największymi czynnikami mającymi wpływ na wybór obiektów są obiektyw i montaż. Te i inne tematy dotyczące sprzętu zostały wyjaśnione w rozdziale 2. Inne ważne tematy do rozważenia dotyczą miejsca obserwacji (częściowo przesłonięty widok?), warunków na niebie (mocniejsze zaświecenie w pewnych kierunkach?) tego, jak często możesz obserwować i jak długo może trwać każda sesja obserwacyjna. Później, gdy zdecydujesz się rozszerzyć listę obiektów, rozsądnym byłoby sprawdzenie programów i akcji obserwacyjnych zainicjowanych lub rekomendowanych przez AAVSO lub inne organizacje obserwatorów gwiazd zmiennych.

Przede wszystkim wybierz obiekty docelowe, które cię interesują. Jeśli coś nie sprawia nam przyjemności, nie robimy tego przez dłuższy czas. Co zatem podoba się tobie w obserwacjach? Czy to jest zadowolenie z opanowania technicznych wyzwań? Czy może ekscytacja związana z obserwowaniem jak krzywa blasku nabiera kształtu w miarę dodawania kolejnych pomiarów? Czy to jest przebywanie pod nocnym niebem i kontakt z Wszechświatem? Czy są jakieś gwiazdy, które lubisz obserwować tak po prostu, dla samej przyjemności? Jak poważnie powinniśmy podchodzić do tego tematu? Czy coś z tego jest ważne? Czy możemy traktować to serio, wносить wkład w rozwój nauki i nadal dobrze się bawić? Jak najbardziej! Uwierz lub nie, ale to robi różnicę. Chcemy, abyś był skuteczny, szczęśliwy i efektywny. Jeśli fotometria wykonywana lustrzankami cyfrowymi nie jest dla ciebie zabawą, to wkrótce stracisz nią zainteresowanie.

7.2.1. Planowanie sesji obserwacyjnej

Na planowanie sesji obserwacyjnej składa się kilka zagadnień. Ważną kwestią jest to, jak długo możesz obserwować. Być może masz jedną lub dwie godziny, być może całą noc. Przy mniej więcej jednej godzinie nie będziesz mógł użytecznie obserwować podwójnych układów zaćmieniowych, zwykle wymagają one obserwacji przez cztery lub więcej godzin. Ale w ciągu jednej godziny możesz zaobserwować pięć gwiazd, które wymagają tylko jednego pomiaru na noc. Pamiętaj, że dobrą praktyką jest zrobienie wielu zdjęć każdego pola obserwacyjnego, z których można wyznaczyć średnią wielkość gwiazdową.

Jeżeli zamierzasz obserwować kilka gwiazd w sesji, to upewnij się, że starannie zanotowałeś wszelkie wykonane zmiany ustawień aparatu cyfrowego przy przesuwaniu się pomiędzy gwiazdami. Zbyt łatwo umyka nam zmiana i notowanie ustawień, gdy późno w nocy dopada nas zmęczenie.

Podczas planowanych obserwacji obiekty powinny być wysoko na niebie, aby zminimalizować efekty różnicowej ekstynkcji atmosferycznej. Dobry program typu planetarium jest w tej kwestii nieoceniony. Może jednak okazać się, że ze względów czasowych wymaganie to nie będzie najistotniejsze, np. w przypadku obserwacji nowych lub supernowych, gdy obiekt nie znajduje się w odpowiednim miejscu na niebie.

Jeżeli jesteś obserwatorem wizualnym gwiazd zmiennych, to oczywiście możesz przeprowadzić fotometrię lustrzanką cyfrową swojej ulubionej gwiazdy, stosując zasady z tego podręcznika.

7.2.2. Mapki nieba i mapki gwiazd porównania z tablicami fotometrycznymi

Znalezienie gwiazdy zmiennej jest umiejętnością, której można się nauczyć. Należy użyć aktualnych mapek i tablic fotometrycznych z zestawem gwiazd porównania o dokładnie wyznaczonych wielkościach gwiazdowych (sekcja 3.4.1). Zaleca się używanie takich mapek w celu uniknięcia konfliktu, który może powstać, gdy wielkości gwiazdowe tej samej gwiazdy porównania pochodzą z różnych zestawów mapek. Mogłoby to skutkować dwoma różnymi wartościami zmiany jasności wyznaczonej dla tej samej gwiazdy zmiennej tej samej nocy.

7.2.3. Efemerydy do ustalania kiedy twoja gwiazda będzie jasna lub słaba

Efemeryda (ang. ephemeris / l.mn. ephemerides; pochodzi od greckiego słowa ἐφημερίς ephēmeris „pamiętnik”, „dziennik”) jest tablicą, która podaje godzinę i dzień środka zaćmienia głównego w podwójnym układzie zaćmieniowym lub maksimum w przypadku gwiazd pulsujących (cefeidy i mirydy). Efemerydy gwiazd z rekomendowanych przez nas list można znaleźć za pomocą narzędzia VSX (skrót od: AAVSO International Variable Star Index) dostępnego pod odnośnikiem

<http://www.aavso.org/vsx/>. Wprowadź nazwę gwiazdy, którą chcesz obserwować, na przykład W Sgr i kliknij „search”. Strona z wynikiem będzie miała odnośnik o nazwie „Ephemeris” po prawej stronie linii oznaczonej „Epoch”. Kliknij na ten odnośnik, aby wyświetlić okno z listą następnych kilku maksimów tej cefeidy. Zauważ, że efemeryda będzie informowała o kilku następnych maksimach dla gwiazd pulsujących takich jak cefeidy i głównych minimach w podwójnych układach zaćmieniowych.

Jeżeli epoka i okres nie były aktualizowane przez wiele lat w VSX, to wtedy rzeczywiste momenty minimum / maksimum mogą nie odpowiadać tym prognozowanym. To jest główny argument na rzecz kontynuowania obserwacji gwiazd pulsujących i zaćmieniowych - obserwacje zmian okresu, które mogą być spowodowane zmianami ewolucyjnymi lub innymi gwiazdami orbitującymi wokół zmiennej.

7.2.4. Raport pogodowy, wilgotność, punkt rosy, temperatura

Sprawdź prognozę pogody na noc, podczas której zamierzasz obserwować. Wieczór może być obiecujący, ale rozległe słabe smugi cirrusów niewidocznych w ciemności mogą uniemożliwić dobrą fotometrię. Lustrzanka cyfrowa jest tak czuła, że słabe cirrusy mają duży wpływ na wyniki. Czasami mamy przyjemność doświadczania czystego nieba – bez chmur, pyłu i z niską wilgotnością. W pełni wykorzystaj taką noc, ponieważ zdarzają się one zbyt rzadko w większej części naszego globu. Opuść sobie wszystkie osobiste / rodzinne / pracownicze / społeczne zobowiązania i zorganizuj się!

Istnieją typowo astronomiczne strony internetowe i aplikacje smartfonowe / tabletowe, które oferują więcej informacji niż zwykle prognozy pogody. Niektóre noce rozpoczynają się dobrymi warunkami obserwacyjnymi, ale pogarszają się w momencie przejścia frontu pogodowego. Inne rozpoczynają się pochmurnym niebem, które później rozpogadza się. Planując sesję możesz wykorzystać ograniczenia pogodowe, aby mimo wszystko wykonać wartościowe obserwacje. Jeżeli prognozy są dobre na całą noc, możesz przygotować się na długą serię czasową obserwacji (ang. long time series) podwójnego układu zaćmieniowego lub gwiazdy typu delta Scuti o dużej amplitudzie – o ile twój montaż się do tego nadaje. Fotografowanie w serii czasowej z montażem bez prowadzenia mogłoby być ekstremalnym wyzwaniem, zarówno w utrzymaniu obiektu i gwiazd porównania przez całą noc w kadrze, jak i przy późniejszym przetwarzaniu zdjęć.

Jeśli prognozowana jest mgła, twój aparat cyfrowy i obiektyw mogą zapać. Może to nastąpić zanim pojawi się faktyczna mgła. Dlatego musisz zaplanować przeprowadzenie obserwacji przed nadejściem mgły. Rosa może pojawić się na lustrzance nawet bez mgły. Dlatego bądź czujny, ponieważ takie zdarzenie może zepsuć obserwację. Możesz zminimalizować ten problem przenosząc swój sprzęt pomiędzy obserwacjami do zimnego, ale bardziej suchego otoczenia takiego jak garaż. Pomiedzy obserwacjami możesz okryć aparat cyfrowy plastikowym workiem, który zachowuje bardziej suche środowisko.

Jeżeli temperatura otoczenia jest większa lub mniejsza niż temperatura w domu, wskazane jest wystawienie aparatu cyfrowego na zewnątrz na około dwadzieścia minut, aby aparat cyfrowy i obiektyw mogły dostosować się do temperatury.

Jeśli mieszkasz w pobliżu oceanu, to bądź świadomy, że skroplona para wodna może być słona, co jest bardzo szkodliwe dla aparatu cyfrowego i obiektywu.

7.2.5. Warunki na niebie, faza Księżyca

Choć jasny Księżyc może mieć istotny wpływ na obserwacje wizualne gwiazd zmiennych, to problem ten nie jest tak poważny w przypadku obserwacji lustrzanką cyfrową. Jasny Księżyc nie

ma wpływu na pomiary w części nieba naprzeciwko Księżyca. O ile obiektyw aparatu cyfrowego posiada osłonę przeciwsłoneczną to możliwe są obserwacje dość blisko jasnego Księżyca dopóki bezpośrednie lub odbite światło księżycowe nie pada na soczewki.

7.2.6. Obserwacje gwiazd nie wykazujących zmian

Interesującym i pożytecznym nocnym zajęciem może być testowanie sprzętu i ustawień. Fotografowanie pól z gwiazdami standardowymi pozwala na wyznaczenie współczynników transformacji i przetestowanie dokładności i powtarzalności pomiarów. Innym wartym przeprowadzenia eksperymentem jest sprawdzenie, jak poprawia się stosunek sygnału do szumu, gdy stertowanych (lub uśrednianych) jest dziesięć, dwadzieścia lub trzydzieści zdjęć w porównaniu do jednego.

Zanim spróbujesz fotometrii gwiazd zmiennych, bardzo dobrym ćwiczeniem naukowym jest wykonanie fotometrii gwiazd, które nie zmieniają jasności. Możesz wybrać dwie bliskie niezmienną się gwiazdy i zmierzyć różnicę jasności. Następnie porównaj oszacowanie tej różnicy z różnicą katalogową. Możesz przekonać się, że poświęcenie na te wprawki w fotometrii lustrzankowej kilku pierwszych pogodnych nocy bardzo pomoże, gdy stawisz czoło twojej pierwszej gwiazdzie zmiennej.

Jest to też bardzo dobry sposób na poszerzanie wiedzy o twoim sprzęcie. Eksperymentuj ze zmianą stopnia rozogniskowania, czasem naświetlania, ISO i przysłoną. Postaraj się zrozumieć, jakie ustawienia dają najdokładniejsze pomiary.

Przeprowadź testy z parami gwiazd, które różnią się o ponad 0,5 magnitudo, o około 0,2 magnitudo i o około 0,1 magnitudo. Może się okazać, że na przykład możesz porównywać gwiazdy o różnicy zaledwie 0,1 magnitudo tylko podczas obserwacji w bardzo dobrych warunkach. Ze zdobytym doświadczeniem powinieneś być w stanie wykonać wiarygodne pomiary zmian jasności 0,01 – 0,02 magnitudo dla jaśniejszych gwiazd.

Wyznacz najjaśniejsze i najśłabsze gwiazdy dla praktycznej fotometrii z twoim obiektywem i montażem.

Wybierz pary gwiazd o podobnym kolorze. W przeciwnym razie różnica, którą wyznaczysz, może nie być zgodna z wartościami katalogowymi, pomimo prawidłowości twoich ustawień i procedur.

7.3. Czas zacząć

W tym podręczniku przedstawiliśmy dość szczegółowo, jak lustrzanki cyfrowe mogą być wykorzystane do monitoringu zmian jasności gwiazd zmiennych. Dla wielu typów gwiazd zmiennych pomiary lustrzanką cyfrową mogą być porównywalne z fotometrią CCD w kategoriach zarówno precyzji jak i dokładności. Dlatego lustrzanki cyfrowe zapewniają amatorom ścieżkę do doskonalenia umiejętności w zakresie fotometrii przy niższych kosztach i do wnoszenia wartościowych danych naukowych do Międzynarodowej Bazy Danych AAVSO (AID).

Nadszedł czas, by zabrać lustrzankę cyfrową pod gwiazdy i praktycznie wykorzystać wszystko, czego się nauczyłeś. Baw się dobrze!

7.3.1. Jak często powinienem obserwować gwiazdy z mojego programu?

Tabele 7.3 i 7.4 wyliczają rekomendowaną częstotliwość obserwacji (kadencję) dla różnych typów gwiazd zmiennych.

Tabela 7.3. Kadencja obserwacyjna rekomendowana dla kilku klas gwiazd zmiennych.

Typ	Opis	Kadencja (dni)
Aktywne Galaktyki (AGN)	Aktywne jądra galaktyk. Optycznie zmienne pozagalaktyczne obiekty uwzględnione tylko z przyczyn historycznych lub akcji obserwacyjnych. Typy GCVS (General Catalog of Variable Stars): GAL, BLLAC, QSO.	1
Gamma Cassiopeiae (GCAS)	Wybuchowe nieregularne zmienne typu γ Cassiopeiae. Są to szybko rotujące gwiazdy z wypływami masy z ich obszarów równikowych. Formowaniu się pierścieni lub dysków wokół równika towarzyszy chwilowe pojaśnienie lub pociemnienie. Amplitudy zamian jasności mogą dochodzić do 1,5 magnitudo w barwie V.	5 - 10
Nieregularne	Wolne nieregularne zmienne. Zmiany jasności tych gwiazd nie wykazują okresowości lub ich okresowość jest bardzo słabo określona i pojawia się sporadycznie. Gwiazdy często są przypisywane do tego typu zmienności z powodu niewystarczających badań.	5 - 10
Miry (LPVs) okres < 300 dni	Zmienne typu o (omicron) Ceti (Mira). Są to długookresowe zmienne olbrzymy o amplitudach zmian jasności od 2,5 do 11 magnitudo w barwie V. Ich okresy mieszczą się w zakresie pomiędzy 80 i 1000 dni.	5 - 7
Miry (LPVs) okres 300- 400 dni		7 - 10
Miry (LPVs) okres > 400 dni		14
Nowe (N)	Ciasne układy podwójne o okresach orbitalnych od 0,05 do 230 dni. Jeden ze składników w tych układach jest gorącym białym karłem, który nagle w ciągu od kilkunastu do kilkuset dni zwiększa jasność o 7 – 19 magnitudo w barwie V i potem stopniowo wraca do swojej poprzedniej jasności przez kilka miesięcy, lat lub dekad.	1
R Coronae Borealis (RCB)	Zmienne typu R Coronae Borealis. Są to ubogie w wodór, ale bogate w węgiel i hel gwiazdy o dużej jasności absolutnej należące do typów widmowych Bpe-C, które są jednocześnie zmiennymi wybuchowymi i pulsacyjnymi. Prezentują one powolne nieperiodyczne spadki jasności o 1 – 9 magnitudo w barwie V, które trwają od miesiąca lub więcej do kilkuset dni.	1
Nowe powrotne (NR)	Nowe powrotne, które różnią się od typowych nowych faktem, że zaobserwowano przynajmniej dwa lub więcej wybuchów (zamiast tylko jednego) w odstępie 10 – 80 lat. Przykłady: T CrB, T Pyx.	1
RV Tauri (RV)	Zmienne typu RV Tauri. Są to radialnie pulsujące nadolbrzymy. Krzywe blasku charakteryzują się obecnością podwójnych fal z występującymi na przemian głównymi i wtórnymi minimami, które mogą zmieniać głębokość w ten sposób, że minimum główne może stać się wtórnym i vice versa. Pełna amplituda zmian jasności może osiągnąć 3 – 4 magnitudo w filtrze V. Okresy pomiędzy dwoma sąsiednimi minimami głównymi (zwanymi formalnie okresami) mieszczą się w zakresie 30 – 150 dni.	2 - 5

Tabela 7.3. Ciąg dalszy.

Typ	Opis	Kadencja (dni)
S Doradus (SDOR)	Zmienne typu S Doradus. Są to gwiazdy wybuchowe o dużej dzielności promieniowania, które wykazują nieregularne zmiany jasności o amplitudzie w zakresie 1 – 7 magnitudo w barwie V. Należą one do najjaśniejszych niebieskich gwiazd w swoich galaktykach macierzystych. Z reguły są to gwiazdy związane z dyfuzyjnymi mgławicami i są otoczone przez ekspandujące otoczki. Przykłady: P Cyg, η Car.	5 – 10
Supernowe (SN)	Supernowe – gwiazdy, które w wyniku ostatecznego wybuchu zwiększają jasność o 20 magnitudo lub więcej i potem powoli słabną. Według krzywej blasku i cech widmowych, supernowe są dzielone na typ I i II.	1
Półreguluarne (SR, SRA, SRB, SRC)	Zmienne półreguluarne, które są olbrzymami lub nadolbrzymami średnich i późnych typów widmowych, prezentują wyraźne okresowości w swoich krzywych blasku z towarzyszącymi lub czasami przerwany różnymi nieregularnościami. Okresy mieszczą się w zakresie od 20 do >2000 dni, podczas gdy kształt krzywych blasku raczej jest różny i zmienny, i amplitudy mogą być od kilku setnych do kilku magnitudo (zwykle 1 – 2 mag. w filtrze V).	5 - 10
Nowe karłowate (NL, UG, UGSS, UGSU, UGWZ, UGZ)	Zmienne typu U Geminorum lub „nowe karłowate”. Ciasne układy podwójne składające się z gwiazdy - karła (karzeł ciągu głównego! - przypis tłumacza) lub podolbrzyma, który wypełnia wewnętrzną powierzchnię Roche’a i białego karła otoczonego przez dysk akrecyjny. Okresy orbitalne mieszczą się w zakresie 0,05 – 0,5 dni. Od czasu do czasu jasność układu gwałtownie wzrasta o kilka magnitudo (wybuch) i w czasie od kilku dni do miesiąca lub więcej, wraca to stanu początkowego. Według kształtu krzywej blasku, zmienne U Gem można podzielić na trzy typy: typ SS Cyg (UGSS), typ SU UMa (UGSU) i typ Z Cam (UGZ).	1
Młode Obiekty Gwiazdowe (YSO) w fazie aktywnej	Młode Obiekty Gwiazdowe YSO (ang. Young Stellar Objects). Gwiazdy zmienne przed ciągiem głównym. Mogą to być gwiazdy zmienne typu T Tauri, UXors (UX Orionis), FUors (FU Orionis) lub EXors (EX Lupi).	1 lub mniej
Młode Obiekty Gwiazdowe (YSO) w fazie nieaktywnej		2 – 5
Symbiotyczne (ZAND)	Zmienne symbiotyczne typu Z Andromedae. Są to ciasne układy podwójne składające się z gwiazdy gorącej, gwiazdy późnego typu widmowego i rozciąglej otoczki wzbudzonej przez promieniowanie gwiazdy gorącej. Sumaryczna jasność wykazuje nieregularne zmiany o amplitudzie do 4 magnitudo w barwie V.	1
Podwójne układy zaćmieniowe (EB)		1 na minutę
Delta Scuti o dużej amplitudzie (HADS)		1 na minutę

Tabela 7.4. Rekomendowana kadencja obserwacyjna i dokładność czasowa dla kilku klas gwiazd zmiennych.

Typ gwiazdy	Częstotliwość obserwacji	Raportuj JD do
Cefeidy	Każdej pogodnej nocy	4 miejsc dziesiętnych
Zmienne kataklizmiczne	Każdej pogodnej nocy	4 miejsc dziesiętnych
Zmienne typu Mira	Raz na tydzień	1 miejsca dziesiętnego
Półregularne	Raz na tydzień	1 miejsca dziesiętnego
RV Rauri	Raz na tydzień	1 miejsca dziesiętnego
Gwiazdy symbiotyczne*	Raz na tydzień	1 miejsca dziesiętnego
R CrB*	Podczas maksimum raz na tydzień	1 miejsca dziesiętnego
R CrB	Podczas spadków jasności każdej pogodnej nocy	4 miejsc dziesiętnych
Zmienne nieregularne	Raz na tydzień	1 miejsca dziesiętnego
Podejrzane o zmienność	Każdej pogodnej nocy	4 miejsc dziesiętnych
Gwiazdy rozbłyskowe	W sposób ciągły przez 10 do 15 minut podczas rzadkich rozbłysków	4 miejsc dziesiętnych
Podwójne układy zaćmieniowe	Co 10 minut podczas zaćmienia	4 miejsc dziesiętnych
RR Lyrae	Co 10 minut	4 miejsc dziesiętnych
Uwaga: Gwiazdy symbiotyczne i R CrB mogą wykazywać prawdopodobną zmienność o małej amplitudzie i krótkim okresie. Jeżeli jesteś nimi zainteresowany to obserwacje powinny być wykonywane każdej pogodnej nocy i raportowane do 4 miejsc dziesiętnych.		

Dodatek A: Testowanie lustrzanki cyfrowej

Ten dokument bazuje na informacji z następujących źródeł:

1. „*The Handbook of Astronomical Image Processing*”, Second Edition, Richard Berry and James Burnell, Willmann–Bell, Richmond, VA.
2. „*Profiling the Long–Exposure Performance of a Canon DSLR*” opublikowane na forum astronomicznym Cloudy Nights przez Craig Stark. Ten i inne artykuły w formacie PDF są dostępne pod odnośnikiem:

<http://www.stark-labs.com/craig/articles/articles.html>

Zobacz Dodatek E odnośnie informacji na temat sprawdzania liniowości sensora lustrzanki cyfrowej.

Możemy wyznaczyć kilka podstawowych parametrów lustrzanki cyfrowej z łatwego do wykonania zestawu zdjęć szumu, prądu ciemnego i płaskiego pola (ang. bias / dark / flat images). Obejmuje to parametry wzmocnienia (ang. system gain), maksymalnej wartości ADU (wartość saturacji), pojemność studni piksela (ang. full well capacity) i szum odczytu. Możesz również zmierzyć wzrost temperatury sensora podczas wykonywania długiej serii zdjęć i wyznaczyć jak poziom szumu zmienia się z temperaturą.

Te pomiary powinny być powtórzone dla każdego ISO od 100 do 800 i tylko te wartości powinny być brane pod uwagę przy fotometrii.

UWAGA: W tym dodatku odnosimy się do wyodrębnienia jednego z zielonych kanałów barwnych. Niektóre pakiety oprogramowania do fotometrii (np. *MaxIm DL*) pozwalają wyodrębnić osobno dwa kanały zielone. Inne oprogramowanie łączy dwa kanały zielone w jeden obraz (np. *AIP4Win*). Jeżeli twoje oprogramowanie generuje tylko jeden obraz zielony, powinieneś wykorzystać niebieski lub czerwony kanał koloru do wyznaczenia parametrów aparatu cyfrowego. Wynika to z faktu, że połączony obraz w barwie zielonej będzie miał mniejsze odchylenie standardowe w porównaniu do pojedynczych zdjęć zielonych i dlatego parametry wyznaczone z odchylenia standardowego będą niepoprawne.

Maksymalna wartość ADU

Nowoczesne lustrzanki cyfrowe posiadają 14-bitowe przetworniki analogowo – cyfrowe (ADC, skrót z j. ang. analogue-to-digital converter), co teoretycznie powinno dać maksymalną wartość ADU $(2^{14} - 1) = 16\,383$. Niektóre starsze modele mają 12-bitowe przetworniki ADC o teoretycznej maksymalnej wartości ADU $(2^{12} - 1) = 4095$. Jednak rzeczywista wartość będzie nieco mniejsza i może być różna dla 100 ISO w porównaniu do wyższych ustawień wartości ISO.

1. Wykonaj prześwietloną klatkę kalibracyjną płaskiego pola.
2. Zmierz maksymalną wartość piksela (powinna być taka sama dla wszystkich kanałów kolorów).

Wyniki pomiarów dla lustrzanki cyfrowej Canon 1100D:

ISO	Maksymalne ADU [ADU]
100	13584
200	15304
400	15303
800	15304

Przesunięcie systemowe

Niektóre aparaty cyfrowe mają wbudowane stałe przesunięcie (offset). Jest to dokładnie określone przesunięcie kodowania poziomu czerni w pliku z obrazem. Często wynosi ono 1024 lub 2048 ADU dla 14-bitowych aparatów cyfrowych lub 256 ADU dla starszych 12-bitowych. To przesunięcie stwarza możliwość rejestracji ujemnych wartości szumu i pewnego dryfu poziomu czerni.

1. Wykonaj klatkę kalibracyjną szumu bez zaświecenia sensora (zakryj celownik, nałóż zaślepkę na obiektyw, zgaś światło w pokoju) i z najkrótszym możliwym czasem naświetlania, na który pozwala twój aparat cyfrowy (np. 1/4000 sekundy).
2. Zmierz wartość mediany wszystkich pikseli – będzie to wartość przesunięcia systemowego.

Wyniki pomiarów dla lustrzanki cyfrowej Canon 1100D:

ISO	Przesunięcie systemowe [ADU]
100	2048
200	2048
400	2048
800	2048

Wzmocnienie (lub współczynnik konwersji)

Wzmocnienie (ang. system gain) wyraża się w jednostkach „elektrony na ADU” (e^-/ADU) i oznacza liczbę elektronów wymaganych do zamiany natężenia w pikselu o 1 jednostkę analogowo–cyfrową ADU (skrót z j. ang. Analog to Digital Unit). Jest to podstawowa jednostka zmiany na zdjęciach wykonanych lustrzanką cyfrową lub kamerą CCD. Wzmocnienie powinno być takie samo dla każdego kanału koloru, ale różne dla każdego ustawienia ISO.

1. Wykonaj dwie klatki kalibracyjne płaskiego pola z takim samym czasem ekspozycji. Ustaw czas naświetlania w ten sposób, aby średnia wartość piksela wynosiła około $\sim 2/3$ maksymalnej wartości ADU i aby nie było prześwietlonych pikseli.
2. Wyodrębnij jeden z zielonych kanałów z każdej klatki kalibracyjnej płaskiego pola i zapisz je jako FG1 i FG2.
3. Dodaj do siebie FG1 i FG2 i zmierz średnią wartość piksela w obszarze centralnym o wielkości około 100×100 pikseli. Zapisz to jako wartość średnią $(\overline{FG1} + \overline{FG2})$.
4. Odejmij FG2 od FG1 i następnie dodaj 5000 (by być pewnym, że wynikowy obraz nie ma ujemnych wartości piksela).
5. Zmierz standardowe odchylenie w obszarze centralnym o wielkości około 100×100 pikseli. Zapisz to jako $\sigma_{(FG1-FG2)}$.
6. Wykonaj dwie klatki kalibracyjne szumu.
7. Wyodrębnij jeden z zielonych kanałów z każdej klatki kalibracyjnej szumu i zapisz je jako BG1 i BG2.
8. Dodaj do siebie BG1 i BG2 i zmierz średnią wartość piksela w obszarze centralnym o wielkości około 100×100 pikseli. Zapisz to jako wartość średnią $(\overline{BG1} + \overline{BG2})$.
9. Odejmij BG2 od BG1 i następnie dodaj 5000 (by być pewnym, że wynikowy obraz nie ma ujemnych wartości piksela).
10. Zmierz standardowe odchylenie w obszarze centralnym o wielkości około 100×100 pikseli. Zapisz to jako $\sigma_{(BG1-BG2)}$.

$$\text{Wzmocnienie} = \frac{(\overline{FG1} + \overline{FG2}) - (\overline{BG1} + \overline{BG2})}{\sigma_{(FG1-FG2)}^2 - \sigma_{(BG1-BG2)}^2} \quad [\text{elektron / ADU}]$$

Wyniki pomiarów dla lustrzanki cyfrowej Canon 1100D:

ISO	Wzmocnienie [elektron/ADU]
100	3,29
200	1,62
400	0,83
800	0,40

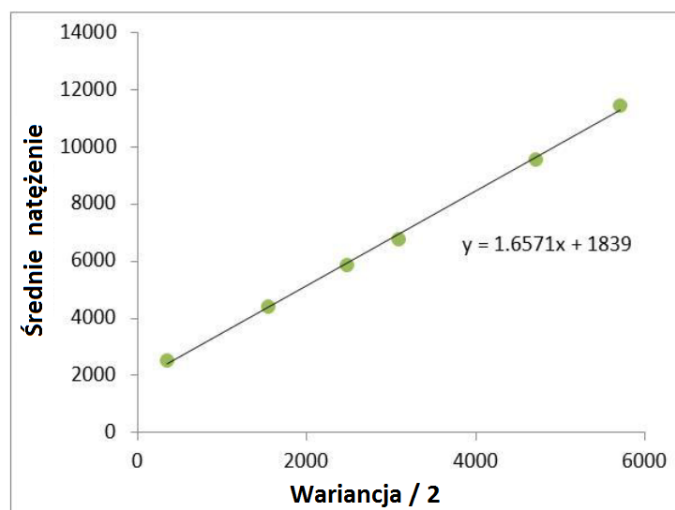
Wzmocnienie (metoda alternatywna)

Metoda ta bardziej jest skomplikowana, ale solidniejsza.

1. Wykonaj serię zdjęć płaskiego pola – po dwa w każdym z kilku czasów ekspozycji. Zdjęcia o najdłuższym czasie naświetlania nie powinny przekraczać maksymalnej wartości ADU. Zdjęcia o najkrótszym czasie naświetlania powinny mieć średnią wartość ADU przynajmniej kilkaset ADU powyżej przesunięcia systemowego.
2. Wyodrębnij jeden z zielonych kanałów z każdej klatki kalibracyjnej płaskiego pola.
3. Dla jednego zdjęcia w każdej parze zmierz średnią wartość piksela w obszarze centralnym o wielkości około 100×100 pikseli. Zapisz to jako wartość średnią $\overline{FG1}$.
4. Dla każdej pary odejmij zdjęcie FG2 od FG1 i następnie dodaj 5000 (by być pewnym, że wynikowy obraz nie ma ujemnych wartości piksela).
5. Zmierz standardowe odchylenie w obszarze centralnym o wielkości około 100×100 pikseli. Zapisz to jako $\sigma_{(BG1-BG2)}$.
6. Oblicz wariancję podnosząc do kwadratu $\sigma_{(BG1-BG2)}$ i następnie dzieląc przez 2, czyli $\sigma_{(BG1-BG2)}^2/2$.
7. Wykonaj wykres średniego natężenia jako funkcji wariancji/2.
8. Nachylenie linii najlepszego dopasowania jest wzmocnieniem przy zastosowanych ISO. Powinno to być bardzo podobne dla każdego kanału koloru, ale różne dla każdego ustawienia ISO.

Przykład danych z lustrzanki cyfrowej Canon 1100D dla ISO 200 pokazano poniżej w tabeli i na wykresie.

Para zdjęć ISO 200	$\overline{FG1}$	$\sigma_{(BG1-BG2)}$	$\frac{\sigma_{(BG1-BG2)}^2}{2}$
1	11437,569	106,809	5704,1
2	9576,640	96,978	4702,4
3	6786,631	78,522	3082,9
4	5861,261	70,304	2471,3
5	4426,033	55,426	1536,0
6	2514,221	26,337	346,8



Wzmocnienie dla każdego ISO od 100 do 800 jest pokazane w poniższej tabeli. Są to wartości zbliżone do otrzymanych powyżej.

ISO	Wzmocnienie [elektron/ADU]
100	3,41
200	1,66
400	0,84
800	0,40

Szum odczytu

Jedynym źródłem szumu w klatkach kalibracyjnych szumu powinien być szum odczytu. Szum odczytu powinien być taki sam dla każdego kanału koloru, ale różny dla każdego ustawienia ISO.

1. Wykonaj dwie klatki kalibracyjne szumu.
2. Wyodrębnij jeden z zielonych kanałów z każdej klatki kalibracyjnej szumu i zapisz je jako BG1 i BG2.
3. Odejmij BG2 od BG1 i następnie dodaj 5000 (by być pewnym, że wynikowy obraz nie ma ujemnych wartości piksela).
4. Zmierz standardowe odchylenie wynikowego obrazu. Zapisz to jako $\sigma_{(BG1-BG2)}$.

$$\text{Szum odczytu} = \frac{\sigma_{(BG1-BG2)}}{\sqrt{2}} * \text{wzmocnienie [średnia kwadratowa elektronów]} *$$

* (przypis tłumacza) jednostką szumu odczytu jest średnia kwadratowa fluktuacji elektronów w klatce kalibracyjnej szumu (ang. [electrons r.m.s.], gdzie rms = root mean square).

Wyniki pomiarów dla lustrzanki cyfrowej Canon 1100D:

ISO	Szum odczytu [elektron]
100	23,7
200	12,5
400	7,0
800	3,1

Pojemność studni piksela

Pojemność studni piksela powinna być taka sama w każdym kanale barwy, ale różna dla każdego ustawienia ISO. Faktycznie wartość 100 ISO jest prawdziwą pojemnością studni piksela. Dla wyższych ustawień ISO mierzona wartość jest maksymalną liczbą elektronów wymaganych do osiągnięcia maksymalnej wartości ADU.

$$\text{Pojemność studni piksela} = (\text{wzmocnienie}) \times (\text{maksymalna wartość ADU}) \quad [\text{elektrony}]$$

Wyniki pomiarów dla lustrzanki cyfrowej Canon 1100D:

ISO	Pojemność studni piksela [elektrony]
100	46376
200	25603
400	12787
800	6088

Prąd ciemny

Pomiary wykonane do tej pory są analogiczne do tych, które charakteryzują kamerę CCD. Jednak prąd ciemny nie może być zmierzony bezpośrednio ze zdjęć wykonanych lustrzanką cyfrową w ten sam sposób jak na zdjęciach CCD. Dla CCD ustabilizowalibyśmy temperaturę i wtedy wykonalibyśmy klatkę kalibracyjną z prądem ciemnym (D) o długim czasie naświetlania „t” sekund. Od tej klatki kalibracyjnej odejmujemy klatkę kalibracyjną szumu (B) i wtedy mierzymy średnią wartość piksela w obszarze centralnym zdjęcia $(\overline{D} - \overline{B})$. Ta wartość jest mnożona przez wzmocnienie, aby wyznaczyć średni prąd ciemny:

$$\text{Prąd ciemny} = \frac{\text{wzmocnienie} * (\overline{D} - \overline{B})}{t} \quad [\text{elektronów/piksel/sekunda}]$$

Ta wartość powinna być zawsze dodatnia i wzrastać z temperaturą sensora CCD. Jeżeli temperatura jest stabilna, to całkowita liczba elektronów „wstrzykniętych” do każdego piksela przez prąd ciemny będzie wzrastała liniowo z czasem.

Negatywy cyfrowe RAW zrobione lustrzankami cyfrowymi firmy Canon (prawdopodobnie i innych producentów) **NIE WYKAZUJĄ** takiej samej charakterystyki jeśli chodzi o prąd ciemny. Na przykład dla lustrzanki cyfrowej Canon 1100D przy 400 ISO*:

$$\text{Prąd ciemny} = \frac{0,84 * (2045,90 - (2148,117 - 100))}{60} = -0,042 \quad [\text{elektrony/piksel/sekunda}]$$

* **UWAGA:** niektóre programy do fotometrii dodają przesunięcie do klatek kalibracyjnych z wzorcem szumu (ang. master-bias) – w programie MaxIm DL nazywa się to „pedestal”. Dlatego bądź uważny przy odejmowaniu tej wartości podczas korzystania w obliczeniach z klatki kalibracyjnej z wzorcem szumu.

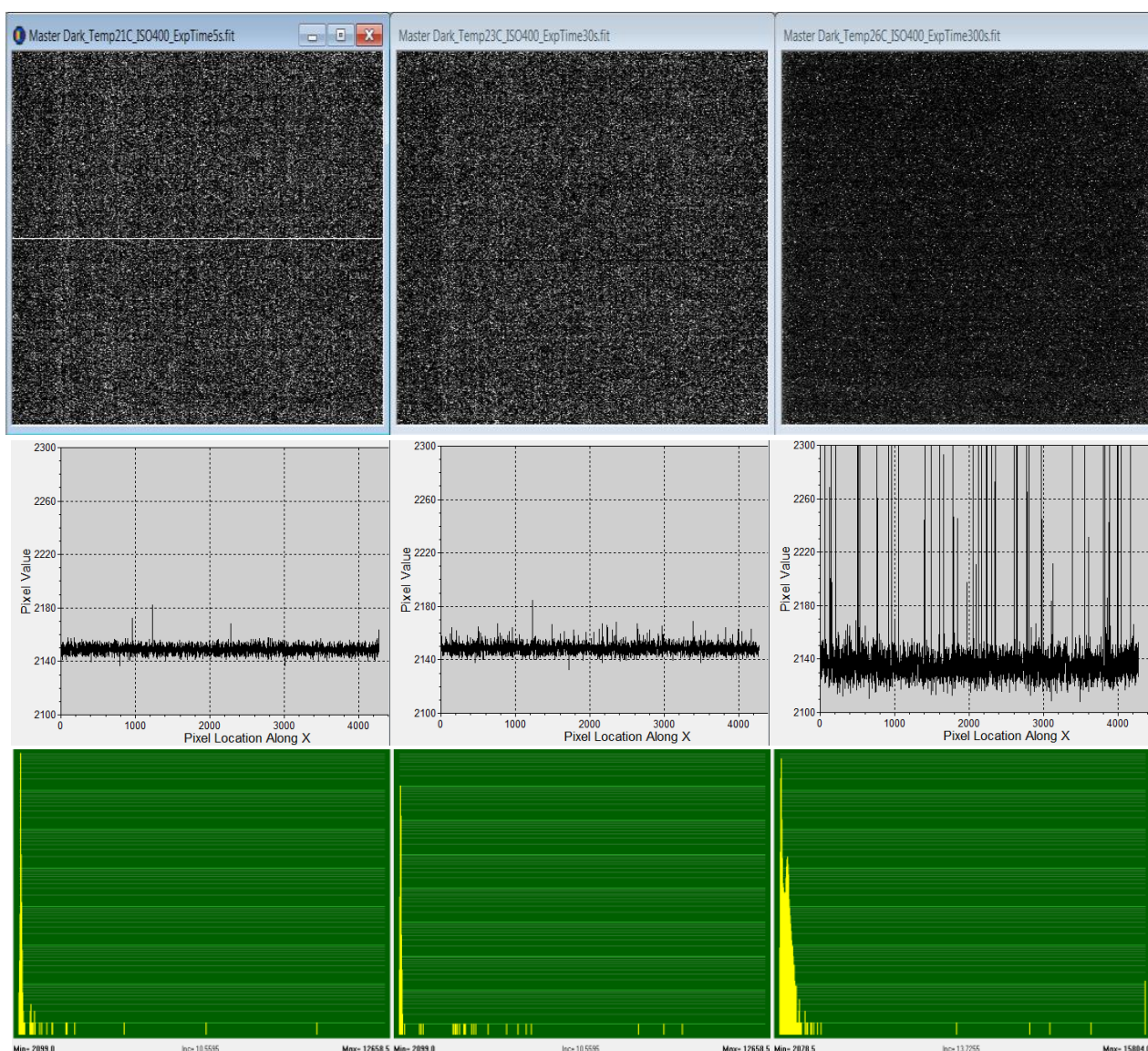
Jest to fizycznie nierealne. Craig Stark badał tą charakterystykę w starszym modelu Canon 450D (Rebel XSi). Zgodnie z oczekiwaniami, wariancja na zdjęciach z prądem ciemnym rośnie w miarę wydłużania czasu ekspozycji. Jednak średnia wartość ADU piksela nie wzrasta liniowo. Zamiast tego pozostaje w zakresie kilku ADU przy wartości stałego przesunięcia. Doszedł on do wniosku,

że nawet na negatywach cyfrowych RAW jest wykonywane pewne przetwarzanie, aby zmniejszyć efekt prądu ciemnego. Jak więc wpływa to na fotometrię wykonywaną lustrzankami cyfrowymi? Moje aktualne przemyślenia są następujące:

1. Użyj klatki kalibracyjne z prądem ciemnym o takim samym czasie naświetlania i temperaturze jak zdjęcia naukowe.
2. Lepszym rozwiązaniem może być użycie sztucznej klatki kalibracyjnej z prądem ciemnym, aby uniknąć dodawania szumu do kalibrowanego zdjęcia.
3. Jeżeli jest używana sztuczna klatka kalibracyjna z prądem ciemnym, to może być przydatne uwzględnienie mapy uszkodzonych pikseli, aby zmniejszyć wpływ gorących i martwych pikseli.

Jednakże te wnioski wymagają potwierdzenia w dalszych eksperymentach.

Poniżej pokazano zdjęcia klatek kalibracyjnych z wzorcem prądu ciemnego, przekroje liniowe i histogramy dla lustrzanki cyfrowej Canon 1100D przy 400 ISO.



Góra lewo: 5 sek. 21°C, **góra środek:** 30 sek. 23°C, **góra prawo:** 300 sek. 26°C.

Środek: przekroje liniowe wzdłuż tego samego wiersza pikseli (pokazanego na zdjęciu u góry po lewej stronie) dla trzech klatek kalibracyjnych z wzorcem prądu ciemnego.

Dół: Histogramy trzech klatek kalibracyjnych z wzorcem prądu ciemnego. Wartość ADU pikseli (natężenie) jest naniesiona na osi poziomej, a liczba pikseli z daną wartością ADU jest pokazana na osi pionowej (skala logarytmiczna).

Jak widać na przekrojach liniowych, mediana natężenia pikseli wynosi 2148 ADU dla 5 – i 30 – sekundowych zdjęć, co odpowiada wartości 2048 ADU stałego przesunięcia, który Canon wymusił na zdjęciach RAW oraz dodatkowe 100 ADU narzucone przez program MaxIm DL. Jednak mediana natężenia pikseli dla 300–sekundowego obrazu wynosi tylko 2136 ADU. Wydaje się, że z jakiegoś powodu Canon modyfikuje stałe przesunięcie dla dłuższych ekspozycji nawet na negatywach cyfrowych RAW. Nie będzie to wpływać niekorzystnie na fotometrię zdjęć o długim czasie naświetlania, ale korekcja prądu ciemnego podczas kalibracji zdjęć będzie konieczna, aby zminimalizować wpływ dodatkowego sygnału pochodzącego od prądu ciemnego.

Ogromna większość pikseli na 5 i 30 – sekundowych zdjęciach kalibracyjnych z wzorcem prądu ciemnego leży na histogramie w obrębie maksimum znajdującego się skrajnie po lewej stronie, które jest wypośrodkowane dla wartości 2148 ADU. Te wartości odpowiadają rozkładowi szumu pochodzącego od losowego prądu ciemnego.

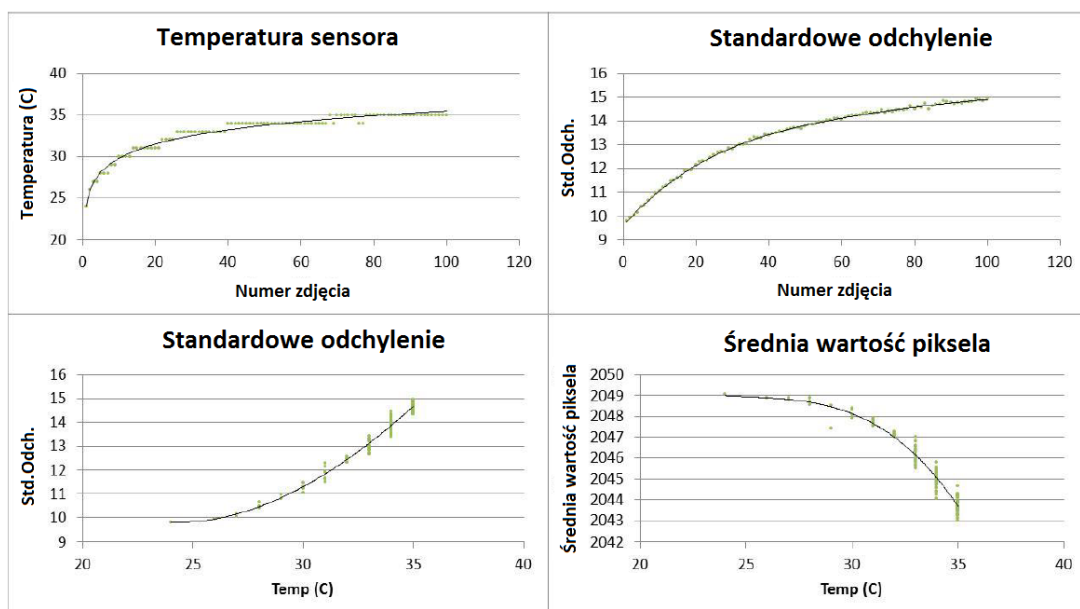
Klatka 300 – sekundowa również posiada to maksimum, jak również wtórne maksimum ~200 ADU po prawej stronie, które odpowiada nieco innej populacji pikseli o większym prądzie ciemnym. Szerokości tym maksimów rosną ze wzrostem temperatury sensora. Mała ilość klasycznych gorących pikseli, które pokazują znacznie większą reakcję na prąd ciemny niż większość pikseli w sensorze, znajduje się po prawej stronie histogramu.

Stabilność temperaturowa

Standardowe lustrzanki cyfrowe nie są aktywnie chłodzone jak astronomiczne kamery CCD. Temperatura sensora zależy od temperatury otoczenia i ciepła wytwarzanego wewnętrznie przez elektronikę aparatu. Możemy zbadać ten efekt wykonując długą serię klatek kalibracyjnych prądu ciemnego. Temperatura sensora jest zapisywana w informacji EXIF na negatywie cyfrowym RAW, ale nie wszystkie programy ją pokazują. IrfanView jest darmową przeglądarką zdjęć, dostępną pod odnośnikiem: <http://www.irfanview.com/>, która pokazuje wszystkie dane z EXIF.

1. Oszacuj maksymalny oczekiwany czas naświetlania zdjęć naukowych, np. 8 sekund dla aparatów zamontowanych na statywie fotograficznym lub 60 sekund na montażach z prowadzeniem.
2. Wykonaj 100 klatek kalibracyjnych prądu ciemnego z czasem ekspozycji określonym w pkt.1.
3. Wyznacz średnią wartość piksela, standardowe odchylenie i temperaturę każdej klatki kalibracyjnej prądu ciemnego.
4. Wykreśl temperaturę sensora jako funkcję numeru zdjęcia.
5. Wykreśl standardowe odchylenie jako funkcję numeru zdjęcia.
6. Wykreśl standardowe odchylenie jako funkcję temperatury sensora.
7. Wykreśl średnią wartość piksela jako funkcję temperatury sensora.
8. Wykreśl średnią wartość piksela jako funkcję numeru zdjęcia.

Poniżej pokazano przykładowe wykresy dla 60-sekundowych klatek kalibracyjnych prądu ciemnego z lustrzanki Canon 1100D przy ISO 400:



Lewy górny wykres pokazuje jak temperatura sensora gwałtownie rośnie na początku serii zdjęć i zbliża się do równowagi po około 2 godzinach (100 zdjęć $\times$ (60+10) czas naświetlania plus czas zapisywania zdjęcia). Wyższa temperatura powinna doprowadzić do większego prądu ciemnego i większego odchylenia standardowego, co potwierdzają wykresy górny-prawy i dolny-lewy. Większy prąd ciemny powinien również prowadzić do zwiększonej wartości średniej piksela w miarę wzrostu temperatury. Jednak prawy-dolny wykres wyraźnie pokazuje coś przeciwnego. Jak wspomniano w rozdziale o prądzie ciemnym, Craig Stark przypisuje tę anomalię jakiemuś wewnętrznemu przetwarzaniu przez aparat cyfrowy, które miałoby skompensować zmiany temperatury, a obróbka ta jest stosowana nawet dla negatywów cyfrowych RAW.

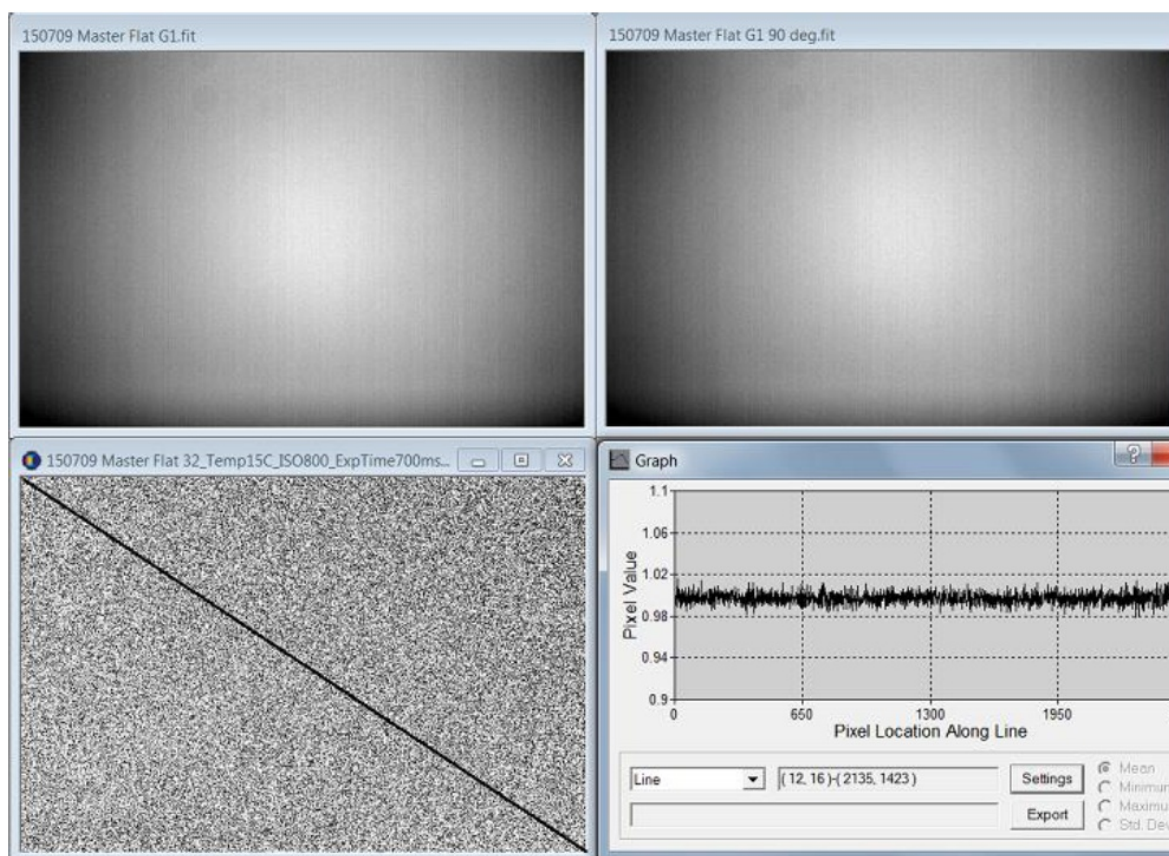
Dodatek B: Testowanie płaskiego pola pod względem jednorodności oświetlenia

Bez względu na to, którą metodę płaskiego pola wykorzystujesz, istotne jest sprawdzenie jak równomierne jest oświetlenie. Odchylenie o jeden procent na całym zdjęciu może doprowadzić do błędu pomiarowego około 0,01 magnitudo.

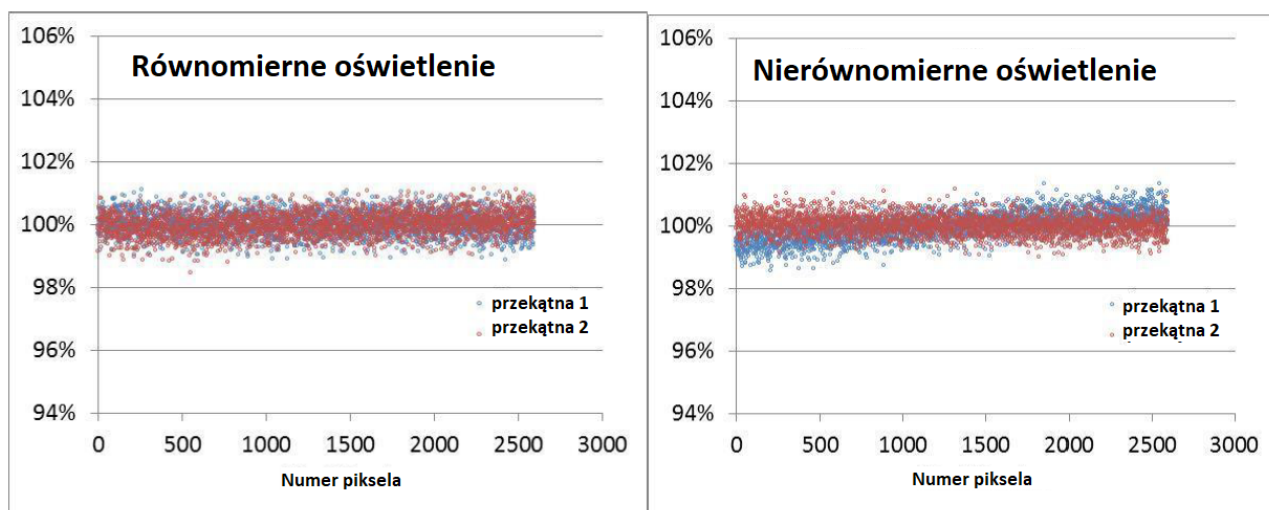
Łatwy sposób sprawdzenia jednorodności oświetlenia polega na wykonaniu klatek kalibracyjnych z wzorcem płaskiego pola (ang. master-flat) z dwóch zestawów zdjęć, przy czym drugi zestaw jest wykonywany po obroceniu aparatu cyfrowego (lub flatownicy) o 90 stopni. Podziel jedną klatkę kalibracyjną z wzorcem płaskiego pola przez drugą i zmierz natężenie pikseli (wartości ADU) wzdłuż przekątnej wynikowego zdjęcia (rysunek B1). Pojawia się przypadkowe fluktuacje spowodowane statystyką zliczeń, ale w idealnej sytuacji nie powinno być systematycznego wzrostu lub zmniejszania się natężenia.

Na rysunku B2 pokazano przykład, w którym nierównomierne oświetlenie zostało osiągnięte przez wyłączenie jednej z ośmiu kul świecących białym światłem we flatownicy. Rysunek po prawej stronie prezentuje systematyczne 1% odchylenie wzdłuż przekątnej 1 (niebieska) i 0,2% wzdłuż przekątnej 2 (czerwona). Gdy wszystkie osiem kul świecących było włączone (wykres po lewej stronie), to systematyczne odchylenie wzdłuż przekątnej 1 (niebieska) było mniejsze od 0,1%, ale wzdłuż przekątnej 2 (czerwona) wzrosło nieco do 0,3%.

Celem powinno być systematyczne odchylenie mniejsze od 0,5% w oświetleniu wzdłuż klatek kalibracyjnych z wzorcem płaskiego pola.



Rysunek B1. Klatki kalibracyjne z wzorcem płaskiego pola dla kanału zielonego wykonane aparatem cyfrowym obróconym o 0° (panel lewy–górny) i 90° (panel prawy–górny) względem flatownicy. Lewy–dolny panel prezentuje zdjęcie wynikowe z dzielenia pierwszej klatki kalibracyjnej z wzorcem płaskiego pola przez drugą. Prawy–dolny panel pokazuje profil natężeniowy wzdłuż przekątnej. (Mark Blackford)



Rysunek B2. Profile liniowe uzyskane przez podzielenie jednej klatki kalibracyjnej z wzorcem płaskiego pola przez drugą tak, jak opisano w tekście. Z lewej: wynik uzyskany z równomiernie oświetlającej flatownicy. A prawej: wynik uzyskany z nierównomiernie oświetlającej flatownicy. (Mark Blackford)

Dodatek C: Ilustracja ekstynkcji atmosferycznej I rzędu, II rzędu i różnicowej

(Adaptowany z artykułu Marka Blackforda w Variable South Newsletter, październik 2015 r.)

Można bezpiecznie pominąć wpływ ekstynkcji atmosferycznej, zachowując kilka środków ostrożności stosowanych w fotometrii CCD przy ekspozycjach w teleskopach o średnich do długich ogniskowych. Nie jest to zawsze prawdziwe w przypadku fotometrii lustrzankami cyfrowymi ze standardowymi obiektywami lub teleobiektywami, w których względnie duże pole widzenia może prowadzić do znacznych różnic masy powietrznej na całym zdjęciu. Mijmy nadzieję, że ten artykuł wyjaśni kilka aspektów ekstynkcji i określi ilościowo ich wpływ na fotometrię dla typowych konfiguracji CCD / teleskop i lustrzanka cyfrowa / obiektyw.

Prawdopodobnie najbardziej oczywistym wpływem ekstynkcji atmosferycznej jest osłabienie i poczerwienienie zachodzącego Słońca, ale światło gwiazd jest podobnie zniekształcone. Jest zaangażowanych wiele czynników, w tym rozpraszanie Rayleigh'a i na aerozolach, i absorpcja molekularna głównie przez ozon. W zwykłej atmosferze dominuje rozpraszanie Rayleigh'a na gazowych molekułach.

Wielkość osłabienia jest proporcjonalna do długości drogi przez atmosferę (ekstynkcja I rzędu). Krótsze (tzn. bardziej niebieskie) długości fal są mocniej osłabiane niż dłuższe fale. Poza tym wskaźnik barwy gwiazdy również ma mały dodatkowy wpływ na wielkość osłabienia (ekstynkcja II rzędu). Na zdjęciu o dużym polu widzenia, gwiazdy bliżej horyzontu mogą mieć znacznie większą masę powietrzną niż gwiazdy znajdujące się wyżej nad horyzontem – w ten sposób prowadząc do różnej wielkości osłabienia (ekstynkcja różnicowa). Poniżej zilustrujemy każde z tych pojęć wykorzystując serię czasową obserwacji gwiazdy o stałej jasności wykonanych lustrzanką cyfrową.

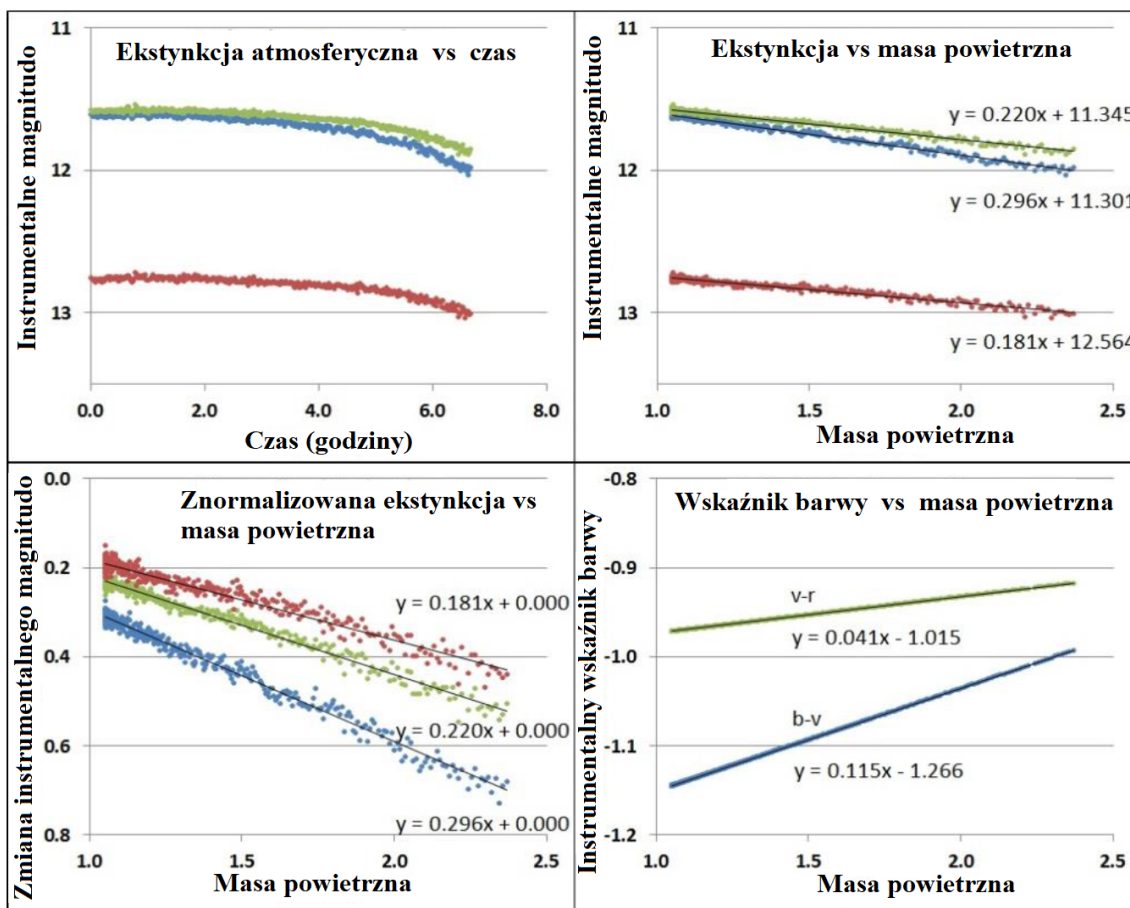
Ekstynkcja atmosferyczna I rzędu

W zenicie (odległość zenitalna $\zeta=0^\circ$) długość drogi światła przez ziemską atmosferę jest zdefiniowana jako masa powietrzna $X=1$. Masa powietrzna wzrasta, gdy ζ (dzeta) rośnie na początku bardzo wolno, ale coraz szybciej, gdy gwiazda zbliża się do horyzontu. Rysunek C1 prezentuje nietransformowane jasności instrumentalne w każdym z kanałów kolorów lustrzanki cyfrowej dla gwiazdy o stałej jasności narysowane w funkcji czasu (lewy–górny panel) i w funkcji masy powietrznej (prawy–górny panel). Jeżeli seeing⁵ jest stabilny i przeźroczystość pozostaje stała przez całą noc (fotometryczną), to jak pokazano na tym wykresie, mierzone instrumentalne wielkości gwiazdowe będą liniową funkcją masy powietrznej.

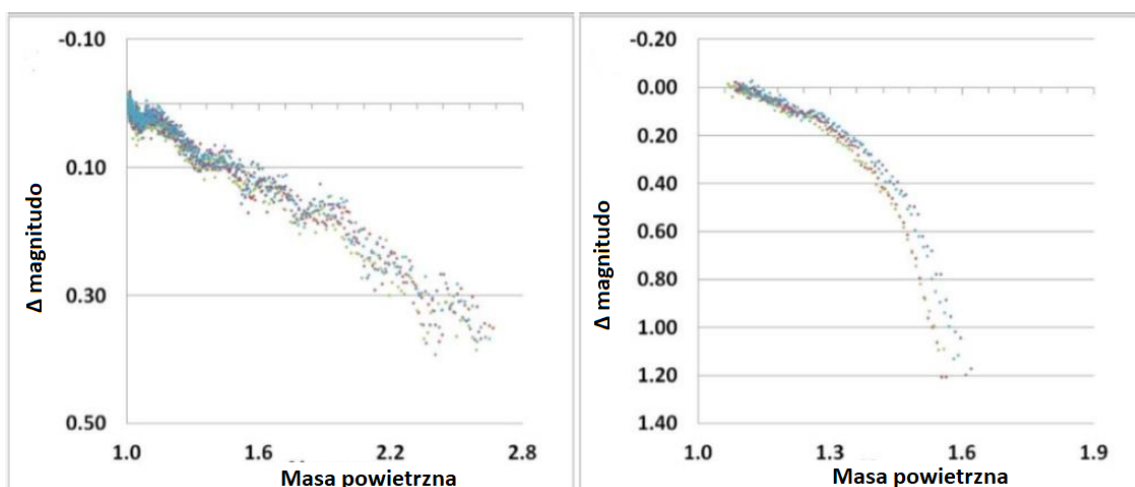
W pierwszym przybliżeniu nachylenie tej linii jest współczynnikiem ekstynkcji I rzędu i jest największe dla krótszych (tzn. bardziej niebieskich) długości fal. Jest to łatwiej widoczne na lewym–dolnym panelu rysunku C1, gdzie instrumentalne wielkości gwiazdowe zostały znormalizowane do 0 magnitudo dla $X=0$, tzn. poza atmosferę. Możemy zobaczyć, że nawet w zenicie gwiazda została osłabiona o 0,181, 0,220 i 0,296 magnitudo odpowiednio w czerwonym, zielonym i niebieskim kanale barwy lustrzanki cyfrowej. Każdy filtr posiada swój własny współczynnik ekstynkcji I rzędu, który jest funkcją efektywnej długości fali filtru. To powoduje, że wskaźniki barwy gwiazdy stają się bardziej dodatnie, tzn. czerwiejsze, gdy masa powietrzna rośnie (prawy – dolny panel na rysunku C1).

Współczynniki ekstynkcji I rzędu (oznaczone jako k') mogą zmieniać się od nocy do nocy lub nawet w ciągu jednej nocy, w miarę jak zmieniają się warunki atmosferyczne. Główną przyczyną są zmiany zawartości aerozoli w atmosferze, np. pył, dym, krople wody, itp.

5. (przypis tłumacza) „**Seeing**” („gwiazdy skaczą”) zmiany kierunku odbieranego promieniowania; **Scyntyllacja**: („gwiazdy mrugają”) zmiany energii promieniowania – np. zobacz str. 12 pod odnośnikiem: <http://vesta.astro.amu.edu.pl/Staff/Tkastr/I2A/106-1p.pdf>



Rysunek C1. Z lewej u góry: Zmiana instrumentalnej wielkości gwiazdowej z czasem, gdy gwiazda wędruje na niebie od dużej do małej wysokości. Kolory odpowiadają czerwonemu, zielonemu i niebieskiemu kanałowi kolorów lustrzanki cyfrowej. Z prawej u góry: Te same dane narysowane w funkcji masy powietrznej. Z lewej na dole: Te same dane jak powyżej, ale znormalizowane do 0 magnitudo dla masy powietrznej = 0, tzn. poza atmosferę. Z prawej na dole: Zmiana instrumentalnych wskaźników barwy (b-v) i (v-r) ze wzrostem masy powietrznej. (Mark Blackford)

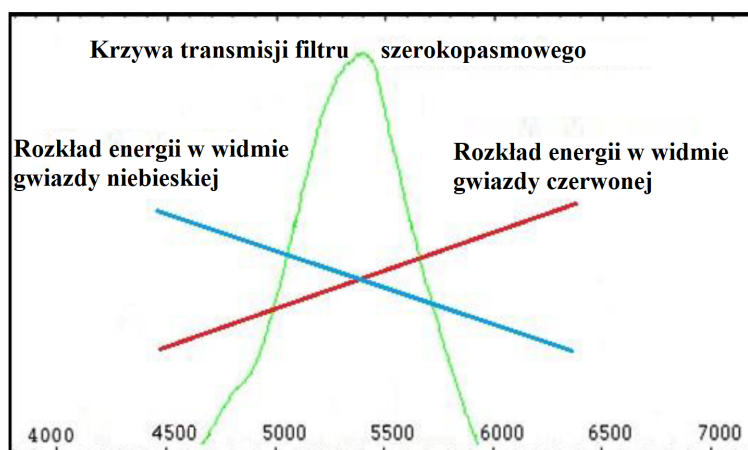


Rysunek C2. Znormalizowane nietransformowane jasności instrumentalne wykreślone w funkcji masy powietrznej przez dwie noce o zmiennej przeźroczystości. Z lewej: Fale cienkich cirrusów przechodziły przez pole widzenia przez całą sesję. Z prawej: Stopniowy wzrost ekstynkcji spowodowany gromadzeniem się mgły wywołanej dymem. (Mark Blackford)

Rysunek C2 prezentuje dwa przykłady ekstynkcji z nocy o zmiennej przeźroczystości. Osoba opracowująca obserwacje musi zdecydować, czy drobne fluktuacje są dopuszczalne przed zastosowaniem korekcji ekstynkcji atmosferycznej. Fotometria różnicowa, która korzysta z niekorygowanych danych z nocy niefotometrycznych, może dawać pomiary mniej dokładne, ale nadal użyteczne.

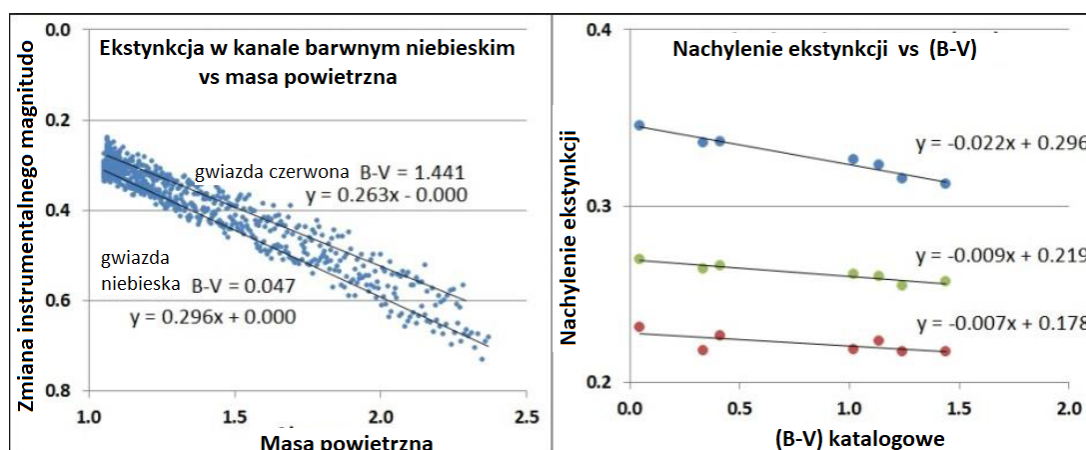
Ekstynkcja atmosferyczna II rzędu

Ekstynkcja II rzędu jest funkcją zarówno masy powietrznej jak i wskaźnika barwy gwiazdy, jest następstwem skończonej szerokości krzywych transmisji spektralnej szerokopasmowych filtrów RGB w lustrzance cyfrowej i filtrów fotometrycznych CCD.



Rysunek C3. Schematyczne pokazanie krzywej transmisji filtra szerokopasmowego i rozkładu energii w widmie czerwonej i niebieskiej gwiazdy. (Mark Blackford)

Rysunek C3 prezentuje krzywą transmisji filtra zielonego lustrzanki cyfrowej i ogólne krzywe rozkładu energii w widmie gwiazdy niebieskiej i czerwonej. Gwiazda niebieska ma względnie większe natężenie w oknie filtra od strony krótkich długości fal w porównaniu do gwiazdy czerwonej. Wiemy z powyższej dyskusji, że krótsze długości fal doznają większej absorpcji, więc gwiazda niebieska będzie nieco bardziej osłabiona niż gwiazda czerwona. Różne filtry mają swoje specyficzne współczynniki ekstynkcji II rzędu.



Rysunek C4. Z lewej: Znormalizowana ekstynkcja atmosferyczna w niebieskim kanale barwy dla czerwonej i niebieskiej gwiazdy na podstawie serii zdjęć wykonanych w tym samym czasie, która pokazuje różne współczynniki ekstynkcji I rzędu (tzn. nachylenia). Z prawej: Wykres współczynników ekstynkcji I rzędu jako funkcji wskaźnika barwy katalogowego (B-V) dla każdego kanału koloru. (Mark Blackford)

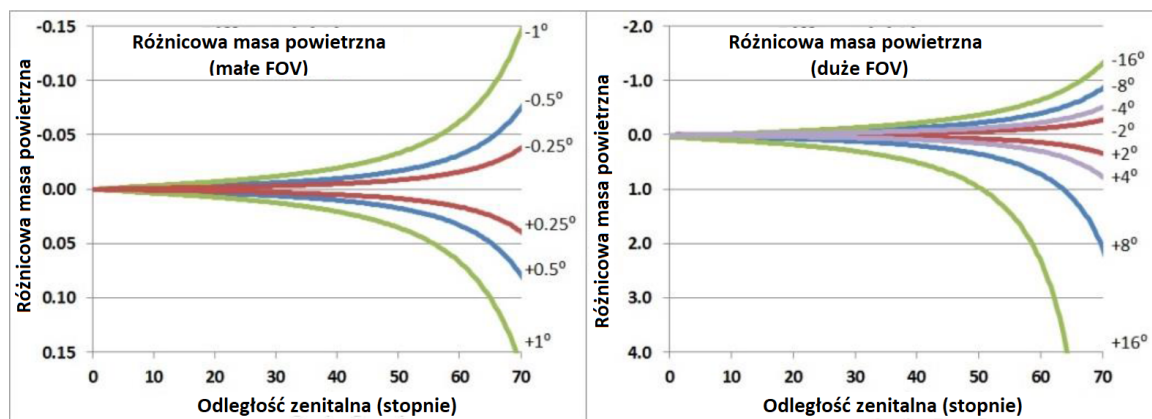
Lewy panel na rysunku C4 przedstawia znormalizowane instrumentalne wielkości gwiazdowe kanału niebieskiego gwiazdy czerwonej o $(B-V) = 1,441$ i niebieskiej o $(B-V) = 0,047$, wykreślone jako funkcja masy powietrznej każdej gwiazdy, która została zmierzona na tych samych zdjęciach. Różnica nachylenia jest spowodowana ekstynkcją atmosferyczną II rzędu.

Prawy panel na rysunku C4 przedstawia nachylenie na wykresie „instrumentalne magnitudo versus masa powietrzna” (nachylenie ekstynkcji atmosferycznej I rzędu), jako funkcja wskaźnika barwy $(B-V)$ dla siedmiu gwiazd o stałej jasności w serii czasowej zdjęć. Wszystkie trzy kanały koloru wykazują małą, ale wyraźną zależność od wskaźnika barwy, z kanałem niebieskim wykazującym największy efekt. Współczynniki ekstynkcji II rzędu otrzymuje się (patrz rysunek C4 – prawy panel) jako nachylenie linii ze współczynnikami ekstynkcji I rzędu i jako wartość punktu przecięcia się z osią współrzędnych „y”.

Współczynniki ekstynkcji II rzędu (oznaczone jako k'') powinny być względnie stałe – chyba że się zmieni jakiś element systemu fotograficznego (filtry, obiektyw, sensor, etc.).

Różnicowa masa powietrzna

Gdyby wszystkie interesujące gwiazdy na zdjęciu miały taką samą masę powietrzną i wskaźnik barwy, to byłyby dokładnie tak samo osłabione przez atmosferę. Wówczas ekstynkcja I i II rzędu nie byłaby problemem. Fotometria w małym polu widzenia może aproksymować taką sytuację, jeżeli wybierzemy gwiazdy porównania o wartościach $(B-V)$ bardzo podobnych do gwiazdy zmiennej.



Rysunek C5. Z lewej: Różnicowa masa powietrzna jako funkcja odległości zenitalnej jednej gwiazdy dla typowych pól widzenia teleskopu. **Z prawej:** To samo jak powyżej, ale dla typowych pól widzenia obiektywów używanych w fotometrii lustrzankowej. (Mark Blackford)

Lewy panel na rysunku C5 pokazuje różnice masy powietrznej dla dwóch gwiazd o separacji (w stopniach) wskazanej po prawej stronie, wykreślone jako funkcja odległości zenitalnej pierwszej gwiazdy. Krzywe z dodatnimi oznaczeniami wskazują, że druga gwiazda znajduje się na zachód od pierwszej. Ujemne oznaczenia wskazują, że druga gwiazda znajduje się na wschód od pierwszej.

Różnicowa masa powietrzna ΔX rośnie w miarę, jak gwiazdy poruszają się od zenitu w stronę horyzontu i wynosi zaledwie $\sim 0,07$ masy powietrznej dla separacji 1° przy $\zeta = 60^\circ$. ΔX jest nawet mniejsze dla mniejszych separacji typowych pól widzenia średnio i długoogniskowych teleskopów.

Sytuacja ta nie jest zbyt dobra dla szerokiego pola widzenia na zdjęciach przy typowej fotometrii lustrzanką cyfrową ze standardowym obiektywem lub teleobiektywem, tak jak pokazano w prawym panelu na rysunku C5. Dla separacji $+16^\circ$ przy $\zeta = 60^\circ$ mamy $\Delta X \sim 2,5$ masy powietrznej.

Ekstynkcja różnicowa – podsumowanie

Co to wszystko zatem znaczy dla fotometrii lustrzankowej? Jak duży wpływ ma ekstynkcja różnicowa na instrumentalne wielkości gwiazdowe mierzone na zdjęciach o dużym polu widzenia?

1. Wariant z dużym polem widzenia

Weźmy typowy przypadek obiektywu o ogniskowej 100 mm i sensora o wielkości APS-C (14,9×22,3mm). Pole widzenia (FOV) wyniesie 8,5° na 12,7°. Jeżeli gwiazda zmienna znajduje się w odległości zenitalnej 60° i zostanie wyśrodkowana na zdjęciu, wówczas gwiazda porównania mogłaby być od niej oddalona nawet o 7° i znajdować się w jednym z rogów zdjęcia. Z rysunku C5 możemy oszacować dla tego wariantu, że maksimum $\Delta X \sim 0,6$ masy powietrznej.

Z rysunku C4 mamy następujące współczynniki ekstynkcji I rzędu dla każdego kanału koloru:

$$K'_b = 0,296 \text{ mag/masa powietrzna}$$

$$K'_v = 0,219 \text{ mag/masa powietrzna}$$

$$K'_r = 0,178 \text{ mag/masa powietrzna}$$

Dlatego różnicowa ekstynkcja I rzędu wyniesie:

$$\Delta'_b = 0,296 \times 0,6 = 0,178 \text{ mag}$$

$$\Delta'_v = 0,219 \times 0,6 = 0,131 \text{ mag}$$

$$\Delta'_r = 0,178 \times 0,6 = 0,107 \text{ mag}$$

Różnicowa ekstynkcja II rzędu wyniesie zero, jeżeli obie gwiazdy są tego samego koloru. Jednak jeżeli jedna z gwiazd posiada (B-V) = 1,100 a druga (B-V) = 0,600 to $\Delta(B-V) = 0,500$.

Z rysunku C4 mamy następujące współczynniki ekstynkcji II rzędu:

$$K''_b = 0,022 \text{ mag/masa powietrzna}/\Delta(B-V)$$

$$K''_v = 0,009 \text{ mag/masa powietrzna}/\Delta(B-V)$$

$$K''_r = 0,007 \text{ mag/masa powietrzna}/\Delta(B-V)$$

Dlatego różnicowa ekstynkcja II rzędu wyniesie:

$$\Delta''_b = 0,022 \times 0,6 \times 0,500 = 0,007 \text{ mag}$$

$$\Delta''_v = 0,009 \times 0,6 \times 0,500 = 0,003 \text{ mag}$$

$$\Delta''_r = 0,007 \times 0,6 \times 0,500 = 0,002 \text{ mag}$$

Ekstynkcja atmosferyczna II rzędu ma znacznie mniejszy wpływ niż ekstynkcja I rzędu.

Dla tego przypadku i na tą konkretną noc całkowita różnicowa ekstynkcja atmosferyczna wyniosłaby odpowiednio 0,185, 0,134 i 0,109 wielkości gwiazdowych dla niebieskiej, zielonej i czerwonej jasności instrumentalnej. Ewidentnie potrzebujemy korygować przynajmniej różnicową ekstynkcję atmosferyczną I rzędu.

2. Wariant z małym polem widzenia

Weźmy typowy przypadek, w którym separacja gwiazdy zmiennej i porównania wynosi 0,25°, co jest typową wartością dla fotometrii CCD wykonywanej przez teleskopy. Wszystkie pozostałe założenia i współczynniki ekstynkcji pozostają bez zmian. Z rysunku C5 szacujemy, że $\Delta X \sim 0,02$.

Dlatego różnicowa ekstynkcja I rzędu wyniesie:

$$\Delta'_b = 0,296 \times 0,02 = 0,006 \text{ mag}$$

$$\Delta'_v = 0,219 \times 0,02 = 0,004 \text{ mag}$$

$$\Delta'_r = 0,178 \times 0,02 = 0,004 \text{ mag}$$

To teraz weźmy pod uwagę różnicową ekstynkcję II rzędu :

$$\Delta''_b = 0,022 \times 0,02 \times 0,500 = 0,00022 \text{ mag}$$

$$\Delta''_v = 0,009 \times 0,02 \times 0,500 = 0,00009 \text{ mag}$$

$$\Delta''_r = 0,007 \times 0,02 \times 0,500 = 0,00007 \text{ mag}$$

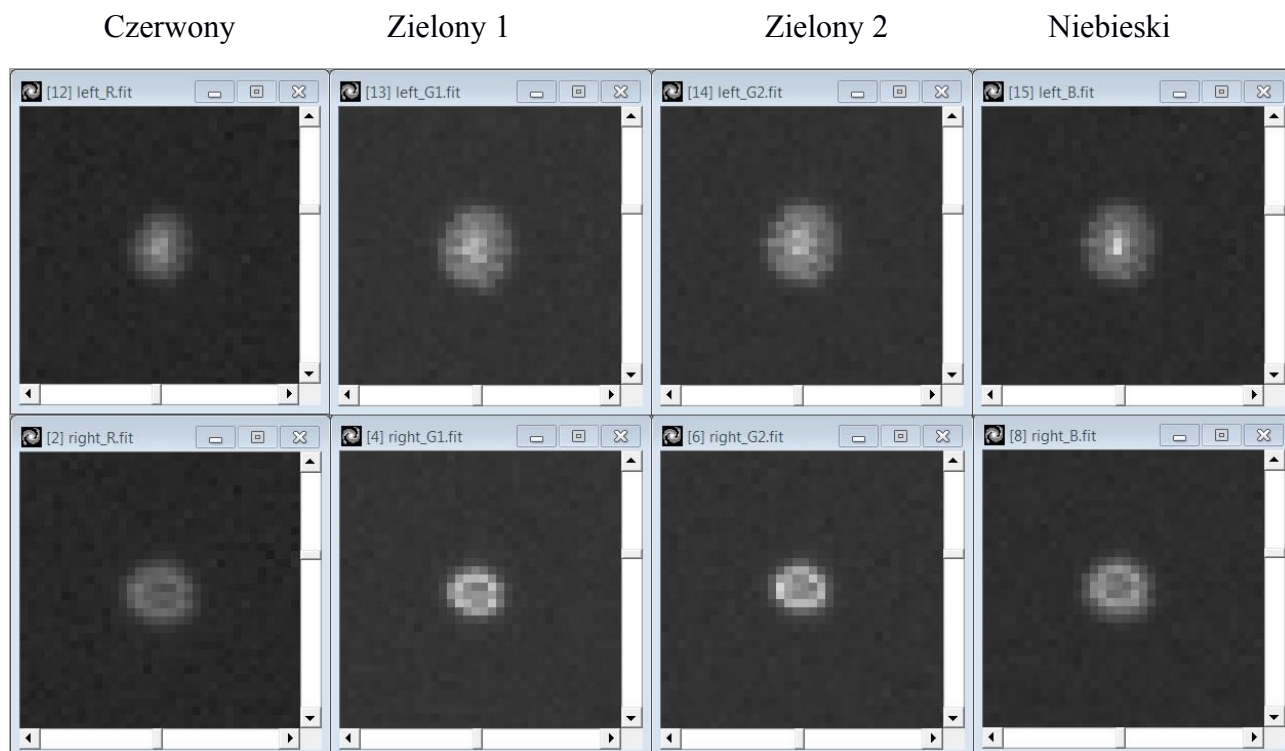
Różnicowa ekstynkcja II rzędu jest nieistotna, a korekcja ekstynkcji I rzędu jest konieczna tylko dla programów fotometrycznych wymagających najwyższej dokładności.

Podsumowanie

Zwykle różnicowa ekstynkcja atmosferyczna nie jest problemem dla zdjęć o małym polu widzenia ($<0,5^\circ$), o ile gwiazdy porównania mają w przybliżeniu ten sam kolor co zmienna i nie są zbyt blisko horyzontu. Z drugiej strony dla zdjęć o dużym polu widzenia typowych dla fotometrii lustrzankowej, różnicowa ekstynkcja atmosferyczna może być bardzo istotna i musi być korygowana.

Dodatek D: Obrazy gwiazd przed i za ogniskiem

Poniższy rysunek prezentuje obrazy gwiazd z ostrością ustawioną przed i za ogniskiem dla obiektywu Canon 200 mm przy przysłonie F2,8L. Indywidualne kanały kolorów zostały rozdzielone – czerwony po lewej stronie, zielony 1 i zielony 2, następnie niebieski po prawej stronie.



Rysunek D1. Wygląd obrazów gwiazd z ostrością ustawioną przed ogniskiem (wiersz górny) i za ogniskiem (dolny wiersz) dla obiektywu Canon 200 mm przy przysłonie F2,8L. (Mark Blackford)

Ostrość ustawiona przed ogniskiem obiektywu daje obraz gwiazdy z jasnym centralnym maksimum i szerokim otoczeniem lub halo, podczas gdy ostrość ustawiona za ogniskiem obiektywu powoduje jasny pierścień w kształcie obwarzanka. Każdy kolor ma nieco inną wielkość i ostrość.

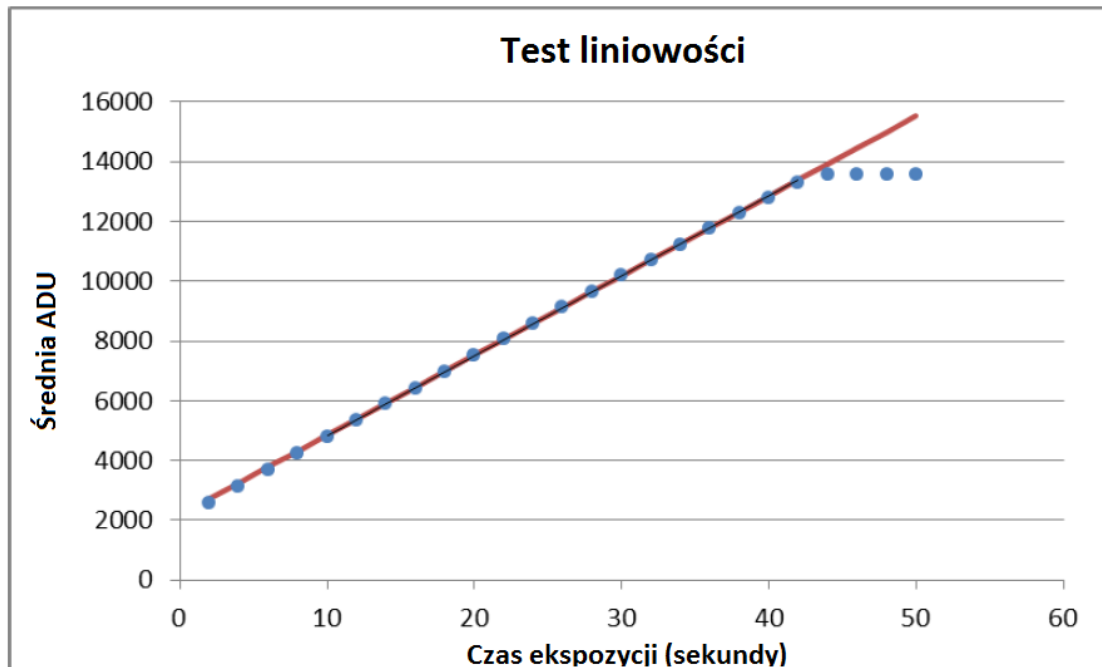
Zauważyłem, że przy fotometrii z tym obiektywem lepiej ustawić ostrość na zdjęciach z gwiazdami przed ogniskiem obiektywu i używać czasy naświetlania wystarczająco krótkie, aby zapobiec prześwietleniu centralnego maksimum.

Konstrukcje innych obiektywów będą miały inne charakterystyki związane z ustawieniem ostrości przed lub za ogniskiem obiektywu. Powinieneś przetestować każdy obiektyw, który zamierzasz używać, aby wyznaczyć właściwe ustawienie ostrości dla fotometrii lustrzankowej.

Dodatek E: Test liniowości

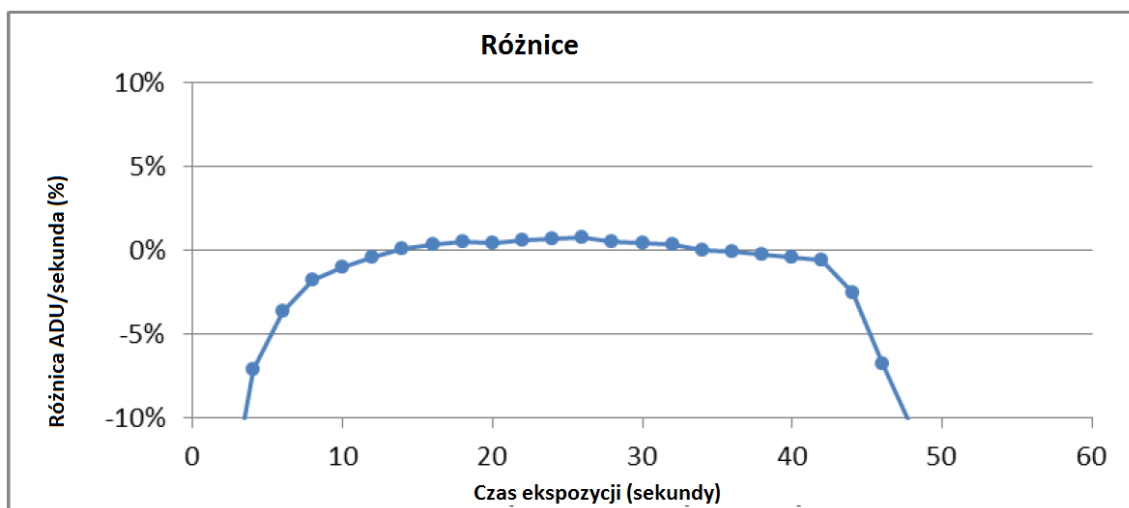
Procedura w skrócie przedstawiona tutaj jest modyfikacją podobnej opisanej w „InfoBlok 3.1 – Jak określić liniowość kamery” w „Przewodniku po fotometrii CCD AAVSO” wersja 1.1 (dostępnym pod odnośnikiem <https://www.aavso.org/ccd-photometry-guide>).

1. Przygotuj źródło światła oświetlając biały ekran. Nie musi być idealnie jednorodne, ale niech będzie stabilne. Flatownica lub panel elektroluminescencyjny o regulowanej jasności byłyby idealne.
2. Ustaw w aparacie cyfrowym format RAW i ISO 100.
3. Bezpiecznie zamocuj aparat cyfrowy, aby podczas całego testu celował w ten sam fragment ekranu.
4. Wyreguluj jasność ekranu i/lub liczbę przysłony obiektywu, aż kanał zielony właśnie zacznie się wysycać, powiedzmy przy 40 – sekundowym naświetlaniu.
5. Zrób serię zdjęć, w których czas naświetlania rośnie od 2 sekund z 2-sekundowym przyrostem (tzn. 2,4,6,8, ... etc.) aż do kilku kroków poza poziomem prześwietlenia.
6. Powtórz sekwencję dwa razy, co da ci trzy zdjęcia wykonane dla każdego czasu ekspozycji.
7. Zmierz średnią wartość ADU piksela dokładnie dla tego samego obszaru centralnego każdego zdjęcia (powiedzmy 200×200 pikseli).
8. Jeżeli źródło światła jest stabilne, to trzy pomiary dla każdego czasu ekspozycji będą bardzo podobne. Jeśli nie, to test liniowości będzie nieprawidłowy.
9. Uśrednij otrzymane trzy pomiary dla każdego czasu ekspozycji i wykreśl je w funkcji czasu ekspozycji. Z tego wykresu będziesz w stanie określić przy jakiej wartości aparat cyfrowy wysycą się i czy są w przebiegu jakieś nieliniowości. Dla tej lustrzanki cyfrowej poziom saturacji dla 100 ISO wynosi 13 500 ADU.



10. Teraz przygotuj dane dla innego użytecznego wykresu, który wyraźniej pokaże wszelkie odchylenia od idealnej liniowej reakcji. Punkt przecięcia się z osią Y ma wartość 1896,7 w powyższym przykładowym wykresie. Odejmij tę wartość od średniej wartości ADU dla każdego czasu naświetlania i następnie podziel przez czas naświetlania w sekundach. To jest tempo zliczania w ADU na sekundę i powinno być stałe, jeśli źródło światła jest stabilne i reakcja detektora jest liniowa.

11. Następnie wybierz jeden punkt w liniowej części powyższego wykresu jako referencyjne tempo zliczania np. 30 sekund, gdzie tempo zliczania wynosiło 276,0 ADU/sekunda. Odejmij referencyjne tempo zliczania od zmierzonego tempa zliczania dla każdego czasu ekspozycji – to jest różnica (reszta) tempa zliczeń. Następnie podziel tą różnicę przez referencyjne tempo zliczania i zamień na procenty.
12. Wykreśl procentową różnicę tempa zliczania jako funkcję czasu ekspozycji. Obszar liniowy sensora znajduje się tam, gdzie różnice są bliskie 0% (pomiędzy 10 i około 42 sekundami na poniższym wykresie).



Ujemne odchyłki po 42 sekundach są spowodowane prześwieczeniem. Ujemne odchyłki dla czasów ekspozycji mniejszych od 10 sekund prawdopodobnie są spowodowane tym, że rzeczywisty czas otwarcia migawki jest nieco krótszy niż ustawiony czas naświetlania. Dla tej lustrzanki cyfrowej i poziomów oświetlenia, bezpieczne byłoby użycie czasów ekspozycji pomiędzy 10 i 42 sekundami, co koresponduje z wartościami odpowiednio 4800 i 13 300 ADU.