

## Rozdział 5: Fotometria – pomiary obrazów

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

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

### Co to jest fotometria różnicowa?

Rozróżniamy dwa rodzaje fotometrii wykorzystywanej w astronomii:

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

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

Fotometria różnicowa krok po kroku.

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

#### 1. Sprawdź poprawność zdjęć

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

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

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

## 2. Zidentyfikuj gwiazdy

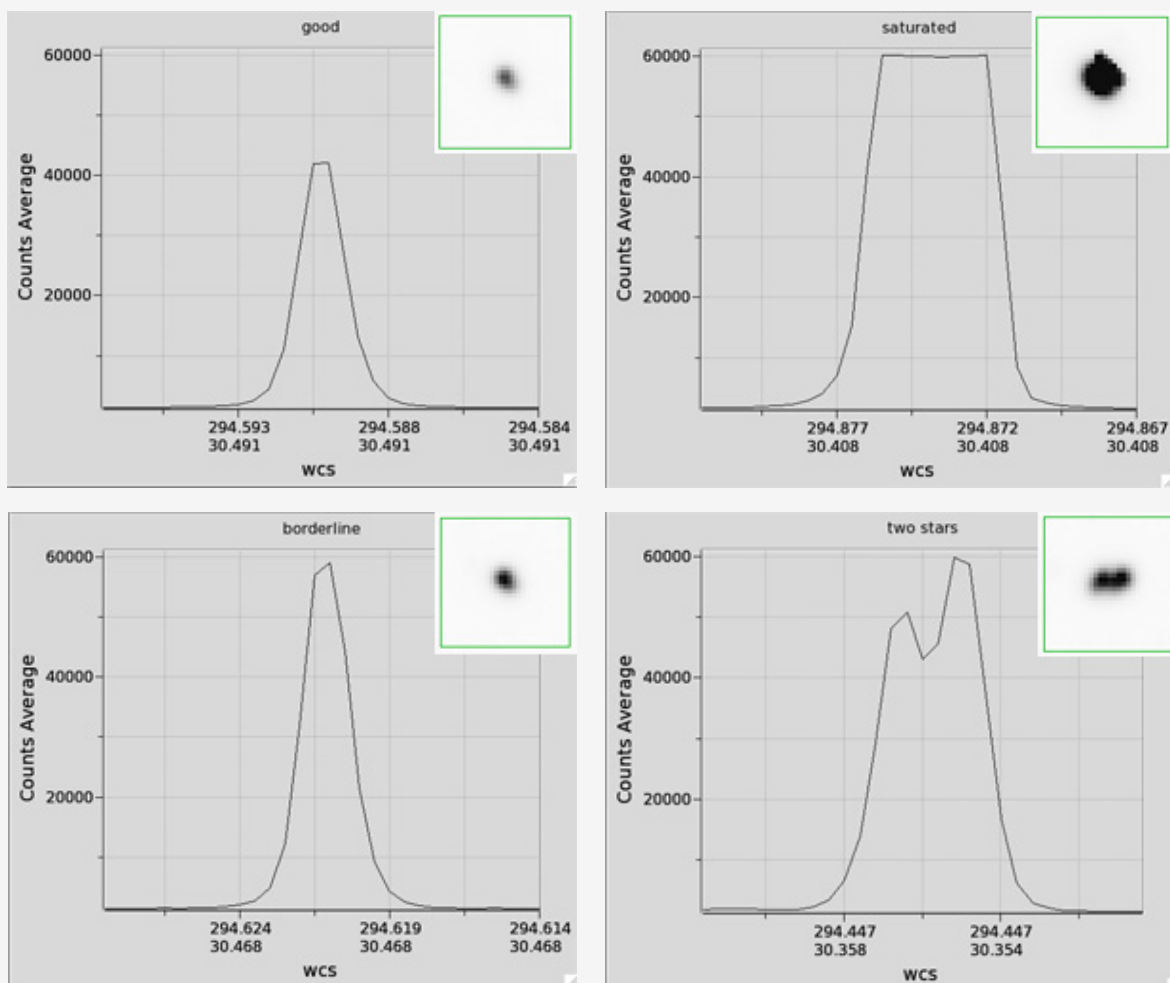
Przestuduj uważnie obrazy – zwłaszcza w załączonych obszarach lub w przypadkach, gdy gwiazdy, które chcesz mierzyć są bardzo słabe. Bardzo łatwo o pomyłkę, gdy w pobliżu zmiennej występuje inna gwiazda. Zwłaszcza gdy towarzysz ten jest jaśniejszy. Używaj mapy w dużej skali (powiększonej) podczas obrazowania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

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

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

### InfoBlok 5.1

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

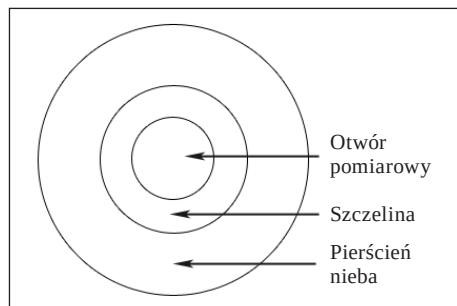


### 3. Ustaw przysłonę

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

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

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



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

Oto niektóre inne sugestie i wytyczne dotyczące wielkości pierścieni przysłony:

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

### 4. Wybierz gwiazdy odniesienia

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

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

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

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

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

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

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

### 5. Zmierz wielkości gwiazdowe

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

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

Gdzie  $\Delta v$  to magnitudo różnicowa,  $v_{\text{measured}}$  to magnitudo instrumentalna zmiennej, a  $c_{\text{measured}}$  to magnitudo instrumentalna gwiazdy odniesienia.

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

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

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

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

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

### **InfoBlok 5.2 – Wielkości gwiazdowe**

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

$$\text{mag}_1 - \text{mag}_2 = -2,5 \log_{10}(\text{flux}_1/\text{flux}_2)$$

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

### **6. Oblicz niepewność pomiaru**

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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