
Pracownia astrofizyki

Materiały dla studentów

Tomasz Kwiatkowski

ver. 0.5

Obserwatorium Astronomiczne UAM

Spis treści

1	Redukcja obserwacji CCD	2
1.1	Informacje podstawowe	2
1.2	Zamiana formatów ramek CCD	3
1.2.1	Konwencja nazw plików	3
1.2.2	Sprawdzenie dostępnego miejsca na dysku	4
1.2.3	Zamiana formatu ST7 na FITS	4
1.2.4	Zamiana formatu z FITS na SDF	5
1.3	Ręczna redukcja ramek CCD	6
1.3.1	Wstęp	6
1.3.2	Pomiar szumów na ramkach CCD	7
1.3.3	Obsługa pakietów CCDPACK i KAPPA	8
1.4	Automatyczna redukcja ramek CCD	11
1.4.1	Dane do przykładowej redukcji	11
1.4.2	Przygotowanie miejsca do redukcji	11
1.4.3	Przegląd pól wyrównujących	12
1.4.4	Wykonanie redukcji	13
1.4.5	Sprawdzanie pól wyrównujących	14
1.4.6	Wyznaczanie szumu tła nieba	14
1.4.7	Przykład: redukcja obserwacji (382) Dodony	15
2	Fotometria aperturowa	18
2.1	Pomiary na pojedynczej ramce CCD	18
2.1.1	Wyznaczanie średniego profilu gwiazd	18
2.1.2	Wyznaczanie jasności gwiazd	19
2.2	Automatyczna fotometria na wielu ramkach CCD	21
2.3	Pomiar zmian jasności planetoidy 382 Dodona	23
3	Wyznaczanie okresu synodycznego planetoid	25
3.1	Wstęp	25
3.1.1	Własności fizyczne planetoid	25
3.1.2	Wyznaczanie okresu synodycznego	26

Rozdział 1

Redukcja obserwacji CCD

1.1 Informacje podstawowe

Przez redukcję obserwacji CCD będziemy rozumieć usuwanie z wykonanych ramek wpływu kamery CCD. Chodzi tu o offset (ang. *bias*), prąd ciemny (ang. *dark current*) oraz pole wyrównujące (ang. *flatfield*).

Redukcje obserwacji CCD tradycyjnie wykonuje się przy pomocy jednego z gotowych pakietów: IRAF, MIDAS bądź STARLINK. My będziemy korzystać z tego ostatniego.

Pakiet STARLINK to w istocie cały zestaw złożonych programów, działających w ujednoczonym środowisku programistycznym, w oparciu o standardowe formaty plików. O ile najpowszechniejszym a astronomii formatem do przenoszenia ramek CCD jest format FITS, o tyle w pakiecie STARLINK używa się innego formatu o nazwie NDF (*n dimensional format*), który w przypadku dwuwymiarowych tablic, opisujących ramki CCD sprowadza się do uproszczonej wersji o nazwie SDF. Takie też rozszerzenie będą miały pliki w tym formacie.

Czeka nas więc konwersja ramek CCD z formatu ST7, w którym zapisywane są one w programie CCDOPS sterującym kamerą SBIG ST-7, do formatu FITS, a następnie do formatu SDF. Konwersja ramek z ST7 do FITS odbywa się przy pomocy programu `tofits` oraz skryptu powłoki bash: `script6` (może to być wyższa wersja, gdyż skrypt ten co jakiś czas ulega modyfikacjom). Przed ich wykonaniem należy się upewnić, czy mają one ustawione prawa wykonywania (komenda `ls -l`).

Wracając do pakietu STARLINK: programy w nim zawarte podzielone są na grupy w zależności od przeznaczenia. Zestaw programów do konwersji formatów tworzy pakiet CONVERT. Inne programy do redukcji ramek CCD wchodzą w skład pakietu CCDPACK. Dawniejsze wersje STARLINK'a wymagały używania shella `csh`, obecnie wszystko zostało już przeniesione do shella `bash`. Przed użyciem któregośkolwiek z pakietów STARLINK'a należy wczytać zestaw zmiennych systemowych, potrzebnych do pracy. Przykładowo, chcąc skorzystać z pakietu CONVERT wpisujemy w linii komend:

```
convert
```

co spowoduje wypisanie na terminalu następujących informacji:

```
CONVERT commands are now available -- (Version 1.2, 1999 June)
```

```
Defaults for automatic NDF conversion are set.
```

```
Type conhelp for help on CONVERT commands.
```

```
Type "showme sun55" to browse the hypertext documentation.
```

Oczywiście numer wersji może być nieco inny. Od tego momentu dostępne będą programy z pakietu CONVERT.

Podobnie chcąc pracować z programami z pakietu CCDPACK należy napisać:

```
ccdpack
```

co spowoduje wypisanie na terminalu następujących informacji:

```
CCDPACK commands are now available -- (Version 2.4-0)
```

```
For help use the commands ccdhelp or ccdwww
```

I w tym wypadku wersja CCDPACK może być nieco inna. Od tego momentu będą dostępne komendy z pakietu CCDPACK. W podobny sposób uaktywnimy też komendy pakietu KAPPA.

1.2 Zamiana formatów ramek CCD

1.2.1 Konwencja nazw plików

Należy pamiętać, że nazwy katalogów i plików nie mogą zawierać polskich liter, znaków zarezerwowanych dla shella oraz spacji. Zamiast spacji można stosować znak podkreslenia. Najlepiej ograniczyć się do małych i wielkich liter alfabetu łacińskiego, cyfr oraz znaków `_` i `-`.

Daty należy zapisywać wg. międzynarodowego standardu ISO-8601. Pozwoli to uniknąć nieoznaczoności, która się, niestety, czasem spotyka. Przykładowo, gdybyśmy mieli określić kiedy zostały wykonane wykonane obserwacje z dnia 01-03-02, mielibyśmy problem, gdyż w USA data ta oznacza 3 styczeń 2002, w Polsce jest to 1 marzec 2002, a notacji międzynarodowej jest to 2 marzec 2001. W standardzie ISO-8601 date zapisujemy zawsze w kolejności rok-miesiąc-dzień, przy czym każdy z tych pól ma stałą liczbę znaków: YYYY-MM-DD. Niepoprawny jest zatem zapis: 2010-3-2. Godzinę piszemy po dacie w formacie: HH:MM:SS.SSS. W plikach z danymi z obserwacji w Borowcu również stosujemy konwencję ISO-8601, jednak ze względu na ograniczenia systemu DSO, w którym początkowo pracowaliśmy, rok zapisywany jest dwucyfrowo (YY-MM-DD).

Oryginalne ramki CCD będą zapisane w formacie ST7. Nazwy plików mogą być dowolne, często jednak będą odpowiadały przyjętej w OA UAM konwencji nazewnictwa, wg. której nazwa pliku wygląda przykładowo tak:

```
anti_r1.005
```

gdzie pierwsze 4 znaki są wzięte z nazwy obserwowanego obiektu (w tym przykładzie jest to planetoida Antiope), litera *r* odnosi się do zastosowanego filtra, cyfra 1 oznacza serię obserwacji, a rozszerzenie numeruje ramkę w danej serii (w tym przypadku mamy do czynienia z 5-tą ramką pierwszej serii). Inne możliwe nazwy plików:

```
hzdr_v2.128 gwiazda HZ Dra, filtr V, druga seria, ramka nr 128
t166_c1.001 obiekt 1996 TL66, filtr C, pierwsza seria, ramka nr 1
```

Pojedyncze ramki bądź ramki wielokrotne wykonywanie w modzie ręcznym mają na ogół rozszerzenia `st7` (nadawane im automatycznie przez program CCDOPS). W celu uniknięcia problemów w dalszych etapach redukcji, dobrze jest dostosować te nazwy do przyjętego schematu.

Poza ramkami z obserwowanym obiektem będziemy mieć do dyspozycji komplet ramek kalibracyjnych: po pięć ramek offsetowych, ciemnych i pół wyrównujących (jeśli obserwacje wykonywano w kilku filtrach, dla każdego z nich otrzymamy osobny zestaw pół wyrównujących).

1.2.2 Sprawdzenie dostępnego miejsca na dysku

Zanim przystąpimy do pracy musimy sprawdzić, czy na koncie mamy wystarczająco dużo wolnego miejsca. W trakcie konwersji objętość plików będzie rosła i może się zdarzyć przekroczenie quoty (czyli zarezerwowanej dla nas przestrzeni dyskowej). O ile typowe ramki w formacie ST7 zajmują od 400 do 600 kB, o tyle te same ramki w formacie FITS zajmować już będą ok. 800 kB, a w formacie SDF już 1.5 MB. Wynika to z tego, że format SDF zawiera dodatkowo informację o wariancji pikseli, co może być później wykorzystane w redukcji. Jeśli nie jesteśmy pewni, czy mamy wystarczająco dużo wolnego miejsca, napiszmy:

```
quota
```

W odpowiedzi zobaczymy coś takiego:

```
Limity dyskowe dla user student (uid 1234):
System plików      bloki miękki twardy
150.254.66.50:/home 31892 199000 200000
```

(w tym przykładzie pominięto część informacji, zwracanej przez `quota`). Pole `bloki` określa nam miejsce (w kB), zajmowane przez nasze pliki, a pole `miękki` określa całkowitą przestrzeń dyskową (w kB), która mamy do dyspozycji.

Znając typowe rozmiary plików w formatach ST7, FITS i SDF możemy się zorientować, ile wolnego miejsca będziemy na nie potrzebować. W trakcie pracy należy też usuwać pliki, które zostały już przekonwertowane do nowych formatów.

W przykładowej redukcji, którą zaraz przeprowadzimy dla danych z nocy 2001-08-26 potrzebne nam będzie 500 MB wolnego miejsca na dysku. By nie obciążać katalogu domowego, najlepiej pliki umieścić na osobnej partycji, zakładając w katalogu `/home/SZUFLADA` swój własny podkatalog. Trzeba tylko pamiętać, by wyniki, które są nam potrzebne na dalsze zajęcia, skopiować do katalogu domowego, gdyż SZUFLADA może być skasowana bez ostrzeżenia.

1.2.3 Zamiana formatu ST7 na FITS

Jak już wspomniano, redukcję przeprowadzimy na przykładzie danych, uzyskanych w czasie obserwacji planetoidy (382) Dodona dnia 2001-08-26. W wybranym katalogu stworzymy dwa podkatalogi: `Programs` oraz `Reduction`. Do katalogu `Programs`

kopiujemy zawartość katalogu `/pub/labs/Prgrams`, znajdującego się na serwerze `anonymous ftp vesta.astro.amu.edu.pl`. Do katalogu `Reduction` kopiujemy zawartość katalogu `/pub/labs/Raw/01-08-24`, znajdującego się na serwerze `anonymous ftp vesta.astro.amu.edu.pl`. Będą to ramki w formacie ST7 oraz plik tekstowy z logiem z obserwacji.

W celu zamiany formatu z ramek z ST7 na FITS należy:

1. Skopiować pliki `tofits`, `script6` z katalogu `Programs` do katalogu, w którym znajdują się ramki w formacie ST7. Nadać plikom prawa wykonywania (jeśli ich jeszcze nie mają):

```
chmod u+x nazwa-pliku
```

2. Uruchomić program `script6`:

```
./script6
```

W rezultacie powinniśmy otrzymać zestaw plików o rozszerzeniu `*.fits`, odpowiadające im pliki nagłówkowe `*.t`, znajdujące się w nowo utworzonym katalogu `Times` oraz dodatkowy plik o rozszerzeniu `*.times` i nazwie (na przykład `01-08-26.times`) zawierającej w sobie datę *początku* obserwacji. Plik ten zawiera trzy kolumny, przykładowo:

```
dodo_c00001 300 20:19:00
dodo_c10001 300 20:27:21
dodo_c10002 300 20:32:41
```

W pierwszej zawarte są nazwy przetwarzanych plików, w drugiej – czasy ekspozycji w sekundach, w trzeciej – moment czasu rozpoczęcia danej ekspozycji w formacie: godzina-minuta-sekunda.

Jeśli obserwacje zostały zakończone po północy czasu UTS, wówczas skrypt spowoduje powstanie drugiego pliku o rozszerzeniu `*.times` z data o dzień późniejszą (np. `01-08-27.times`).

1.2.4 Zamiana formatu z FITS na SDF

Dalej aktywujemy pakiet `CONVERT` pisząc

```
[student@w1 astro]$ convert
```

i wydajemy komendę zmieniającą format z FITS na SDF:

```
[student@w1 astro]$ fits2ndf "*.fits" "*" 
```

Nie należy się martwić pojawiającymi się ostrzeżeniami o nieprawidłowych nagłówkach. Wynika to z niepełnej konwersji formatu z ST7 na FITS (przy której pominięto niektóre informacje).

Zwróćmy uwagę na to, że parametry komendy `fits2ndf` podajemy w cudzysłowach. Tak samo postępuje się w przypadku pozostałych komend Starlinka w sytuacji, gdy parametry zawierają znaki o szczególnym znaczeniu, interpretowane przez powłokę. W naszym przypadku cudzysłów zapobiega rozwinięciu znaku `verb|*|` przez powłokę i przekazuje go bez zmian do komendy `fits2ndf`, która sama go interpretuje.

Po zakończeniu konwersji sprawdzamy, czy dla każdego pliku w formacie FITS otrzymaliśmy plik w formacie SDF. Ułatwi nam to wydanie 2 komend:

```
[student@w1 astro]$ ls *.fts | wc -l
[student@w1 astro]$ ls *.sdf | wc -l
```

zliczających pliki. Jeśli wcześniej skopiowaliśmy do naszego katalogu dodatkową ramkę zero.sdf, wówczas liczba ramek w formacie SDF powinna być o jeden większa, niż w formacie FITS – w przeciwnym razie powinna być równa. Następnie możemy ze spokojem usunąć pliki w formacie FITS: `rm *.fts`

1.3 Ręczna redukcja ramek CCD

1.3.1 Wstęp

Każda ramka CCD z naświetlonym fragmentem nieba zawiera szum, który utrudnia wykonywanie pomiarów. Na szum ten składają się:

- szum odczytu (*readout noise*)
- szum prądu ciemnego (*dark current noise*)
- szum tła nieba (*sky background noise*)
- szum fotonowy samego obiektu (*photon shot noise*), którym może być gwiazda, planetoidy itp.

W trakcie redukcji usuwamy sygnały zakłócające pomiary, odpowiadające im szумы pozostają. Wprowadźmy oznaczenia:

R, σ_R sygnał odczytu i związany z nim szum

D, σ_D prąd ciemny i jego szum

B, σ_B świecenie nocnego nieba i jego szum

O, σ_O światło wysyłane przez obserwowany obiekt (i jego szum)

Wówczas całkowity sygnał S , zmierzony dla obserwowanego obiektu i odpowiadający mu szum można wyrazić w postaci:

$$S = O + R + D + B, \quad \sigma_S^2 = \sigma_R^2 + \sigma_D^2 + \sigma_B^2 + \sigma_O^2 \quad (1.1)$$

przy czym zakładamy tu, że wszystkie szумы są szare (czyli całkowicie przypadkowe), a odpowiadające im sygnały – nieskorelowane.

Na koniec wstępu przypomnijmy podstawowe wzory, opisujące przenoszenie wariacji w zależnościach funkcyjnych:

$$y = x_1 + x_2, \quad \sigma_y^2 = \sigma_{x_1}^2 + \sigma_{x_2}^2 \quad (1.2)$$

$$y = x_1 - x_2, \quad \sigma_y^2 = \sigma_{x_1}^2 + \sigma_{x_2}^2 \quad (1.3)$$

$$y = x_1 \cdot x_2, \quad \sigma_y^2 = x_2^2 \cdot \sigma_{x_1}^2 + x_1^2 \cdot \sigma_{x_2}^2 \quad (1.4)$$

$$y = \frac{x_1}{x_2}, \quad \sigma_y^2 = \left(\frac{1}{x_2}\right)^2 \sigma_{x_1}^2 + \left(\frac{-x_1}{x_2}\right)^2 \sigma_{x_2}^2 \quad (1.5)$$

1.3.2 Pomiar szumów na ramkach CCD

W katalogu, w którym mamy wszystkie ramki CCD tworzymy podkatalog `tmp` (komenda `mkdir tmp`) i kopiujemy do niego następujące pliki:

- `bias*.sdf` (komenda `cp bias*.sdf tmp`)
- `dark*.sdf` (komenda `cp dark*.sdf tmp`)
- `flat*.sdf` (komenda `cp flat*.sdf tmp`)
- `xxxx_x100?.sdf` (komenda `cp xxxx_x100?*.sdf`), gdzie pod literę `x` należy podstawić właściwy skrót nazwy obiektu i nazwę filtra

Korzystając z Gai obejrzymy teraz poszczególne ramki.

Ramki offsetowe

Wyświetlamy pierwszą ramkę `bias0001` i oglądamy ją przy trzech różnych poziomach *Auto cut*: 99.5%, 95% i 50%. Następnie dla wartości 50% zmieniamy *Color map* z *Default* na *Pastel*. Teraz widać wyraźniej strukturę ramki offsetowej. Czy jest ona płaska? Jeśli nie, który jej róg jest najciemniejszy, a który najjaśniejszy? Czy występują na niej tzw. złe kolumny (bad columns)?

Sprawdzimy teraz informacje zapisane w nagłówku ramki (są one dostępne w plikach nagłówkowych z rozszerzeniem `*.t`, które znajdują się w katalogu `Times`), ale można je również przejrzeć z poziomu Gai, wybierając z menu kolejno *View*, *Fits header*... możemy sprawdzić temperaturę w jakiej wykonano daną ramkę (*TEMPERAT*, w stopniach Celsjusza), czas ekspozycji (*EXPTIME*, podany w setnych częściach sekundy, zatem wartość 10000 odpowiada tu 100 sekundom) lub współczynnik konwersji z elektronów na ADU (*EPERADU*).

Podobnie oglądamy następne ramki offsetowe. Czy są one znacząco różne?

Ramki ciemne

Wyświetlamy pierwszą ramkę ciemną, wybierając *Auto cut* 99.5% i *Color map* default. Czy jej powierzchnia jest jednolita, czy też można na niej wyróżnić np. dwie grupy pikseli? To cecha charakterystyczna sensorów CCD wykonanych w technologii MPP (Multi Pinned Phase), zmniejszającej prąd ciemny (i związany z nim szum), ale wprowadzającej dwie populacje pikseli. Utrudnia to statystyczny opis ramki CCD (wartość średnia z całej ramki nie ma tu sensu, gdyż liczymy ją dla dwóch różnych populacji pikseli, z których każda ma inny rozkład wartości).

Oglądamy teraz ramkę dla innych wartości parametrów *Auto cut* i *Color map* (tak, jak w przypadku offsetu).

Chcąc lepiej zobaczyć drugą populację pikseli, powracamy do *Auto cut* 99.5%, sprawdzamy wartość najjaśniejszego piksela na ramce (wyświetloną w górnym panelu okna Gai, w polu o nazwie *High*, a następnie do pola *Low* wpisujemy wartość dwa razy mniejszą.

Postępujemy teraz odwrotnie, tj. znowu ustawiamy *Auto cut* na 99.5%, a potem w polu *High* wpisujemy wartość dwa razy większą, niż jest w polu *low*. Czy widzimy jakieś miejsca, w których w sensor uderzył promień kosmiczny (są to zwykle skupiska kilku- kilkunastu jasnych pikseli, o owalnym bądź wydłużonym kształcie)?

W podobny sposób przeglądamy pozostałe ramki ciemne.

1.3.3 Obsługa pakietów CCDPACK i KAPPA

Aktywujemy pakiety CCDPACK i KAPPA, pisząc – odpowiednio – `ccdpack` i `kappa`. Chcąc szybko uzyskać opis działania występujących w nich komend, wystarczy napisać `ccdhelp komenda` lub `kaphelp komenda` (podobnie, pomoc do komend w pakiecie CONVERT uzyskujemy pisząc `conhelp komenda`).

Spróbujmy uzyskać opis komendy `sub` z pakietu KAPPA, służącej do odejmowania od siebie dwóch ramek CCD. Piszemy `kaphelp sub` i otrzymujemy:

```
SUB

Subtracts one NDF data structure from another.

Usage:

    sub in1 in2 out

Description:

    The routine subtracts one NDF data structure from another
    pixel-by-pixel to produce a new NDF.

Additional information available:

Parameters          Examples  Notes      Related_Applications  Authors
History  Implementation_Status

SUBSTITUTE

Press RETURN to continue ...
```

Jak widać otrzymaliśmy opis dwóch komend, gdyż ich nazwy mają takie same pierwsze litery. Naciskając Enter zobaczymy opis drugiej z nich. Chcąc uzyskać dodatkowe informacje, np. przykład użycia komend, w polu: `Topic ?` piszemy: `sub exa` (wystarczą trzy litery słowa `examples`). Wyjście z systemu pomocy uzyskamy naciskając raz lub kilka razy (w zależności od poziomu, na który zeszlismy) klawisz Enter.

Opis komendy `add` jest łatwiejszy do uzyskania, gdyż nie ma dwóch komend zaczynających się tak samo. Po napisaniu `kaphelp add` otrzymamy opis komendy, z możliwością uzyskania bardziej szczegółowych informacji. W tej sytuacji wystarczy wpisać dalej np. `exa`, a nie – jak to było w poprzednim przypadku – `sub exa`.

Korzystając z komend różnych pakietów Starlinka należy pamiętać, by cytować (ujmować w pojedynczy lub podwójny cydzysłów) parametry zawierające znaki specjalne (np `*`, `?`, `itp`). W ten sposób zapobiegamy ich interpretacji przez powłokę i przekazujemy w niezmięnionej postaci do komend Starlinka.

Wyznaczanie szumu odczytu CCD

Wyznaczanie szumu dla płaskiej ramki offsetowej jest proste: wystarczy w odpowiednio dużym prostokącie (bądź na całej ramce) policzyć wartość średnią i odchylenie standardowe pikseli. Gdy jednak offset ma wyraźną strukturę (a tak jest w naszym przypadku), musimy postąpić inaczej. Zakładając, że ramki offsetowe wykonywane bezpośrednio jedna po drugiej mają taki sam poziom sygnału, możemy stworzyć ich różnicę. Ramka taka powinna być już płaska (pozbawiona struktury), a wartość średnia jej pikseli powinna być zbliżona do zera. Szum natomiast, zgodnie ze wzorem (1.3), powinien być o $\sqrt{2}$ większy od szumu pojedynczej ramki.

Skorzystamy z tej własności w naszym przypadku. Bierzymy dwie pierwsze ramki offsetowe i tworzymy ich różnicę:

```
[student@w1 astro]$ sub bias00001 bias00002 b1-b2
```

Wpisując nazwy plików w formacie SDF pomijamy ich rozszerzenia – nie dotyczy to nazw plików w innych formatach.

Wczytujemy do Gai ramkę b1-b2, dobieramy opcje wyświetlania, a następnie z górnego menu wybieramy kolejno: *Image-Analysis*, *Image regions*. . . . Pojawi się dodatkowe okno, w którym klikamy przycisk z zaznaczonym prostokątem, a następnie myszą zaznaczamy na ramce CCD w głównym oknie Gai prostokąt o polu ok. 1/4 pola całej ramki. Przesuwamy go w okolice lewego, górnego rogu ramki, w oknie *Image regions* klikamy przycisk *Stats selected* i odczytujemy wartość średnią (Mean) oraz odchylenie standardowe (Std. Dev.). Korzystając ze współczynnika konwersji $2.3 e^- / ADU$, przeliczamy obie wartości z jednostek ADU na elektrony i zapisujemy.

Dla pewności powtarzamy pomiary, umieszczając prostokąt w okolicach pozostałych rogów ramki CCD starając się unikać złych kolumn. Przeliczamy uzyskane wartości na elektrony i zapisujemy.

W podobny sposób wyznaczamy wartość średnią i odchylenie standardowe dla różnicy dwóch kolejnych ramek offsetowych (nr 3 i 4). Z uzyskanych wartości wybieramy najmniejsze odchylenie standardowe.

Szum odczytu kamery CCD σ_R otrzymamy, dzieląc wyznaczone wcześniej odchylenie standardowe przez $\sqrt{2}$.

To samo możemy uzyskać w nieco inny sposób, korzystając z komendy *stats* pakietu KAPPA:

```
[student@w1 astro]$ stats b1-b2 clip=2.0
```

W rezultacie otrzymamy najpierw podsumowanie wszystkich pikseli, a zaraz potem to samo, ale po odrzuceniu pikseli odbiegających od pierwotnie wyznaczonej średniej (pixel mean) o więcej niż 2 odchylenia standardowe (standard deviation). Ten drugi zestaw jest dla nas bardziej przydatny, gdyż nie uwzględnia zwiększonego szumu od złych kolumn, gorących bądź zimnych pikseli itp. Znajdujemy tam wartość odchylenia standardowego. Całą operację powtarzamy dla ramki b3-b4 i wyliczamy ponownie szum odczytu.

Wyznaczanie szumu prądu ciemnego

Odejmujemy od ramki ciemnej (zawierającej w sobie również offset) ramkę offsetową, w wyniku czego otrzymujemy „czystą” ramkę z prądem ciemnym:

```
[student@w1 astro]$ sub dark300001 bias00001 d1-b1
```

W celu zlokalizowania populacji pikseli tworzymy histogram:

```
[student@w1 astro]$ histogram d1-b1 ylog
```

podając dalej następujące parametry:

```
RANGE - Range of values in the histogram > -30,1000  
NUMBIN - Number of histogram bins > 100  
DEVICE - Name of graphics device > xwin
```

W rezultacie otworzy nam się okno graficzne z wykresem histogramu. Ile występuje w nim populacji pikseli? Jakie są średnie wartości dla każdej z nich?

Z powodu występowania trzech populacji pikseli, szum ramek z prądem ciemnym jest sumą szumów każdej z populacji z osobna. Tu wyznaczymy tylko szum pierwszej populacji, gdyż jest ona najliczniejsza i decyduje o szumie wypadkowym całej ramki.

Znanym już sposobem odejmujemy od kolejnych ramek ciemnych pierwszą ramkę offsetową, uzyskując ramki d1-b1, d2-b1, d3-b1, d4-b1, d5-b1. Dla każdej z nich, korzystając z komendy `stats` wyznaczamy średnią wartość prądu ciemnego dla pierwszej populacji pikseli. Przykładowo, dla ramki d1-b1 piszemy:

```
[student@w1 astro]$ stats d1-b1 clip=0.2
```

i zapisujemy wartość średnią po obcięciu (after clipping). W rezultacie otrzymamy wartości średnie dla 5 ramek ciemnych. Wyznaczamy ich średnią przeliczamy ją na elektrony. Dla ramek ciemnych z nocy 2001-08-24 powinniśmy dostać wartość prądu ciemnego ok. $D = 23e^-$ (oczywiście w czasie naświetlania 300 s). Ponieważ prąd ciemny podlega statystyce Poissona, jego szum można wyznaczyć jako \sqrt{D} , czyli w naszym przypadku wynosi on ok. $\sigma_D = 4.8e^-$ i jest znacznie mniejszy niż szum odczytu.

W tym wypadku ważny jest czas ekspozycji ramki z prądem ciemnym – im jest on dłuższy, tym większy jest prąd ciemny i jego szum. Zależność szumu prądu ciemnego od czasu można opisać wzorem:

$$\sigma_D = \sqrt{\frac{t}{t_0}} \sigma_{D_0}, \quad (1.6)$$

gdzie: t_0 jest czasem ekspozycji, dla którego wyznaczono szum σ_{D_0} . Podstawiając za σ_{D_0} wyznaczony przez nas przed chwilą szum prądu ciemnego, a za t_0 czas naświetlania ramki (300 s), możemy wyliczyć szum dla dowolnego innego czasu naświetlania.

Korzystając ze wzoru (1.6) obliczamy czas t , dla którego $\sigma_D = \sigma_R$. Wszystkie ekspozycje, naświetlane z czasem krótszym (w danej temperaturze) będą zdominowane przez szum odczytu, a z czasem dłuższym – przez szum prądu ciemnego.

Jeśli czas większości ekspozycji wykonywanych na teleskopie 0.4 m w Borowcu nie przekracza 300 s, czy warto starać się o obniżenie temperatury poniżej wartości T , w której wykonane zostały badane ramki ciemne?

Na koniec spróbujemy określić temperaturę, w której – przy czasie naświetlania ramki $t = 300$ s szum prądu ciemnego będzie równy szumowi odczytu. Skorzystamy tu z faktu, że prąd ciemny rośnie wykładniczo z temperaturą. Zależność prądu ciemnego D (w przeliczeniu na jedną sekundę) od temperatury T dla pojedynczego piksela można określić wzorem:

$$D = D_0 2^{\frac{T-T_0}{\Delta T}}, \quad (1.7)$$

w którym D_0 jest wartością prądu ciemnego w pewnej wyjściowej temperaturze T_0 (w ciągu sekundy), a ΔT jest wartością stałą dla danego sensora CCD. W naszym przypadku możemy przyjąć średnie wartości D_0 , T_0 i ΔT , podane przez producenta kamer ST-7. Wynoszą one: $D_0 = 0.5 e^-/\text{pix/s}$, $T_0 = 0^\circ\text{C}$, $\Delta T = 7^\circ\text{C}$. Wartości te są nieco inne od wyznaczonych przez nas z dwóch powodów: dotyczą średniej dla wielu egzemplarzy kamer CCD (każda kamera ma nieco inny prąd ciemny), dotyczą też łącznie wszystkich trzech populacji pikseli, a nie tylko jednej, najliczniejszej. Z

tego drugiego powodu nasze wnioski co do obniżania temp. pracy CCD są nie do końca słuszne: z uwagi na dwie pozostałe populacje pikseli, maksymalne obniżanie temp. pracy CCD jest wskazane.

1.4 Automatyczna redukcja ramek CCD

Omówimy teraz kolejne etapy redukcji ramek CCD, uzyskanych w czasie jednej nocy obserwacji. Wszystkie ramki powinny być wcześniej przetransformowane do formatu SDF, używanego przez STARLINK'a. Na końcu rozdziału przedstawiony zostanie punkt po punkcie przykład redukcji danych z konkretnej nocy.

1.4.1 Dane do przykładowej redukcji

W dalszej części omówiona zostanie procedura redukcji danych (usunięcie offsetu, prądu ciemnego i wypłaszczenie ramek z obiektem). By ułatwić zrozumienie całości, kolejne etapy zilustrowane będą przykładową redukcją ramek CCD, uzyskanych w dniu 2001-08-26 w Borowcu dla planetoidy (382) Dodona. Dane uzyskane dla Dodony znajdują się na serwerze anonymous ftp

```
vesta.astro.amu.edu.pl
```

w katalogu

```
/pub/labs/Raw/01-08-24.
```

Dodatkowo potrzebne nam będą skrypty i programy zawarte na tym samym serwerze w katalogu

```
/pub/labs/Programs.
```

Tworzymy u siebie katalog `Programs` i kopiujemy do niego skrypty i programy, oraz katalog `Reduction` i kopiujemy do niego dane, umieszczone na serwerze w katalogu `01-08-24`.

1.4.2 Przygotowanie miejsca do redukcji

Redukcję wykonuje automatyczny skrypt, który oczekuje z góry określonej struktury podkatalogów, którą na ogół tworzymy w katalogu o nazwie `Reduction`. Może ona wyglądać następująco:

```
Times      katalog z plikami nagłówkowymi (tworzony wcześniej)
bias       katalog z ramkami offsetowymi
dark1     katalog z ramkami ciemnymi (czas 1)
dark2     katalog z ramkami ciemnymi (czas 2)
flat-c1   katalog z polami wyrównującymi (filtr C)
flat-r1   katalog z polami wyrównującymi (filtr R)
target-c1 katalog z ramkami w filtrze C, czas 1
target-c2 katalog z ramkami w filtrze C, czas 2
target-r1 katalog z ramkami w filtrze R, czas 1
target-r2 katalog z ramkami w filtrze R, czas 2
tmp       katalog pomocniczy
```

Strukturę tę można modyfikować w zależności od potrzeb: dokładając np. katalog `dark3` i odpowiadający mu katalog `target-c3` – jeśli część ramek w filtrze C

naświetlono z czasem t_3 ; lub parę katalogów flat-v1 i target-v1 – jeśli część ramek naświetlono z czasem t_1 przez filtr V).

Należy tylko pamiętać, by w katalogu dark1 znajdowały się ramki z czasem ekspozycji takim samym, jak ramki z obiektem, znajdujące się w katalogu target-c1 i target-r1. Analogicznie, w katalogu dark2 umieszczamy ramki ciemne z tym samym czasem, jak w katalogach target-c2 i target-r2. Ponieważ w podanym przykładzie obserwowaliśmy w 2 filtrach (C i R), musimy też mieć katalogi z polami wyrównującymi w tych samych filtrach: flat-c1, flat-r1. Katalog bias występuje zawsze bez modyfikacji.

W rozważanym przez nas przykładzie obserwacji planetoidy Dodona w dniu 01-08-26 zastosowano tylko jeden, wspólny dla wszystkich ramek z obiektem i prądem ciemnym, czas obserwacji. Użyto za to nie dwóch, a trzech różnych filtrów. W rezultacie strukturę katalogów należy zmodyfikować następująco:

Times	katalog z plikami nagłówkowymi (tworzony wcześniej)
bias	katalog z ramkami offsetowymi
dark1	katalog z ramkami ciemnymi (czas 1)
flat-c1	katalog z polami wyrównującymi (filtr C)
flat-r1	katalog z polami wyrównującymi (filtr R)
flat-v1	katalog z polami wyrównującymi (filtr V)
target-c1	katalog z ramkami w filtrze C, czas 1
target-r1	katalog z ramkami w filtrze R, czas 1
target-v1	katalog z ramkami w filtrze V, czas 1
tmp	katalog pomocniczy

1.4.3 Przegląd pól wyrównujących

Przed rozmieszczeniu odpowiednich plików w formacie SDF w odpowiednich dla nich katalogach musimy jeszcze sprawdzić, czy na ramkach z polami wyrównującymi nie ma jasnych gwiazd. Uruchamiamy więc graficzny interfejs GAIA: `gaia &`, co spowoduje otwarcie okna graficznego. Następnie w górnym menu wybieramy

File

następnie

Open

i wczytujemy określoną ramkę, zapisaną w formacie SDF (format własny pakietu STARLINK). Dzięki opcji

Auto cut

w głównym oknie, możemy ustawić dowolne parametry wyświetlania obrazu reprezentujące właściwe jasności gwiazd (przeważnie jest to 95%). W razie potrzeby możemy również powiększyć lub pomniejszyć obraz używając opcji

Scale

W trakcie przesuwania kursora myszy na tła ramki CCD, w górnej części okna wyświetlane są aktualne współrzędne kursora (w pikselach), a także wartość piksela (w ADU).

Używając programu Gaia po kolei przeglądamy ramki z polami wyrównującymi. Jeśli natrafimy na ramkę z gwiazdą o maksymalnej jasności piksela przekraczającej o więcej niż 10% otaczające gwiazdę pole, ramkę taką należy pominąć w redukcji (przenosimy ją do katalogu tmp).

1.4.4 Wykonanie redukcji

Przed rozpoczęciem redukcji sprawdzamy wymaganą ilość wolnego miejsca na dysku. Po wydaniu komendy:

```
du -h
```

zobaczymy mniej więcej taki wynik:

```
9.0M    ./bias
16M     ./dark1
16M     ./dark2
16M     ./flat-r1
20M     ./target-r1
50M     ./target-r2
133M    .
```

Jeśli liczbę znajdującą się na dole, pokazującą sumę objętości wszystkich plików w wyświetlonych katalogach (w MB), oznaczmy przez x , wówczas do redukcji potrzebować będziemy dodatkowo nie więcej niż $3 \cdot x$ wolnego miejsca (czyli łącznie będzie to $4 \cdot x$). Używając komendy `du` należy sprawdzić, czy istotnie tak jest.

Chcąc rozpocząć redukcję, do katalogu podstawowego kopiujemy pliki: `zero.sdf` i `reduce17`, a następnie piszemy:

```
./reduce17
```

W trakcie redukcji na terminalu ukazywać się będą komunikaty informujące o jej przebiegu. Wszystkie one znajdują się na koniec w pliku `CCDPACK.LOG`.

Ramki, poprawione na offset, będą miały dopisane w nazwie pole `_db` (od słowa *debiased*). Ramki, poprawione na offset i prąd ciemny, będą miały dopisane w nazwie pole `_db_dk` (od słów *de-darked*). Ramki, które dodatkowo zostały skorygowane o pole wyrównujące, otrzymają w nazwie pole `_fl` (od słów *flattened*).

Po zakończeniu redukcji w katalogach `bias` i `dark1` znajdują się uśrednione (metodą mediany) ramki offsetowe (`MASTER_BIAS`) i ciemne (`MASTER_DARK`). Mediana ma tę zaletę w stosunku do średniej arytmetycznej, że jeśli w ciągu kilku liczb (będących np. wartościami ładunku w pojedynczym pikselu) jedna z nich różni się znacznie od pozostałych (np. na skutek uderzenia promienia kosmicznego), wówczas wartość średnia nie jest przez nią zniekształcona (co miałoby miejsce, gdybyśmy użyli średniej arytmetycznej). Podobną do mediany własność ma tzw. *clipped mean*, czyli średnia arytmetyczna liczona wg. algorytmu: weź wszystkie liczby, wylicz średnia arytmetyczną i odchylenie standardowe, następnie wybierz tylko te liczby, które różnią się od średniej nie więcej niż o podaną liczbę odchyleń standardowych (zwykle dwa), wreszcie dla wybranych liczb ponownie wylicz nową wartość średniej i nowe odchylenie standardowe.

W katalogu `flat-x1` (gdzie x jest oznaczeniem filtra) otrzymamy szereg plików z polami wyrównującymi, skorygowanymi o offset i prąd ciemny, a także uśrednione pole wyrównujące `MASTER_FLAT_X` (gdzie X jest oznaczeniem filtra).

W katalogu `target-x1` otrzymamy ramki obiektu, skorygowane klejno o offset, prąd ciemny i pole wyrównujące.

1.4.5 Sprawdzanie pól wyrównujących

Przyjrzymy się teraz ponownie polom wyrównującym, które tym razem zostały poprawione o offset i prąd ciemny (pliki `flat_x1000?_db_dk.sdf`). Przeglądamy je przy użyciu Gai i sprawdzamy:

- czy centrum ramki jest jaśniejsze, a brzegi ciemniejsze, czy odwrotnie?
- czy któryś róg jest wyraźnie ciemniejszy od pozostałych?
- czy widać pierścienie dyfrakcyjne od drobin kurzu na szybcie przed sensorem CCD lub na filtrze?
- czy widać obrazy gwiazd?

Sprawdzimy teraz jakość pól wyrównujących, odejmując od pierwszego z nich drugi, a następnie dzieląc pierwszy z nich przez drugi (czyli dokonując typowej korekty pola wyrównującego na pole wyrównujące).

Kopiujemy wybrane dwa pola wyrównujące, skorygowane na offset i prąd ciemny, z katalogu `/flat-x1` do katalogu `/tmp`. Następnie tworzymy ich różnicę tak, jak to robiliśmy dla offsetów i ramek ciemnych (musimy mieć aktywny pakiet Kappa!):

```
sub flat_x10001_db_dk flat_x10002_db_dk f1-f2
```

Następnie aktywujemy pakiet CCDPACK komendą: `ccdpack` i wydajemy polecenie:

```
flatcor flat_x0001_db_dk f1f2 flat_x0002_db_dk
```

w którym na pierwszym miejscu podajemy ramkę, która ma być skorygowana, na drugim – wynik korekcji, a na trzecim – pole wyrównujące, używane do korekcji.

Oglądamy teraz wyniki w Gai, stosując mapę kolorów. Która z ramek (`f1-f2`, czy `f1f2`) jest „płaska”? Czy na ramce `f1f2` widać jakąś nierównomierność tła (oznaczałoby to złą jakość ramek wyrównujących, na ogół spowodowaną obecnością chmur na niebie lub niezogniskowaną optyką teleskopu).

1.4.6 Wyznaczanie szumu tła nieba

Przyjrzymy się teraz ramkom z obserwowanym obiektem, które zostały skorygowane o offset, prąd ciemny i pole wyrównujące. Znajdziemy je w katalogu `/target-x1` (gdzie `x` jest oznaczeniem użytego filtra). Wczytujemy do Gai pierwszą ramkę z drugiej serii (ramki z pierwszej serii są często naświetlane, gdy obiekt znajduje się stosunkowo nisko nad horyzontem i stąd mogą być gorszej jakości). Nazwa tej ramki wyglądać będzie tak: `yyyy_x20001_db_dk_f1.sdf` (gdzie `yyyy` to oznaczenie nazwy planety, a `x` – użytego filtra).

Dobieramy odpowiednie opcje wyświetlania, a następnie z górnego menu wybieramy kolejno: *Image-Analysis*, *Image regions*. . . . Pojawi się dodatkowe okno, w którym klikamy przycisk z zaznaczonym okręgiem. Na obrazie nieba wybieramy miejsce, na którym nie ma żadnych gwiazd i umieszczamy tam myszką okrąg o średnicy odpowiadającej ok. 1/4 wysokości ramki CCD.

Rozmiar okręgu możemy zmienić chwytając myszką za mały, biały prostokąt na obwodzie okręgu. Położenie okręgu na ramce CCD możemy zmienić umieszczając kursor myszy w jego wnętrzu i przeciągając okrąg w inne miejsce. Gdy klikniemy myszką na ramce CCD poza okręgiem, kolor jego obwodu zmieni się na zielony i okrąg stanie się nieaktywny.

Po umieszczeniu okręgu we właściwym miejscu klikamy przycisk *Stats selected* w oknie *Image regions...*, co spowoduje wyświetlenie w tymże oknie informacji o m.in. średniej wartości piksela oraz odchyleniu standardowym, np.:

Mean	Std. Dev.	Max.	Min.	Total	No. Pixels
5.564286	4.598698	22.88399	-12.92962	76113.87	13679

Przesuwamy okrąg (bez zmiany jego promienia) w trzy inne miejsca na ramce, zawsze jednak wolne od gwiazd. Zapisujemy najmniejsze z odczytanych trzech wartości średniej *Mean* i odchylenia standardowego *Std. Dev.* i zamieniamy je na elektrony.

Otrzymana wartość szumu σ_T zawiera w sobie szum odczytu σ_R , szum prądu ciemnego σ_D oraz szum świecenia nocnego nieba σ_B , powiązane ze sobą znaną zależnością:

$$\sigma_T^2 = \sigma_R^2 + \sigma_D^2 + \sigma_B^2 \quad (1.8)$$

Nie możemy z niej jednak bezpośrednio skorzystać, gdyż w czasie redukcji od ramk z obiektem odejmowaliśmy uśrednione ramki offsetowe oraz ciemne, co wprowadzało dodatkowe szumy. Dzieliśmy też ramki z obiektem przez uśrednione pole wyrównujące, co również zwiększało szum wyniku.

Szum tła nieba możemy jednak wyznaczyć inną, bardziej bezpośrednią, metodą. Jeśli założymy, że w trakcie redukcji z ramki CCD całkowicie usunięto offset i prąd ciemny wówczas sygnał mierzony na ramce pomiędzy gwiazdami spowodowany będzie wyłącznie świeceniem nocnego nieba. Podlega on statystyce Poissona, zatem jeśli sygnał wynosi N (koniecznie wyrażony w elektronach!), wówczas jego odchylenie standardowe wynosi \sqrt{N} . Korzystając ze średnich wartości pikseli, wyznaczonych przed chwilą, obliczamy szum tła nieba i porównujemy z poprzednim rezultatem. Czy wyniki te bardzo się różnią?

Na koniec podsumowujemy analizę szumów na ramkach kamery ST-7 odpowiadając na pytania:

- które źródło szumu dominuje (szum odczytu, prądu ciemnego czy tła nieba?)
- jak sytuacja zmieniłaby się po zmianie rodzaju filtru (jeśli ramki wykonano w filtrze C, to zmiana na R; jeśli wykonano je w R, to na C)
- jak sytuacja zmieniłaby się po przeniesieniu teleskopu do obserwatorium wysokogórskiego?
- jakiego szumu tła nieba należałoby oczekiwać po dwukrotnym zwiększeniu ogniskowej teleskopu?

1.4.7 Przykład: redukcja obserwacji (382) Dodony

Zadanie wykonujemy w kilku etapach:

1. Sprawdzamy, czy mamy 500 MB wolnego miejsca (tyle potrzeba do redukcji nocy 2001-08-26)
2. Tworzymy katalog Reduce (z którego zaraz skorzystamy) i Photometry (który będzie na potrzebny później)
3. Do katalogu Reduce kopiujemy ramki w formacie ST7 z nocy 2001-08-26 oraz plik tekstowy z notatkami z przebiegu obserwacji o nazwie 01-08-26.txt (tzw. log obserwacyjny). Pliki te znajdziemy na serwerze anonimowy ftp vesta.astro.amu.edu.pl, w katalogu `/pub/labs/Raw/01-08-24`.

4. Tworzymy katalog Programs
5. Kopiujemy do niego pliki (programy i skrypty) z katalogu /pub/labs/Programs na wejście.
6. Zmieniamy format plików z ST7 na FITS. W tym celu z katalogu Programs kopiujemy do katalogu Reduce program tofits oraz korzystający z niego skrypt script6.
7. Przechodzimy do katalogu Reduce i w linii komend piszemy ./script6. Po chwili znajdziemy w nim ramki w formacie FITS, podkatalog Times oraz dwa pliki z czasami ekspozycji poszczególnych ramek: 01-08-26.times i 01-08-27.times. Pierwszy z nich zawiera czasy przed północą, drugi – po północy.
8. Teraz łączymy pliki z czasami w jeden. Posłużymy się w tym celu plikiem tymczasowym tmp:

```
cat 01-08-26.times 01-08-27.times >> tmp,
```

Zmieniamy nazwę pliku tmp:

```
mv tmp 01-08-26.times
```

i usuwamy niepotrzebny już plik 01-08-27.times:

```
rm 01-08-27.times
```

9. Zmieniamy format plików z FITS na SDF. W tym celu z katalogu Programs kopiujemy skrypt fits-to-ndf do katalogu Reduce. Będąc w katalogu Reduce uruchamiamy go (komenda ./fits-to-ndf). Po chwili konwersja zostanie zakończona.
10. Sprawdzamy, czy ilość plików FITS jest taka sama, jak plików SDF (sposób został podany w rozdziale 1.2.4) oraz czy wszystkie pliki SDF mają podobną wielkość (jeśli ostatnie pliki SDF są zerowej wielkości, zamiana formatów nie powiodła się, prawdopodobnie z powodu braku miejsca na dysku)
11. W katalogu Reduce tworzymy podkatalogi (powinien tam się już znajdować podkatalog Times, powstały wcześniej):

bias	katalog z ramkami offsetowymi
dark1	katalog z ramkami ciemnymi (czas 1)
flat-c1	katalog z polami wyrównującymi (filtr C)
flat-r1	katalog z polami wyrównującymi (filtr R)
flat-v1	katalog z polami wyrównującymi (filtr V)
target-c1	katalog z ramkami w filtrze C, czas 1
target-r1	katalog z ramkami w filtrze R, czas 1
target-v1	katalog z ramkami w filtrze V, czas 1
tmp	katalog pomocniczy

i kopiujemy do nich odpowiednie pliki SDF (do podkatalogów o nazwie target-?1 kopiujemy ramki z planetoida, w naszym przypadku ramki o nazwach dodo_?????.sdf). Pozostałe pliki w formacie FITS usuwamy.

12. Przeglądamy teraz ramki z polami wyrównującymi, naświetlonymi w filtrach C,R,V by sprawdzić, czy nie ma na nich jasnych gwiazd. Postępujemy zgodnie z opisem w rozdziale 1.4.5. Ramki, na których znajdziemy zbyt jasne gwiazdy przenosimy do katalogu tmp (wskazówka: dla nocy 2001-08-26 tylko na jednej ramce z polem wyrównującym znajduje się zbyt jasna gwiazda)
13. Przygotowujemy programy do wykonania redukcji. W tym celu z katalogu Programs kopiujemy skrypty reduce17 i checkdirs2 do katalogu Reduce. Następnie z katalogu Programs kopiujemy plik zero.sdf do katalogu Reduce.
14. Chcąc sprawdzić, czy wszystko wykonaliśmy poprawnie, będąc w katalogu Reduce uruchamiamy skrypt checkdirs2 i sprawdzamy, czy otrzymaliśmy raport zgodny z poniższym:

```

Number of bias frames found: 5
Number of dark frames found: 5
Frames in C filter
  Number of flat fields in C found: 5
  Number of target frames in C found: 57
Frames in R filter
  Number of flat fields in R found: 5
  Number of target frames in R found: 3
Frames in V filter
  Number of flat fields in V found: 5
  Number of target frames in V found: 3
Zero.sdf file present. Good
-----
Finished checking

```

15. Następnie uruchamiamy skrypt reduce17 który dokona redukcji ramek na offset, prąd ciemny i pole wyrównujące; może to dość długo potrwać.
16. Po zakończeniu redukcji usuwamy niepotrzebne już ramki, pozostawiając tylko ramki:

```

bias/MASTER_BIAS
dark1/MASTER_DARK
flat-c1/MASTER_FLAT-C1
flat-v1/MASTER_FLAT-V1
flat-r1/MASTER_FLAT-R1
target-c1/dodo?????_db_dk_f1.sdf
target-v1/dodo?????_db_dk_f1.sdf
target-r1/dodo?????_db_dk_f1.sdf

```

17. Wszystkie ramki dodo?????_db_dk_f1.sdf (w filtrach C,V,R) przenosimy teraz do katalogu Photometry. Na tym kończymy redukcję.

Rozdział 2

Fotometria aperturowa

2.1 Pomiary na pojedynczej ramce CCD

2.1.1 Wyznaczanie średniego profilu gwiazd

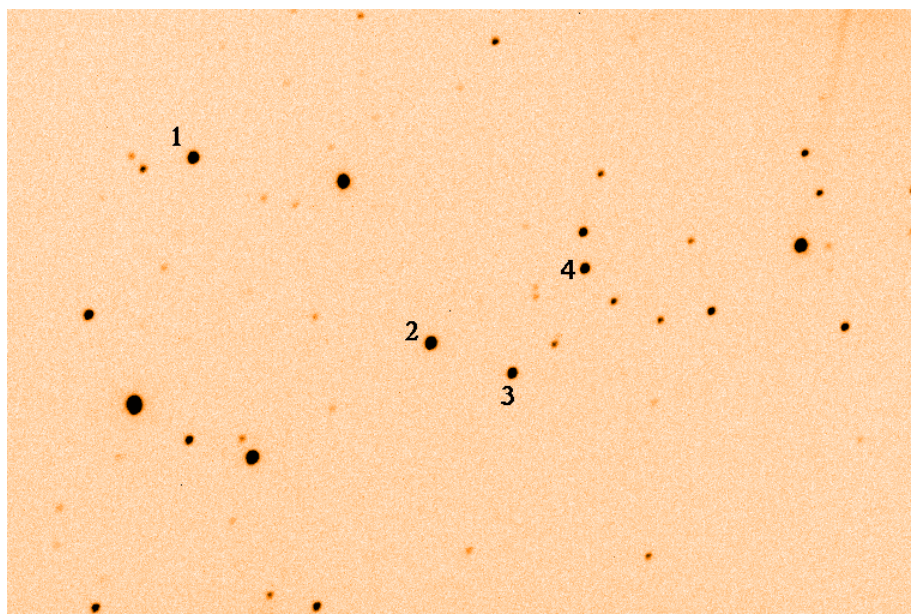
Do katalogu Reduce/tmp (który należało utworzyć w czasie redukcji ramek CCD) skopiuj z serwera anonymous ftp (vesta.astro.amu.edu.pl), z katalogu /pub/labs/Frames/Extra pięć ramek CCD o nazwach: una_c2000[1..5]_db_dk_f1.sdf oraz plik 02-02-02.times.

Do katalogu Reduce/tmp skopiuj z serwera anonymous ftp (vesta.astro.amu.edu.pl), z katalogu /pub/labs/Programs dwa pliki o nazwach: automacik1 i robolb1.4.py.

W katalogu Reduce/tmp uruchom program Gaia i wczytaj do niego pierwszą ramkę CCD. Ustaw właściwe parametry wyświetlania (Auto cut 95%) i zmień orientację obrazu przez zamianę lewego i prawego brzegu miejscami (przycisk z 2 poziomymi strzałkami).

Sprawdźmy teraz jaki był seeing w czasie obserwacji. W tym celu z górnego menu wybierz *View—Pick object*. Pojawi się dodatkowe okno, a kursor myszy, po najechaniu nim na obraz CCD, zmieni się w krzyżyk. Klikamy teraz myszą na pierwszą z gwiazd zaznaczonych na Rys.2.1 (nie musimy trafić dokładnie w jej środek – program sam go znajdzie i dopasuje do obrazu gwiazdy dwuwymiarowy profil Gauss’a). W dodatkowym oknie pojawiają się parametry tego dopasowania (pod nazwą *Image statistics*): współrzędne środka gwiazdy w pikselach (*Image X*, *Image Y*), maksymalna wartość pikseli w obrazie gwiazdy, liczona od poziomu tła w górę (*Peak value above bg*), poziom tła nieba (*Background level*) oraz szerokości połówkowe profilu Gauss’a w osi X i Y (*FWHM X:Y*). Zapisujemy *Peak value* i *FWHM X:Y* i powtarzamy pomiar dla kolejnych trzech gwiazd wg. ich oznaczeń z Rys.2.1. Uwaga: by dopasować profil Gauss’a do drugiej gwiazdy, musimy wcześniej kliknąć przycisk *Pick object* w lewym, dolnym rogu dodatkowego okna. Wtedy kursor myszy zmieni się w krzyżyk. Podobnie należy postąpić przed każdym kolejnym pomiarem.

Porównajmy teraz otrzymane rezultaty z danymi, zawartymi w Tabeli 2.1. Wartości *FWHM X:Y* powinny być zgodne z dokładnością ± 0.1 piksela, a wartości *Peak value* z dokładnością ± 1 ADU. Jeśli wartości X i Y są różne, za miarę seeingu przyjmujemy średnią arytmetyczną (liczoną z dokładnością ± 0.1 piksela).



Rysunek 2.1: Ramka CCD z zaznaczonymi gwiazdami do fotometriowania

2.1.2 Wyznaczanie jasności gwiazd

Zamykamy teraz dodatkowe okno i przechodzimy do fotometriowania tych samych gwiazd. Wykorzystamy tu metodę fotometrii aperturowej, w której jasności gwiazd będziemy wyznaczać wewnątrz otaczających je, kołowych apertur o promieniu równym trzykrotnej wartości seeingu (z zaokrągleniem w górę do pełnych pikseli).

Z głównego menu Gai wybieramy kolejno: *Image analysis*, *Aperture photometry*, *Results in magnitudes*, co spowoduje otwarcie dodatkowego okna. Spróbujmy teraz tak zawęzić oba okna Gai w poziomie, by zmieściły się ona na ekranie bez wzajemnego przykrywania i by z prawej strony znalazło się główne okno Gai. W lewym oknie w głównym menu wybieramy *Options* i zaznaczamy opcje *Keep apertures same size*. Nieco niżej klikamy zakładkę *parameters* i wpisujemy kolejno wartości:

- *Photons per data unit* 2.3
- *Saturation value* 32000
- *Sky estimator* Clipped mean

Dwie pierwsze z nich są charakterystyczne dla użytej kamery CCD (SBIG ST-7), trzecia oznacza, że pomiar tła nieba zostanie określony przez średnią arytmetyczną wartości pikseli, zawartych w przedziale $\pm 2\sigma$. Na koniec klikamy zakładkę *Results* i zaznaczamy opcję *View all measurements*.

Przystąpimy teraz do pomiarów jasności czterech gwiazd, zaznaczonych na Rys.2.1. Klikamy zakładkę *Aperture* i przycisk *Define object aperture*. Cursor myszy, umieszczony na ramce CCD, zmieni się w krzyżyk. Dopiero wtedy przesuwamy cursor na pierwszą gwiazdę i przeciągając nim tworzymy okrąg o promieniu kilka razy większym od obrazu gwiazdy. Pojawi się biały okrąg z żółtym pierścieniem wokół. Klikamy teraz

Wartość	Gw.1	Gw.2	Gw.3	Gw.4
FWHM X:Y	5.0 4.2	5.1 4.1	5.0 4.1	5.0 4.0
Peak value	4729	7717	2950	2582
Jasność [mag]	36.402	35.884	36.945	37.13
Sigma [mag]	0.006	0.004	0.009	0.01

Tablica 2.1: Szerokości połówkowe, wartość maksymalna piksela, jasność i jej niepewność zmierzone dla czterech przykładowych gwiazd z Rys.2.1

myszą na zewnątrz pierścienia – okrąg zmienia kolor na zielony. Biał kolor wskazuje, że dana apertura jest aktywna i wszelkie zmiany, wpisywane w prwym oknie będą jej właśnie dotyczyły. Zielony kolor oznacza, że dana apertura jest nieaktywna i nie będzie reagować na zmiany parametrów. Klikamy teraz ponownie myszą w środku apertury, by uczynić ją spowrotem aktywną.

W prawym oknie, w polu *Semimajor axis* wpisujemy dokładną wartość promienia, będącą trzykrotną wartością wyznaczoną wcześniej seeingu (w naszym przypadku: 14 pikseli). Następnie naciskamy Enter – bez tego zmiany nie będą brane pod uwagę! Nasza apertura powinna zmienić swój promień.

Skopiujemy teraz aperturę z pierwszej gwiazdy na drugą. Klikamy przycisk *Copy aperture*. Cursor myszy zmieni się w krzyżyk, a na pierwszej gwiazdzie zostanie utworzona dodatkowa apertura, która będzie pokrywać się z oryginalną (nie będzie jej więc widać). Ustawiamy cursor myszy na pierwszej aperturze, naciskamy lewy przycisk myszy i przesuwamy aperturę w na drugą gwiazdę. Zobaczymy, że oryginalna apertura pozostała na pierwszej gwiazdzie, a na drugiej gwiazdzie umieściliśmy drugą aperturę. Druga apertura będzie też aperturą aktywną (koloru żółtego). Nowe apertury, które utworzymy klikając przycisk *Copy aperture* powstawać będą zawsze na aktywnej aperturze – trzeba więc uważać, by się nie pomylić.

Podobnie postępujemy, kopiując aperturę z pierwszej gwiazdy na trzecią i czwartą (lub z drugiej na trzecią, z trzeciej na czwartą). Gdy mamy to już zrobione, klikamy przycisk *Calculate results*. W lewym oknie klikamy zakładkę *Results* i oglądamy wyniki, zawarte w jedenastu kolumnach. Ich znaczenie jest następujące:

Kolumna	Nazwa	Opis
1	INDEX	Numer apertury
2	XPOS	Współrzędna X środka apertury w pikselach
3	YPOS	Współrzędna Y środka apertury w pikselach
4	MAG	Jasność gwiazdy w magnitudo
5	MAGERR	Niepewność jasności gwiazdy w magnitudo
6	SKY	Jasność tła nieba w fotonach na piksel
7	SIGNAL	Całkowita liczba fotonów od gwiazdy w aperturze
8	CODE	Kod rodzaju błędu
9	SEMIN	Pół wielka apertury (dla apertur eliptycznych)
10	ECCEN	Mimośrodek apertury (dla apertur eliptycznych)
11	ANGLE	Kąt pozycyjny półosi wielkiej w stopniach

Nas interesować będą wartości z kolum 1, 4 i 5. Kod rodzaju błędu może przyjmować następujące wartości:

- OK Wynik poprawny
- B Jeden lub więcej złych pikseli w aperturze
- S Jeden lub więcej prześwietlonych pikseli w aperturze
- E Apertura przecina się z brzegiem ramki CCD
- ? Inne problemy z pomiarem

W naszym przykładzie powinniśmy otrzymać wyniki zawarte w Tabeli 2.1 (jasność czwartej została zaokrąglona do dwóch miejsc po przecinku, by dopasować ją do niepewności pomiaru).

Jeśli wszystko się zgadza, zapisujemy wyniki wraz z rozmiarami i położeniem apertur w osobnym pliku. W tym celu w menu głównym prawego okna wybieramy *File* i *Save measurements*, a następnie wpisujemy nazwę pliku `res1.dat` (nazwa ta może być dowolna, ale w tym przykładzie musi być taka, jak podano).

Wczytujemy teraz do Gai kolejną ramkę CCD, a następnie wczytujemy apertury z poprzedniej ramki. W tym celu w głównym menu prawego okna wybieramy *File* i *Read measurements*, a następnie wybieramy odpowiedni plik. Na ramce pojawia się poprzednio zdefiniowane apertury. Klikamy teraz *Calculate results* by zmierzyć jasności gwiazd na drugiej ramce. Wyniki razem z aperturami zapisujemy tak, jak poprzednio, w osobnym pliku `res2.dat`.

W ten sam sposób postępujemy z ramkami 3, 4, i 5, otrzymując w rezultacie pięć plików z wynikami `res[1..5].dat`. Taki sposób postępowania można stosować dla małej ilości ramek CCD, przy dłuższych ciągach obserwacji jest on jednak zbyt czasochłonny.

2.2 Automatyczna fotometria na wielu ramkach CCD

Powtórzymy teraz poprzednie pomiary stosując skrypty automatyzujące powtarzające się pomiary. Służy to tego skrypt powłoki `bash automacik1`. Przed użyciem musimy go poddać edycji i w wierszu zawierającym łańcuch:

```
lista='ls v208_r20???_db_dk_fl.sdf | sed -e "s/.sdf/ /g"'
```

zamiast nazwy

```
v208_r20???_db_dk_fl.sdf
```

wpisujemy

```
una_c2000?_db_dk_fl.sdf
```

W ten sposób do zmiennej `lista` zostaną podstawione nazwy pięciu plików z naszymi ramkami CCD. Skrypt `automacik1` do pracy wymaga jeszcze istnienia pliku `start.dat`, zawierającego apertury dla pierwszej ramki z listy. W naszym przypadku apertury ramki `una_c20001_db_dk_fl.sdf` zapisaliśmy w pliku `res1.dat`. Kopiujemy go więc do nowego pliku `start.dat`:

```
[student@w1 astro] cp res1.dat start.dat
```

Sprawdzamy teraz, czy w katalogu `tmp` mamy wszystkie potrzebne pliki i uruchamiamy skrypt `automacik1`. W wyniku otrzymamy zestaw plików wynikowych o tych samych nazwach, co pliki z ramkami CCD i rozszerzeniach `.dat`.

Podajmy teraz edycji pierwszy z plików `.dat` (nie należy stosować podglądu zawartości pliku, tylko wczytać go do edytora, który nie zawija wierszy). By ułatwić

sobie podgląd można rozszerzyć x-terminal tak, by był ok. dwa razy szerszy, niż normalnie.

Plik zawiera te same wyniki (w 11 kolumnach), które oglądaliśmy w oknie zakładki *Results* przy fotometrowaniu pierwszej ramki CCD. Dodatkowo pojawiły się kolumny 12 i 13, w których występują słowa *annulus* i *circle*. Pod każdym wierszem z wynikami pomiarów występuje dodatkowy wiersz, rozpoczynający się od łańcucha znaków #ANN. Te wiersze nie będą nas interesować. Łącznie w każdym pliku jest 8 wierszy.

Spróbujmy teraz stworzyć plik, w którym wystąpią – w pojedynczej kolumnie – wartości jasności w magnitudo pierwszej mierzonej gwiazdy. W pierwszym kroku stworzymy plik, który zawierać będzie te wiersze z każdego z plików `una*.dat`, które zawierają jasności pierwszej gwiazdy. Posłużymy się do tego komendą `grep`, która wybiera z pliku tekstowego wiersze, w których występuje podany łańcuch znaków. Pytanie tylko, jaki łańcuch znaków w sposób jednoznaczny identyfikuje pierwszy wiersz w *każdym* z plików `una*.dat`. Czy łańcuch "1" jest odpowiedni? Nie, gdyż występuje on również w innych wierszach. Należy więc skorzystać ze spacji i zastosować np. taki łańcuch: "1" (jedyńka i dziesięć spacji). Zauważmy, że np. jedynka i pięć spacji nie jest jednoznacznym łańcuchem, gdyż występuje również w wierszu drugim. Piszemy więc:

```
cat una_*.dat | grep "1"
```

i dostajemy to, o co nam chodziło.

W kolejnym kroku wytniemy z każdego wiersza pole, w którym występuje jasność gwiazdy. W tym celu użyjemy komendy `cut` z parametrem `-c`:

```
cat una_*.dat | grep "1" | cut -c39-45
```

gdzie wartości 39-45 określają numery pozycji (liczonych począwszy od 1), na których występują cyfry, określające jasność gwiazdy (z dodatkową spacją przed nimi). Można je wyznaczyć edytując jeden z plików `*.dat`. Wynik działania naszej komendy zapisujemy do pliku `col1.dat`:

```
cat una_*.dat | grep "1" | cut -c39-45 > col1.dat
```

W analogiczny sposób wybieramy jasności pozostałych trzech gwiazd i zapisujemy je do plików `col2.dat`, `col3.dat`, `col4.dat`. Teraz trzeba połączyć wszystkie pliki ale tak, by zawarte w nich kolumny wystąpiły obok siebie, a nie pod sobą. Do takiego „sklejania” plików w kolumnach, a nie wierszach, służy komenda `paste`:

```
paste col?.dat >> cols.dat
```

Na zakończenie w analogiczny sposób wycinamy z pliku `02-02-02.times` kolumnę z momentami czasu:

```
cat 02-02-02.times | cut -c15-23 > col0.dat
```

i wstawiamy ją na pierwsze miejsce do pliku z jasnościami gwiazd:

```
paste col0.dat cols.dat >> res.dat
```

Podobne operacje wykonuje skrypt `robo1b1.4.py` w Pythonie. Dodatkowo do momentu czasu rozpoczęcia ekspozycji (podawanego w UTC) dolicza on połowę czasu trwania ekspozycji, a wynik przelicza na datę juliańską. Jasności fotometrowanych

obiektów podaje w jednostkach oświetlenia (plik `res_una . 1`), magnitudo (plik `res_una . 2`), różnic jasności w magnitudo (`res_una . 3`) oraz różnic jasności w stosunku do *super star*. Jeśli w pliku `res_una . 2` jasności gwiazd w magnitudo wynoszą s_1, s_2, s_3, s_4 , wówczas w pliku `res_una . 3` pojawią się wartości różnicowe $s_1 - s_2, s_2 - s_2, s_3 - s_2, s_4 - s_2$. W pliku `res_una . 4` wystąpi zaś tylko wartość $s_1 - ss$, gdzie ss to *super star* powstała z sumowania jasności gwiazd 2, 3 i 4.

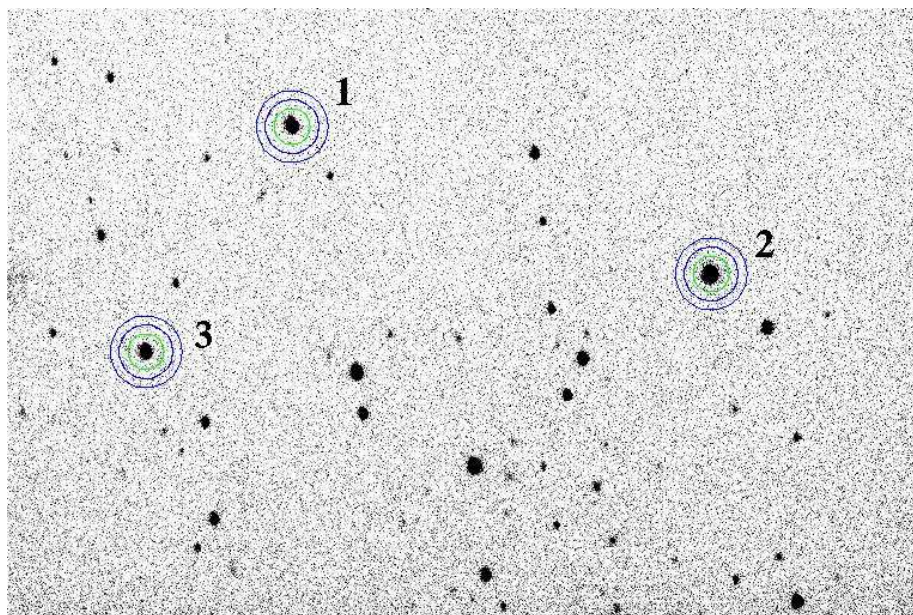
Przed uruchomieniem programu `robo1b1.4.py` należy sprawdzić, czy znajduje się on w katalogu, w którym zgromadziliśmy ramki z wynikami skryptu *automacik1* (pliki z rozszerzeniem `.dat`) oraz z pojedynczym plikiem zawierającym momenty czasu (rozszerzenie `times`). Następnie uruchamiamy program `robo1b1 . 4 . py` podając mu jako stałą część nazw plików łańcuch `una_c`. Na zakończenie sprawdzamy, czy w wyniku otrzymaliśmy cztery pliki `res_una . ?`.

2.3 Pomiar zmian jasności planetoidy 382 Dodona

Stosując poznane już metody redukcji ramek CCD wykonamy teraz fotoemtrię aperturową dla planetoidy 382 Dodona, która była obserwowana w Borowcu w ciągu dwóch nocy: 2001-08-26 korzystając z wcześniej zredukowanych obserwacji.

1. W katalogu *Photometry* uruchamiamy program *Gaia* i wczytujemy do niego pierwszą ramkę CCD: `dodo_c00001_db_dk_f1 . sdf`, ustawiamy parametr `AutoCut` na 95%
2. Z górnego Menu wybieramy *File* → *New Window*. Po otwarciu nowego okna wczytujemy do niego plik `dodo_c10010_db_dk_f1 . sdf`, ustawiamy parametr `AutoCut` na 95%
3. Z górnego menu wybieramy *Image-Analysis* → *Blink images*. Rozciągamy okno tak, by widzieć w nim całą ramkę CCD. Korzystając ze strzałek lewo, prawo, góra, dół przesuwamy jeden obraz względem drugiego tak, by odpowiadające sobie gwiazdy pokryły się. Jedynym obiektem, który wówczas będzie się poruszał, będzie planetoida.
4. Zamykamy okna *Gai*. Otwieramy je ponownie i wczytujemy do pierwszego okna plik `dodo_c00001_db_dk_f1 . sdf`, a do drugiego okna plik `dodo_c50014_db_dk_f1 . sdf`. Są to odpowiednio pierwszy i ostatni obraz z danej nocy. Wybieramy teraz gwiazdy porównania tak, by były one jaśniejsze od planetoidy (lub o zbliżonej jasności) i jednocześnie widoczne na obu obrazach.
5. Na ramce `dodo_c00001_db_dk_f1 . sdf` sprawdzamy FWHM gwiazd i wybieramy promień apertury tak, by był 3 razy większy od FWHM (powinien nam wyjść promień apertury 15 pikseli). Ustawiamy apertury na planetoidzie i obu gwiazdach porównania tak, jak na rysunku 2.2.
6. Mierzmy jasność i zapisujemy wynik w pliku `dodo_c00001_db_dk_f1 . dat`
7. Ramki z kolejnych serii pomierzmy już automatycznie. Przykładowo, dla pierwszej serii wczytujemy do *Gai* plik `dodo_c10001_db_dk_f1 . sdf`, otwieramy okno fotometrii aperturowej (skrót klawiaturowy: `Ctrl-m`), klikamy na nie by uczynić je aktywnym, otwieramy okno do wczytywania apertur (skrót klawiaturowy: `Ctrl-r` i wybieramy plik, w którym zapisaliśmy wyniki fotometrii

poprzedniej ramki (czyli `dodo_c00001_db_dk_f1.dat`). Na ramce pojawiają się wcześniej zdefiniowane apertury. Jeśli trzeba, korygujemy ich położenie tak, by pasowały do planetoidy i wybranych gwiazd porównania. Klikamy *Calculate results* i zapisujemy wynik, UWAGA, w pliku `start.dat`. Plik ten będzie wykorzystany do przez skrypt `automacik1`



Rysunek 2.2: Ramka CCD z zaznaczoną aperturą Dodony (1) oraz dwóch gwiazd porównania (2,3).

Rozdział 3

Wyznaczanie okresu synodycznego planetoid

3.1 Wstęp

3.1.1 Własności fizyczne planetoid

Planetoidy to pozbawione atmosfer, skaliste ciała o średnicach od kilku metrów do 1000 km. Dolną granicę rozmiarów wyznacza kryterium obserwowalności (mniejsze ciała, zwane meteoroidami, nie mogą być obserwowane przez teleskop), górną – średnica największej planetoidy, 1 Ceres.

Kształt planetoid zależy od ich rozmiarów: największe są spłaszczonymi na biegunach kulami lub trójosiowymi elipsoidami, rotującymi wokół najkrótszej osi. Mniejsze – o średnicach poniżej około 200 km – mogą mieć kształt nieregularny. Spowodowane to jest faktem, iż mniejsze planetoidy powstały w wyniku rozpadu większych obiektów w czasie ich wzajemnych kolizji.

Masowe programy poszukiwania planetoid spowodowały, że znamy orbity ponad 100 tys. tych ciał. Większość z nich krąży w tzw. Pasie Głównym (Main Belt), pomiędzy orbitami Marsa i Jowisza. Występujące w nim rezonanse grawitacyjne powodują, że niektóre z planetoid zostają „wypchnięte” na orbity przechodzące w pobliżu orbity Ziemi. Takie obiekty zaliczamy do Near Earth Asteroids (w skrócie NEAs). Planetoidy krążące poza Pasem Głównym zalicza się do Centaurów. Część z Centaurów jednak wykazuje aktywność kometarną.

Jasność planetoid zmienia się na skutek zmian odległości od Słońca i od Ziemi, zmian kąta fazowego (kąta Słońce-planetoida-Ziemia) oraz rotacji wokół osi. Ostatni efekt spowodowany jest niesferycznością planetoid i może być wykorzystany do pomiaru synodycznego okresu rotacji tych ciał. Okresy te zawierają się na ogół w zakresach od 6 do 12 godzin co oznacza, że w ciągu jednej lub dwóch nocy można uzyskać pełną krzywą zmian blasku planetoidy.

Pomiary wskaźnika barwy planetoid w czasie rotacji w większości przypadków nie wykazują mierzalnych zmian. Oznacza to, że ich powierzchnie mają jednolite albedo i pozbawione są plam. Zatem krzywe zmian jasności (zwane często w skrócie krzywymi jasności – lightcurves) wyglądają tak samo w filtrze R, jak i w V czy B. Jeśli obserwacje prowadzimy mniejszymi teleskopami, wówczas dopuszczalna jest również fotometria bez filtra (unfiltered photometry).

Krzywe jasności planetoid o kształcie trójosiowej elipsoidy, rotującej wokół najkrótszej osi, mają kształt zbliżony do sinusoidy, przy czym w czasie jednego obrotu występują dwa maksima i dwa minima jasności. Im większe są odstępstwa od elipsoidalnego kształtu planetoidy, tym mniej regularna jest jej krzywa blasku.

3.1.2 Wyznaczanie okresu synodycznego

W pierwszym przybliżeniu okres synodyczny rotacji planetoidy można wyznaczyć z pojedynczej krzywej jasności, która pokrywa co najmniej jeden pełny obrót. Okres obrotu będzie wówczas równy odstępowi czasu między dwoma punktami krzywej, odpowiadającej tej samej fazie rotacji. Jeśli mamy do czynienia z niepełną krzywą, należy wyznaczyć odstęp czasu między dwoma maksimami blasku i pomnożyć razy dwa (jednak rezultat będzie wówczas mniej dokładny). W ostateczności można wykorzystać w tym celu dwa minima blasku, lecz uzyskany rezultat będzie wówczas najmniej dokładny, gdyż czasy występowania minimów jasności dużo bardziej zależą od kształtu planetoidy, niż maksima jasności.

Lepszy rezultat uzyskamy, jeśli weźmiemy dodatkowo drugą krzywą jasności, wykonaną kilka lub kilkanaście dni wcześniej lub później. W przypadku większości planetoid Głównego Pasa można wówczas założyć, że w przeciągu tak krótkiego czasu geometria układu Słońce-planetoida-Ziemia nie uległa znaczącej zmianie i krzywa blasku ma w obu położeniach taki sam kształt. Zatem nakładając jedną krzywą na drugą tak, by uzyskać najlepsze wzajemne pokrycie i wyznaczając zastosowane w tym celu przesunięcie w czasie Δt (wartość przesunięcia w osi magnitud – choć będzie ono niezbędne – nie będzie nam potrzebna do obliczeń), możemy wyznaczyć dokładniejszą wartość okresu synodycznego. Musimy tylko pamiętać, by poprawić wartość Δt na *light time*, czyli czas τ przelotu światła na drodze Ziemia-planetoida.

Wyznaczając, np. w programie XEphem, odległości Ziemia-planetoida na oba momenty obserwacji (Δ_1 i Δ_2), odpowiadające im czasy τ_1 i τ_2 wyznaczymy z ogólnej zależności:

$$\tau = 0.00577\Delta, \quad (3.1)$$

gdzie Δ podajemy w j.a., a τ otrzymujemy w ułamkach JD (wartość 0.00577 odpowiada ok. 8-miu minutom i jest czasem, w jakim światło przemierza 1 j.a.).

Zakładając, że dowolny pomiar jasności na pierwszej krzywej blasku dokonano w momencie t_1 , wówczas oczywistym jest, zarejestrowane wtedy fotony opuściły powierzchnię planetoidy w chwili $t_1 - \tau_1$. Zatem jeśli obserwator zmierzył przedział czasu Δt między dwoma dowolnymi, odpowiadającymi sobie fazą rotacji punktami na obu krzywych, wówczas na planetoidzie upłynął wówczas czas

$$\Delta t_\tau = \Delta t + \tau_1 - \tau_2$$

Założmy, że przybliżona wartość okresu synodycznego, wyznaczona z pojedynczej krzywej jasności, wynosi P_1 , a odstęp czasu między dwiema krzywymi (poprawiony na *light time* – Δt_τ). Skoro doprowadziliśmy do pokrycia się obu krzywych, w czasie Δt planetoida musiała obrócić się N razy, gdzie N jest liczbą naturalną.

Tak byłoby jednak wtedy, gdybyśmy byli absolutnie pewni, że w czasie składania obu krzywych pokryliśmy ze sobą odpowiadające sobie maksima i minima. Jeśli krzywa jest symetryczna i nie posiada charakterystycznych szczegółów, pozwalających na identyfikację ekstremów, wówczas musimy dopuścić możliwość popełnienia pomyłki i nałożenia pierwszego maksimum pierwszej krzywej na drugie maksimum

drugiej krzywej. Oznacza to, że w takim przypadku planetoida dokonała całkowitej ilości obrotów i jeszcze pół obrotu, czyli N może przyjmować również wartości połówkowe.

W idealnej sytuacji, gdybyśmy dokładnie wyznaczyli okres synodyczny P_1 z pojedynczej krzywej, wówczas ilość obrotów N_1 moglibyśmy wyliczyć ze wzoru:

$$N_1 = \frac{\Delta t_\tau}{P_1}. \quad (3.2)$$

Ponieważ jednak P_1 jest niedokładne (Δt_τ też jest obarczone pewną niepewnością pomiarową, ale dużo mniejszą, niż P_1), zatem wyliczona wartość N_1 będzie się różniła od całkowitej lub połówkowej. Wiemy jednak, że powinna taką być. Zaokrąglimy zatem N_1 do najbliższej liczby całkowitej lub połówkowej, oznaczając tę nową wartość przez N .

Teraz możemy wyznaczyć kolejne przybliżenie okresu rotacji P_2 :

$$P_2 = \frac{\Delta t_\tau}{N}. \quad (3.3)$$

Przy składaniu dwóch krzywych oszacowaliśmy niepewność systematyczną przedziału czasu Δt_τ na $s_{\Delta t_\tau}$. Wobec tego dokładność uzyskanego okresu P_2 wynosi:

$$s_{P_2} = \frac{s_{\Delta t_\tau}}{N}. \quad (3.4)$$

By ocenić poprawność uzyskanego wyniku możemy porównać go z wartością podaną w literaturze. W tym celu należy wejść na stronę ADS (Astrophysical Data System):

<http://adsabs.harvard.edu>

i poszukać pracy Michałowski et al. (2004), *Astronomy and Astrophysics*, **416**, 353. W tym celu na głównej stronie ADS'u wybieramy **Browse**, następnie **Journal Volume Page Service**. W oknie **Journal Name Code** wpisujemy **A&A**, w oknie **Year** wpisujemy **2004**, w oknie **Volume** wpisujemy **416**, a w oknie **Page** wpisujemy **353**. Klikamy **Send query** i otrzymujemy link do szukanego artykułu. Klikamy **2004A&A...416..353M** i wybieramy **Full Refereed Journal Article (PDF Postscript)**. Jeśli robimy to z sieci lokalnej OA UAM, dostaniemy plik PDF z tekstem publikacji.

W publikacji należy odszukać krzywą jasności Dodony z opozycji w 2001 roku i odczytać wyznaczony z niej synodyczny okres rotacji. Czy wartość uzyskana przez Michałowski et al. (2004) różni się znacznie od wartości uzyskanej w ramach ćwiczeń?