

Uniwersytet Jagielloński
Wydział Fizyki, Astronomii i Informatyki Stosowanej
Obserwatorium Astronomiczne

Sebastian Kurowski

**Spektroskopowa i fotometryczna analiza
wybranych układów podwójnych przy
wykorzystaniu nowego instrumentarium
Obserwatorium Krakowskiego**

Praca magisterska

Nr indeksu: 1052003

Praca wykonana w Zakładzie Astronomii
Gwiazdowej i Pozagalaktycznej

Opiekun pracy
Dr hab. Wacław Waniak

Kraków 2016

Oświadczenie

Ja niżej podpisany Sebastian Kurowski (nr indeksu: 1052003), student Wydziału Fizyki, Astronomii i Informatyki Stosowanej Uniwersytetu Jagiellońskiego kierunku astronomia, oświadczam, że przedłożona przeze mnie praca magisterska pt. „Spektroskopowa i fotometryczna analiza wybranych układów podwójnych przy wykorzystaniu nowego instrumentarium Obserwatorium Krakowskiego” przedstawia wyniki badań wykonanych przeze mnie osobiście, pod kierunkiem dr hab. Wacława Wania-ka. Pracę napisałem samodzielnie.

Oświadczam, że moja praca dyplomowa została opracowana zgodnie z Ustawą o prawie autorskim i prawach pokrewnych z dnia 4 lutego 1994 r. (Dziennik Ustaw 1994 nr 24 poz. 83 wraz z późniejszymi zmianami).

Jestem świadom, że niezgodność niniejszego oświadczenia z prawdą ujawniona w dowolnym czasie, niezależnie od skutków prawnych wynikających z ww. ustawy, może spowodować unieważnienie tytułu nabytego na podstawie tej pracy.

Kraków, dnia 16.09.2016 r.

*Pragnę podziękować Panu Doktorowi Wacławowi Waniakowi
za ogromną życzliwość, poświęcony czas i nieocenioną pomoc.*

*Pracę dedykuję moim rodzicom, siostrze i babci,
którzy wspierali mnie przez cały czas trwania moich studiów.*

Streszczenie

Od 2010 roku Obserwatorium Astronomiczne Uniwersytetu Jagiellońskiego wzbogaciło się o dwa nowe instrumenty optyczne: teleskop Celestron CGE Pro 11" oraz spektrograf 10C firmy Optomechanics Research. Są to instrumenty przeznaczone głównie do celów dydaktycznych, pozwalające również na realizację niewielkich projektów naukowych.

W niniejszej pracy przedstawiam specyfikację obu instrumentów, opisuję przygotowanie ich do obserwacji oraz opracowanie metod redukcji danych w oparciu o pakiet IRAF. Prezentuję również pierwsze wyniki obserwacji fotometrycznych i spektroskopowych ciasnych układów podwójnych, zawierające kompletne krzywe zmian blasku w filtrach BVRI oraz krzywe prędkości radialnych uzyskane metodą korelacji wzajemnej.

W pracy wyznaczam również fizyczne parametry dwóch wybranych układów, w oparciu o modelowanie krzywych zmian blasku zmodyfikowanym kodem Wilsona-Devinney'a. Pokazuję również jak istotne jest uwzględnienie w modelowaniu stosunku mas składników wyznaczonego z danych spektroskopowych, szczególnie w przypadku układów, dla których nie obserwujemy całkowitego zaćmienia.

Spis treści

1. Wstęp	3
2. Spektrograf Optomechanics Research Model 10C	6
2.1. Opis konstrukcji i działania	6
2.1.1. Ogólna charakterystyka	6
2.1.2. Moduł kalibracyjny	9
2.1.3. Detektor	9
2.1.4. Kamera podglądu szczeliny	11
2.2. Montaż spektrografu na teleskopie i pierwsze obserwacje	12
2.3. Redukcja widm	17
2.3.1. Podstawowa redukcja	17
2.3.2. Wyodrębnienie widma ze zdjęcia	19
2.3.3. Kalibracja długości fali	22
2.3.4. Normalizacja kontinuum	27
2.4. Skrypt do redukcji danych	27
2.5. Przykładowe widma gwiazdowe	31
3. Celestron CGE Pro 11”	33
3.1. Opis	33
3.2. Przygotowanie sprzętu i oprogramowania do prowadzenia obserwacji	35
3.3. Redukcja danych	38
3.4. Testy i pierwsze obserwacje	39
4. Analiza wybranych układów podwójnych	43
4.1. Wybór obiektów	43
4.2. Obserwacje spektroskopowe	44
4.3. Pomiar prędkości radialnych	47
4.3.1. Metoda korelacji wzajemnej	47
4.3.2. Wyznaczanie krzywej prędkości radialnych i stosunku mas q	49
4.4. Obserwacje fotometryczne	52
4.5. Modelowanie	53
4.5.1. Opis metody modelowania	53
4.5.2. KR00071 (TYC 2068-984-1)	56
4.5.3. KR00030 (TYC 2798-1339-1)	60

5. Podsumowanie	64
Literatura	67

1. Wstęp

Spektroskopia jest obecnie niezwykle istotną częścią astronomii obserwacyjnej i ważnym narzędziem astrofizyki. Widma obiektów niosą olbrzymie ilości informacji dotyczących między innymi prędkości radialnych obiektów, ich pulsacji, rotacji, składu atmosfer, a nawet pozwalają na szacowanie odległości w skalach kosmologicznych. Są to jednak obserwacje trudne do wykonania, wymagające dużych teleskopów co najmniej klasy 2-metrów i dużej ilości czasu obserwacyjnego. Same spektrografy często są niezwykle skomplikowanymi i drogimi instrumentami, wykonywanymi na zamówienie i kompatybilnymi tylko z jednym teleskopem. W ostatnich latach zaczęło się to jednak zmieniać. Obecnie zakup gotowego, w pełni funkcjonalnego spektrografu nie stanowi problemu. Liczne firmy oferują instrumenty zarówno niskiej i średniej rozdzielczości, a nawet spektrografy echelle o zdolnościach rozdzielczych $R = \lambda/\Delta\lambda$ rzędu kilkudziesięciu tysięcy. Są to instrumenty gotowe do podłączenia do teleskopu i umożliwiające praktycznie natychmiastowe rozpoczęcie obserwacji. Z pewnością nie pozwalają na tak precyzyjne pomiary jak profesjonalne instrumenty, ale dają możliwość realizacji licznych mniejszych projektów wymagających obserwacji jasnych obiektów.

Dotychczasowe obserwacje spektroskopowe w Obserwatorium Krakowskim opierały się o rejestrację widm gwiazd za pomocą pryzmatu obiektywowego mocowanego przed meniskiem 35-cm teleskopu systemu Maksutowa. Tego typu obserwacje charakteryzują się jednak niską dyspersją, słabą rozdzielczością oraz brakiem możliwości precyzyjnej kalibracji widma, przez co stosowane były głównie do wykonywania klasyfikacji widmowych gwiazd.

Z końcem 2015 roku Obserwatorium Astronomiczne UJ zakupiło spektrograf 10C firmy Optomechanics Research. Środki na ten zakup pozyskane zostały z Rektorskiego Funduszu Rozwoju Dydaktyki Ars Docendi Uniwersytetu Jagiellońskiego oraz funduszy Obserwatorium Astronomicznego UJ. Spektrograf 10C otwiera nowe możliwości głównie w dziedzinie dydaktyki astronomii, jak również pozwalają na rozpoczęcie realizacji nowych projektów badawczych w Obserwatorium Krakowskim.

Od 2010 roku Obserwatorium Astronomiczne UJ posiada również teleskop o średnicy 11", na zrobotyzowanym montażu Celestron CGE Pro. Jest to niewielki instrument, którego główną zaletą jest możliwość wykonywania zdalnych, a nawet

automatycznych obserwacji. Daje to dużą ilość potencjalnych zastosowań tego teleskopu. Możliwość zdalnego sterowania pozwala np. na wykonywanie równoczesnych obserwacji dwoma instrumentami jednej nocy (spektroskopia i fotometria). Duża automatyzacja natomiast stwarza możliwość wykorzystania praktycznie każdej pogodnej nocy na obserwacje, co w przypadku warunków pogodowych panujących w Polsce jest szczególnie istotne.

Projektów naukowych realizowanych w oparciu o niewielkie zrobotyzowane teleskopy jest bardzo dużo. Doskonałym przykładem jest polski projekt Solaris, w ramach którego na półkuli południowej powstała sieć automatycznych, półmetro-
wych teleskopów [1], których celem jest poszukiwanie planet w układach podwójnych gwiazd [2]. W ramach projektu przetestowany został również niewielki spektrograf echelle BACHES firmy Baader Planetarium [3], który obecnie jest intensywnie wykorzystywany do spektroskopowego przeglądu układów podwójnych gwiazd [4]. W ciągu roku instrument ten jest w stanie wykonać obserwacje około 300 układów podwójnych zaćmieniowych o jasności do 10.2 mag. To pokazuje ogromną przewagę niewielkich zrobotyzowanych teleskopów nad dużymi instrumentami, których czas obserwacyjny jest bardzo cenny.

Celem tej pracy jest przystosowanie do obserwacji oraz zaprezentowanie możliwości dwóch nowych instrumentów w Obserwatorium Astronomicznym Uniwersytetu Jagiellońskiego: nowego spektrografu oraz niewielkiego, zrobotyzowanego teleskopu optycznego. Pokazuję również pierwsze wyniki obserwacji ciasnych układów podwójnych wykonanych za pomocą tych instrumentów oraz próbę wyznaczenia ich parametrów fizycznych poprzez analizę modelową.

Badane obiekty są układami zaćmieniowymi typu EW (W UMa). Oznaczenie EW oznacza typ kształtu krzywej zmian blasku, który wykazuje ciągłą zmienność oraz niewielką różnicę w głębokości minimów. W fenomenologicznej klasyfikacji układów podwójnych wyróżnia się również typy: EA (Algol), zwykle posiadające praktycznie płaskie maksima i wykazujące dużą różnicę głębokości minimów oraz typ EB (β Lyr), które podobnie jak gwiazdy EW wykazują zmienność krzywej zmian blasku oraz dużą różnicę głębokości minimów. Znacznie bardziej fizyczny sens ma klasyfikacja morfologiczna na układy rozdzielone, półrozdzielone i kontaktowe, która oparta jest o geometrię Roche’a.

Miedzy poszczególnymi typami morfologicznymi oraz typami fenomenologicznymi opartymi o kształt krzywej zmian blasku są pewne związki, jednak nie tak oczywiste jak dawniej sądzono. Zaklasyfikowanie układu do danego typu morfologicznego wymaga zwykle wykonania modelowania krzywej zmian blasku celem wyznaczenia poszczególnych parametrów fizycznych obu składników. Gwiazdy o krzywych zmian

blasku typu EW zwykle jednak odpowiadają układom konktaktowym, w których oba składniki układu wypełniają swoje powierzchnie Roche'a.

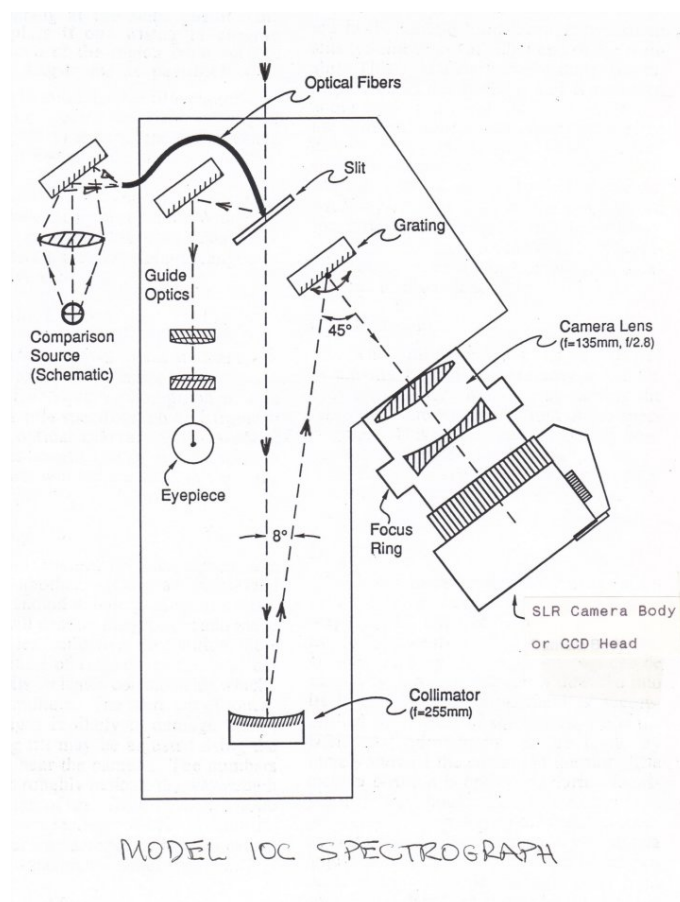
Prawdopodobnie większość obserwowanych gwiazd nie jest obiektami pojedynczymi, a właśnie układami podwójnymi i wielokrotnymi. Obserwacje tego typu obiektów są istotne ze względu na możliwość wyznaczenia fizycznych parametrów gwiazd. W przypadku pojedynczej gwiazdy, oszacowanie np. jej masy i odległości jest niezwykle trudne. Szczególnie istotne są układy zaćmieniowe, spektroskopowo podwójne, czyli takie, dla których z obserwacji spektroskopowych jesteśmy w stanie wyznaczyć prędkości radialne obu składników układu. To pozwala na dość dokładne wyznaczenie praktycznie wszystkich parametrów takiego układu. Obserwacje spektroskopowe nie są tutaj niezbędne, jednak jak pokazuję w tej pracy, pozwalają znacznie zawęzić zakresy poszukiwanych parametrów układu oraz zwiększyć precyzję wyznaczenia wartości tych parametrów.

2. Spektrograf Optomechanics Research Model 10C

2.1. Opis konstrukcji i działania

2.1.1. Ogólna charakterystyka

Spektrograf 10C firmy Optomechanics Research jest klasycznym spektrografem szczelinowym, w którym elementem dyspersyjnym jest siatka dyfrakcyjna. Jego konstrukcja jest zwarta i stosunkowo lekka co pozwala na zamocowanie go bezpośrednio do niewielkiego teleskopu. Poniższy rysunek przedstawia poglądowy schemat optyczny spektrografu udostępniony przez firmę Optomechanics Research.



Rysunek 2.1. Schemat spektrografu 10C (Źródło: Optomechanics Research).

Obraz obiektu ogniskowany jest na szczeliny o szerokości 50 lub 100 mikrometrów. Następnie światło obiektu pada na sferyczne lustro kolimacyjne o ogniskowej 225 mm, które tworzy równoległą wiązkę i kieruje ją na siatkę dyfrakcyjną. Powstałe widmo ogniskowane jest na detektorze za pomocą obiektywu Nikon 135 mm, f/2.8. Spektrograf wyposażony jest w dwie siatki dyfrakcyjne: 600 i 1200 linii na milimetr, którym odpowiada dyspersja około 120 i 60 Å/mm dla pierwszego rzędu widma i długości fali światła 5000Å. Pozwala to oszacować zdolność rozdzielczą spektrografu ograniczoną przez szerokość szczeliny, zastosowaną siatkę oraz rozmiar pikseli kamery. W przypadku szczeliny o szerokości w , jej obraz na płaszczyźnie detektora będzie miał rozmiar:

$$e = w \frac{f_{cam}}{f_{col}} \quad (2.1)$$

gdzie f_{cam} i f_{col} są to ogniskowe kamery oraz detektora. Tabela 2.1 przedstawia odpowiadające im szerokości elementu rozdzielczości $\Delta\lambda = e \cdot dyspersja$.

	Szczelina 50 μm	Szczelina 100 μm
600 l/mm	3.6 Å	7.2 Å
1200 l/mm	1.8 Å	3.6 Å

Tabela 2.1. Otrzymane szacunkowe wartości $\Delta\lambda$ wynikające z szerokości szczeliny.

Rozdzielczość siatki dyfrakcyjnej R_s wynosi:

$$R_s = mN = m \frac{s}{d} \quad (2.2)$$

gdzie m - rząd dyfrakcji (w tym przypadku $m = 1$), N - liczba rys siatki, s - szerokość siatki, d - stała siatki dyfrakcyjnej. Rozmiar siatek dyfrakcyjnych stosowanych w spektrografie 10C wynosi około 3.3 cm. Pamiętając, że zdolność rozdzielcza $R = \lambda/\Delta\lambda$ oraz przyjmując $\lambda = 5000$ Å wyznaczyłem szerokość elementu rozdzielczości $\Delta\lambda$ dawaną przez siatkę dyfrakcyjną (Tabela 2.2). Dodatkowym parametrem

siatka	$\Delta\lambda$
600 l/mm	0.25 Å
1200 l/mm	0.13 Å

Tabela 2.2. Otrzymane szacunkowe wartości $\Delta\lambda$ wynikające z rzędu i ilości linii siatki dyfrakcyjnej.

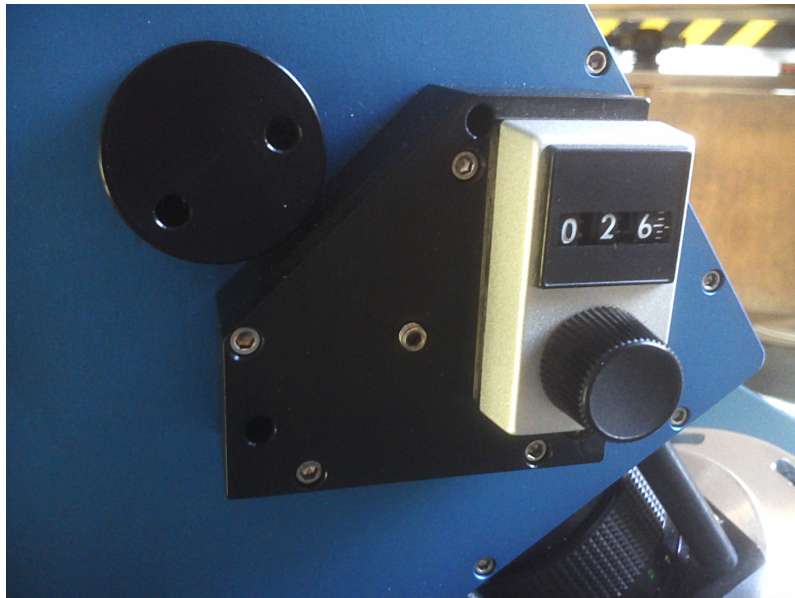
wpływającym na zdolność rozdzielczą spektrografu jest rozmiar pikseli detektora CCD. Zastosowana przeze mnie kamera posiada piksele o rozmiarze $r_{pix} = 13.5 \mu\text{m}$

siatka	$\Delta\lambda$
600 1/mm	1.62 Å
1200 1/mm	0.81 Å

Tabela 2.3. Otrzymane szacunkowe wartości $\Delta\lambda$ wynikające z rozmiaru piksela zastosowanego detektora CCD.

(paragraf 2.1.3). Na pojedynczy piksel przypada więc element rozdzielczości o szerokości $\Delta\lambda = r_{pix} \cdot dyspersja$ (Tabela 2.3). Z powyższych rozważań widać, że największym ograniczeniem zdolności rozdzielczej spektrografu 10C jest w tym przypadku rozmiar szczeliny. Całkowita szacunkowa zdolność rozdzielcza $R = \lambda/\Delta\lambda$ jest wynikiem rozmycia dawanego przez wszystkie wymienione wyżej elementy.

Obserwowany zakres widma można zmieniać przez obrót siatki o odpowiedni kąt, do czego służy wieloobrotowe pokrętło mikrometru z licznikiem (Rys. 2.2).



Rysunek 2.2. Pokrętło umożliwiające obrót siatki, a co za tym idzie wybór odpowiedniego zakresu widma do obserwacji.

Po dwóch stronach głównej szczeliny znajdują się dwie mniejsze szczeliny, którymi wprowadzane jest światło lamp kalibracyjnych. Przy obserwacji jasnych obiektów umożliwia to więc jednoczesną rejestrację zarówno widma kalibracyjnego jak i samego widma obiektu. W przypadku słabszych obiektów jednoczesna kalibracja byłaby trudna ze względu na dużą jasność lamp kalibracyjnych. Należałoby zastosować filtr szary aby osłabić światło lamp lub migawkę umożliwiającą wpuszczenie światła do

spektrografu na czas około 0.1 sekundy. Dodatkowo rozproszone światło kalibracyjne może łatwo zaburzyć widmo słabego obiektu.

Szczeliny wycięte są w niewielkim lustrze, które pozwala na podgląd pola widzenia oraz prowadzenie teleskopu za obiektem, tak aby jego światło zawsze trafiało w szczelinę spektrografu. Oryginalnie spektrograf wyposażony jest w okular o ogniskowej 26 mm, który jest wystarczający tylko do prowadzenia jasnych obiektów.

2.1.2. Moduł kalibracyjny

Spektrograf posiada niewielki otwór umieszczony z boku instrumentu, pozwalający na łatwe wprowadzenie światła z modułu kalibracji długości fali. Krakowski spektrograf 10C wyposażony w moduł zawierający dwa źródła kalibracyjne: neonowe i rtęciowe, mogące być używane razem lub osobno. Oba źródła włączane są niezależnie, a ich światło kierowane jest na dwie boczne szczeliny za pomocą światłowodów. Moduł kalibracyjny zasilany jest napięciem 110V, zatem konieczne jest użycie dodatkowego konwertera 230/110V.

Zastosowane lampy zapewniają dobrą kalibrację w czerwonej części widma (Rys. 2.3). W niebieskiej części linii jest niewiele, co może stwarzać problem przy precyzyjnych pomiarach prędkości radialnych obiektów.

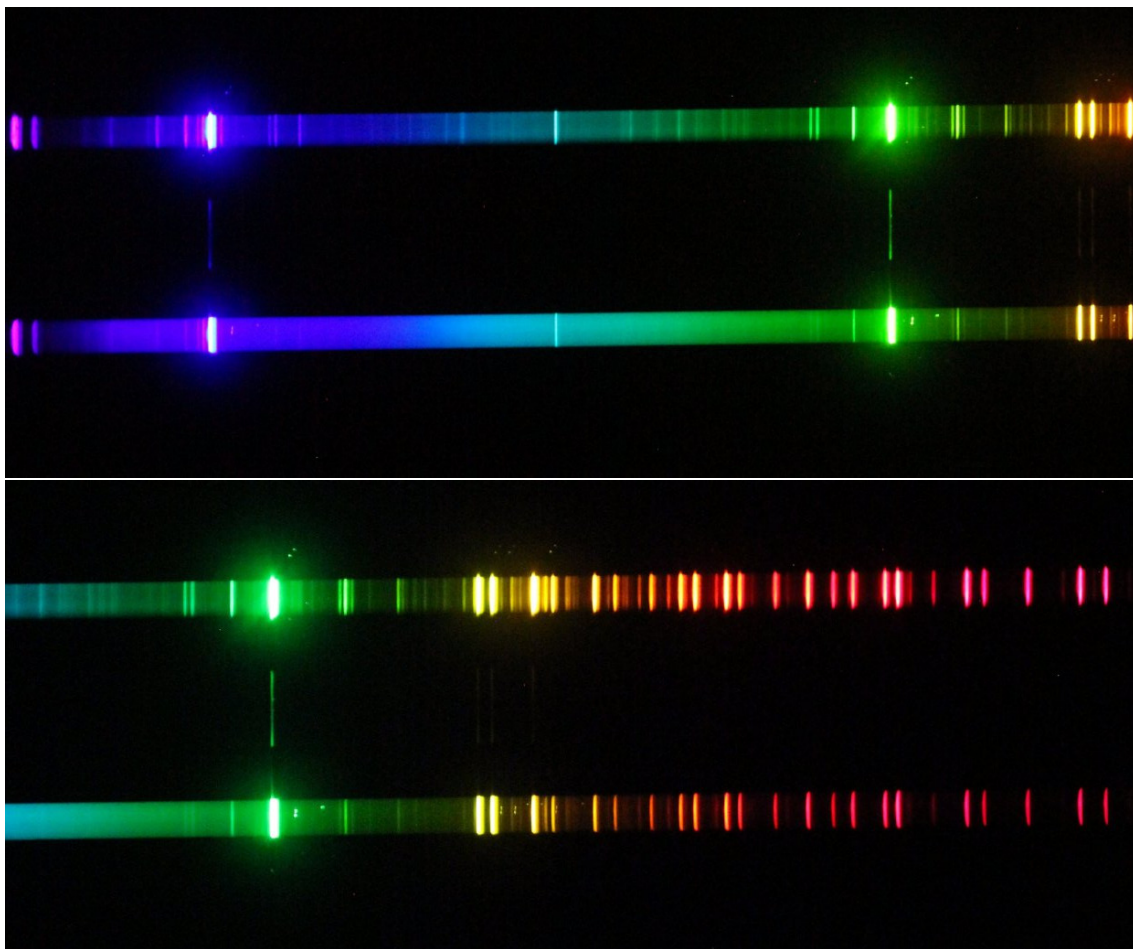
2.1.3. Detektor

Zastosowany przez nas detektor to kamera Apogee Alta F42, wyposażona w sensor o rozmiarze 27,6x27,6 mm, mający 2048x2048 pikseli. Poniższa tabela przedstawia podstawowe parametry kamery zadeklarowane przez producenta:

Rozdzielczość:	2048 × 2048 pikseli
Rozmiar piksela:	13.5 × 13.5 μm
Rozmiar matrycy:	27.6 × 27.6 mm
Prąd ciemny (-20°C)	0.1125 e ⁻ /piksel/sek
Szum odczytu:	8 e ⁻
Dynamika:	79.7 dB
Wydajność kwantowa (550 nm):	> 90%
Wydajność kwantowa (400 nm):	52%
Przetwornik:	16 bit

Tabela 2.4. Podstawowe parametry kamery Apogee Alta F42

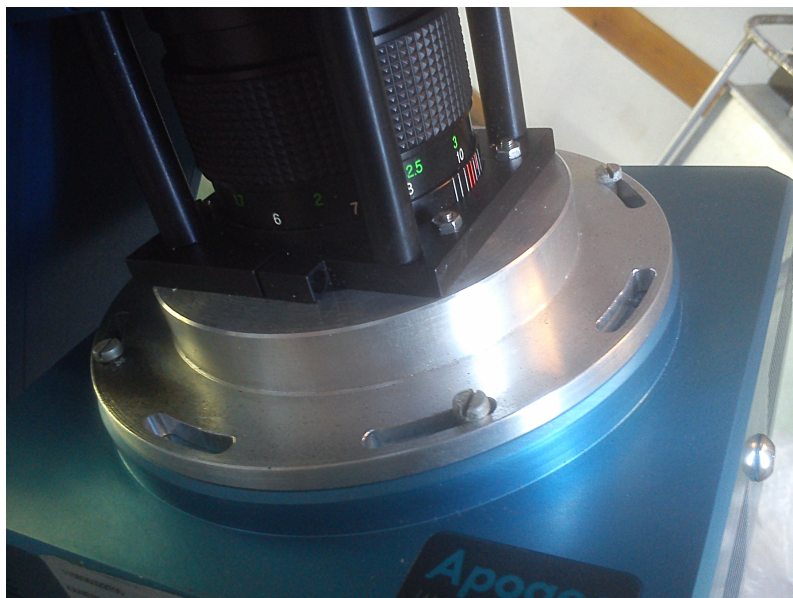
(Źródło: www.andor.com)



Rysunek 2.3. Zdjęcia niebieskiej i czerwonej części widma lamp kalibracyjnych wykonane przy użyciu siatki 600 linii na milimetr oraz aparatu fotograficznego Canon. (Źródło: Optomechanics Research).

Termoelektryczne chłodzenie sensora CCD pozwala na osiągnięcie temperatury około 50°C poniżej temperatury otoczenia, stabilizując temperaturę z dokładnością ± 0.1 stopnia.

Oryginalne mocowanie detektora do spektrografu oparte jest o bagnet obiektywowy Nikon. Ze względu na dużą masę zastosowanej kamery mocowanie to byłoby jednak zbyt niepewne. W związku z tym dorobiony został dedykowany pierścień, który mocowany jest nie do obiektywu, a do samej konstrukcji spektrografu, co zapewnia znacznie większą stabilność (Rys. 2.4). Posiada on również specjalne nacięcia, pozwalające na swobodny obrót kamery względem osi optycznej. Umożliwia to dokładne ustawienie widma wzdłuż rzędów lub kolumn matrycy CCD, co znacznie ułatwia późniejszą redukcję danych. Mocowanie kamery wykonane zostało w warsztacie Obserwatorium Astronomicznego UJ przez Mirosława Suchana.



Rysunek 2.4. Mocowanie kamery do spektrografu wykonane przez Mirosława Suchana.

2.1.4. Kamera podglądu szczeliny

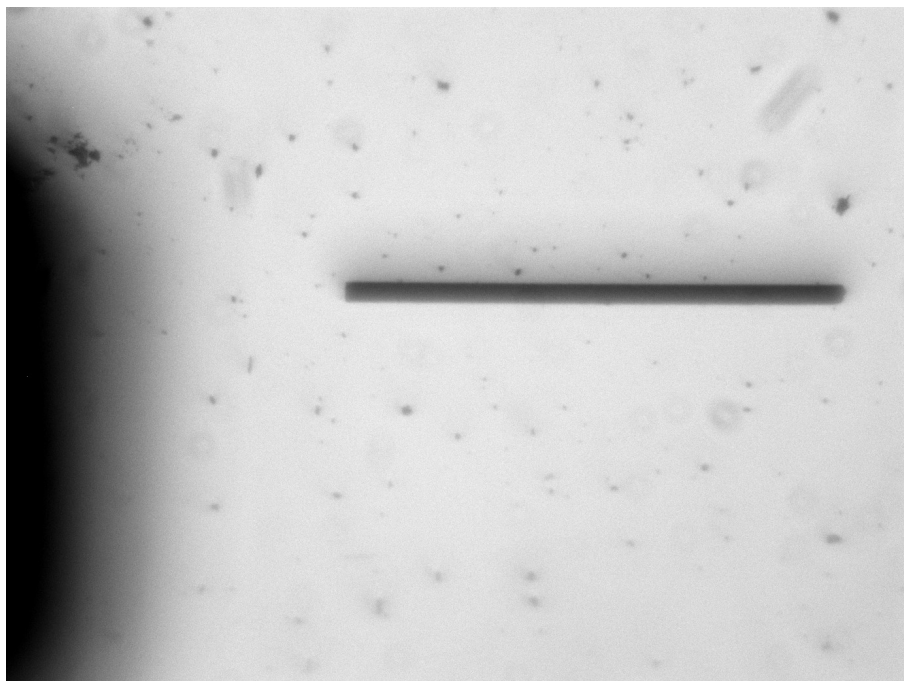
Pierwsze obserwacje pokazały, że prowadzenie teleskopu przy wykorzystaniu okularu do podglądu szczeliny nie daje zadowalających efektów. Problem pojawiał się przede wszystkim dla obiektów o jasności poniżej 8 magnitudo. Praktycznie niemożliwe było wtedy stwierdzenie czy gwiazda znajduje się w szczelinie czy tuż obok niej, co skutkowało małą liczbą zliczeń na zdjęciu widma.

Dzięki uprzejmości pracowników Katedry Astronomii Uniwersytetu Pedagogicznego w Krakowie, wypożyczono mi do testów kamerę Atik 314L+, która doskonale nadaje się do podglądu szczeliny. Jest lekka (około 400 g), dzięki czemu nie obciąża dodatkowo spektrografu, a przy tym ma stosunkowo dużą czułość, co pozwala na prowadzenie każdej gwiazdy będącej w zasięgu spektrografu z dobrą rozdzielczością czasową. Chłodzenie termoelektryczne pozwala na osiągnięcie temperatury 30°C poniżej temperatury otoczenia. Poniższa tabela zawiera podstawowe parametry kamery.

Problemem było jednak uzyskanie zogniskowanego obrazu szczeliny na kamerze, ponieważ ognisko wypadało zbyt głęboko, a tuleja do mocowania okularu nie ma możliwości regulacji. Nie chcąc ingerować w konstrukcję spektrografu zastosowałem soczewkę Barlowa x2, pozbawioną wszelkich oryginalnych tulei, przymocowaną bezpośrednio do mocowania kamery CCD. Dzięki temu udało się, kosztem mniejszego pola widzenia, uzyskać dobrze zogniskowany obraz (Rys. 2.5).

Rozdzielczość:	1392×1040 pikseli
Rozmiar piksela:	$6.45 \times 6.45 \mu m$
Rozmiar matrycy:	$8.78 \times 6.61 mm$
Prąd ciemny ($-10^{\circ}C$):	$0.0002 e^{-}/sek$
Szum odczytu:	$4 e^{-}$
Przetwornik:	16 bit

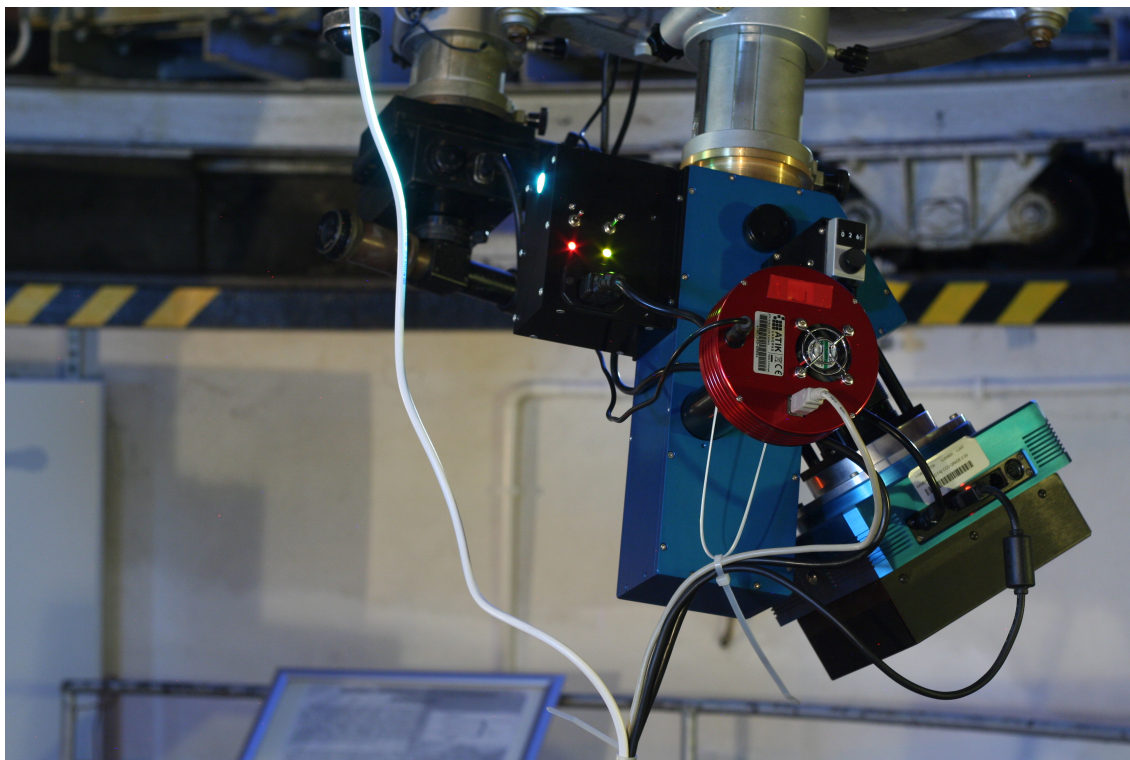
Tabela 2.5. Podstawowe parametry kamery Atik 314L+
(Źródło: www.atik-cameras.com)



Rysunek 2.5. Zdjęcie wykonane kamerą do podglądu szczeliny. Teleskop ze spektrografem ustawiony był na równomiernie oświetlony ekran.

2.2. Montaż spektrografu na teleskopie i pierwsze obserwacje

Spektrograf zamontowany został na teleskopie systemu Maksutowa Obserwatorium Astronomicznego UJ (Fort Skała). Jest to instrument o średnicy zwierciadła 37 cm, aperturze (średnicy menisku) 35 cm i ogniskowej 3400 mm, wyprodukowany przez firmę Carl Zeiss Jena w 1965 roku. Spektrograf 10C zaprojektowany jest dla teleskopów o światłosilach od $f/9.5$ do $f/11$, zatem nie było konieczne stosowanie dodatkowych soczewek dopasowujących efektywną światłosilę teleskopu do możliwości spektrografu.



Rysunek 2.6. Spektrograf zamontowany na 35-cm teleskopie Maksutowa w Obserwatorium Astronomicznym UJ.

Podobnie jak w przypadku mocowania detektora do spektrografu, oryginalny system montażu spektrografu do teleskopu również został zastąpiony specjalną tuleją wykonaną w warsztacie Obserwatorium przez Mirosława Suchana. Jest ona mocowana bezpośrednio do korpusu spektrografu, co zapewnia bardzo dobrą stabilność, nawet w przypadku zastosowania tak ciężkiego detektora jak używana w tym przypadku kamera Apogee.

Precyzja prowadzenia teleskopu za obiektem podczas obserwacji spektroskopowych odgrywa kluczową rolę. Szczelina, w której należy utrzymać obraz obserwowanej gwiazdy podczas nawet kilkudziesięciu minutowych ekspozycji często ma rozmiary porównywalne z rozmiarem FWHM funkcji instrumentalnej (PSF) kształtowanej w głównej mierze przez seeing. W pełni profesjonalnych instrumentach wykorzystywane są systemy automatycznego systemu prowadzenia teleskopu (autoguidera). Za pomocą kamery CCD robione są wtedy krótkie ekspozycje fragmentu pola widzenia, mierzone są położenia widocznych gwiazd, obliczane są sygnały błędu, a wyznaczone z nich sygnały korygujące przesyłane są do silników montażu teleskopu. System działa korzystając z pętli sprzężenia zwrotnego. Krakowski teleskop systemu Maksutowa posiada jedynie mechanizm zegarowy, prowadzący teleskop w osi

godzinnej. Umożliwia on korektę prowadzenia przez ręczne przyspieszanie lub spowalnianie silnika obrotu w osi godzinnej za pomocą pilota. Możliwe jest również manualne wykonywanie korekt śrubami mikroruchów, zarówno w kącie godzinnym jak i deklinacji. Wymagana jest więc nieustanna kontrola prowadzenia i stosowanie ręcznych poprawek położenia teleskopu. Dzięki precyzyjnemu wykonaniu i działaniu teleskopu jak i mechanizmu zegarowego opisane powyżej korekty prowadzenia udaje się realizować nawet dla dłuższych czasów ekspozycji.

Początkowo szczelinę spektrografu ustawiłem wzdłuż osi godzinnej. Okazało się jednak, że dryf obiektów w deklinacji jest na tyle duży, że przy dłuższych czasach ekspozycji konieczne były nieustanne korekty. Dodatkowo znacznie większa precyzja korekt w kącie godzinnym zadecydowała o późniejszym obróceniu spektrografu w osi optycznej o 90 stopni. Dzięki temu większość poprawek wprowadzałem korzystając z pilota mikroruchów w kącie godzinnym. Jedynie przy większych poprawkach położenia w deklinacji stosowałem korekty mikroruchami, tak aby obraz gwiazdy był jak najmniej rozmyty wzdłuż szczeliny. Umożliwiło to uzyskanie wyższego sygnału, a co za tym idzie wyższego stosunku sygnału do szumu (S/N) w widmie.

Kolejną kluczową kwestią podczas praktycznie wszystkich optycznych obserwacji astronomicznych jest precyzyjne zogniskowanie. W przypadku obserwacji spektrografem 10C konieczne jest ogniskowanie trzech elementów:

1. Ogniskowanie obrazu gwiazd na module szczeliny;
2. Ogniskowanie obrazu szczeliny na detektorze CCD podglądu;
3. Ogniskowanie obrazu widma na detektorze CCD;

Ogniskowanie widma na detektorze przeprowadzałem przy włączonej neonowej lampie kalibracyjnej, wykonując serię zdjęć, między którymi zmieniałem nastawę ostrości obiektywu spektrografu. Znacznie większą trudność sprawiało ustawienie ostrości kolejnych dwóch elementów, ponieważ ostrość podglądu szczeliny oraz obrazu gwiazdy są od siebie bardzo silnie zależne. Pierwszym krokiem było ustawienie ostrości podglądu szczeliny. Wykonywałem to kierując teleskop na równomiernie oświetlony ekran. Następnie należało dokładnie zogniskować obraz obiektu - delikatne zmiany ogniska skutkowały bardzo dużą zmianą liczby zliczeń podczas późniejszych ekspozycji widm. Trzeba tutaj pamiętać, że błędne zogniskowanie obrazu szczeliny skutkuje późniejszym błędnym zogniskowaniem obiektu - obraz gwiazdy wydaje się zogniskowany, a w rzeczywistości nie jest, przez co traci się dużą część światła, która nie wpada do szczeliny spektrografu.

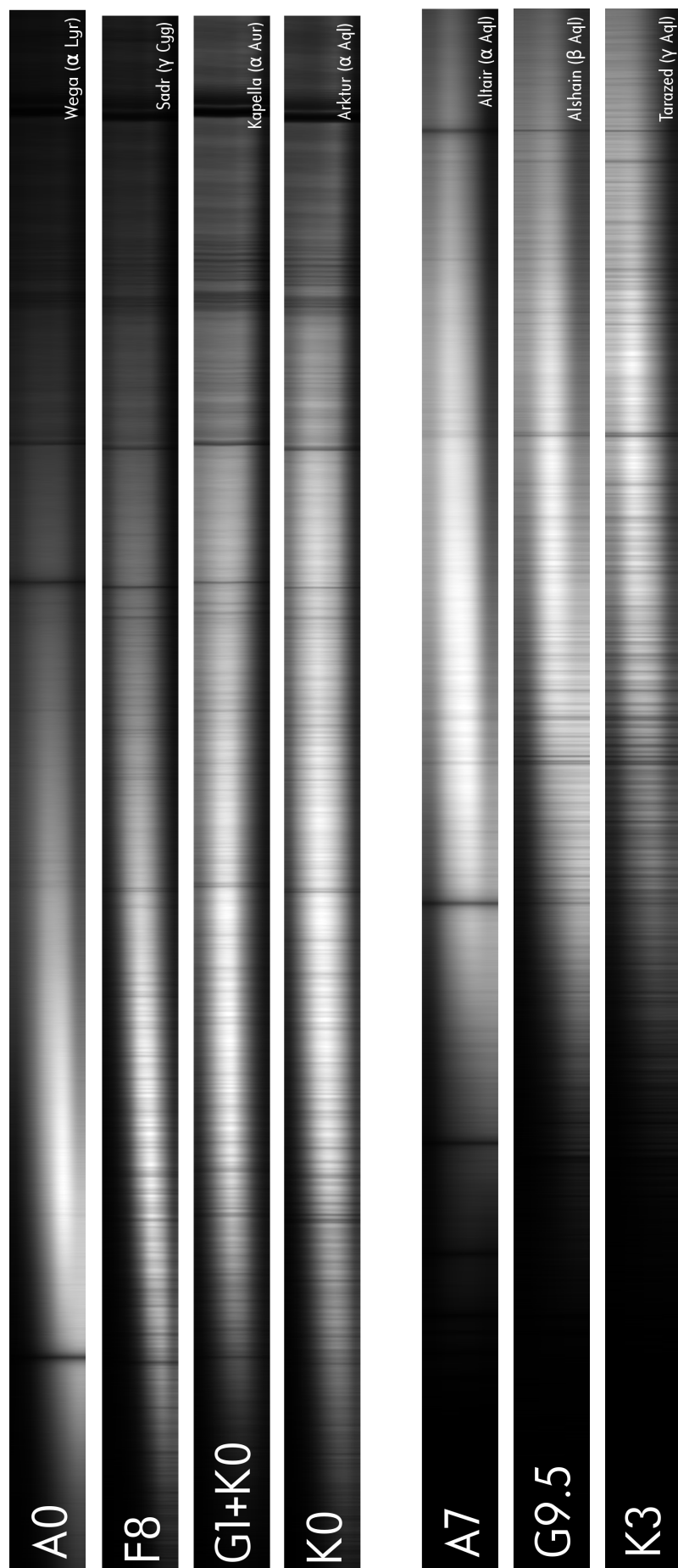
Pierwsze obserwacje wykonane zostały 3 lipca 2016 roku. Prowadzenie obiektów odbywało się przy wykorzystaniu okularu do podglądu szczeliny oraz ręcznych mikroruchów. Wykonałem zdjęcia widm jasnych gwiazd różnych typów widmowych,

między innymi Arktura (α Aql), Węgi (α Lyr) i Kapelli (α Aur) (Rys. 2.7) Czasy naświetlania dla tych obiektów wynosiły 3 sekundy, przy maksymalnej ilości zliczeń ok 20 tys ADU. Przed i po każdym zdjęciu obiektu wykonywałem krótką ekspozycję lamp kalibracyjnych. Nawet przy czasie naświetlania 0.1 sekundy, najjaśniejsze linie lampy rtęciowej były przepalone.

Ekspozycje płaskiego pola (flatfield) wykonałem świecąc lamą halogenową wprost do tubusa teleskopu oraz oświetlając biały ekran umieszczony pod kopułą. W przypadku bezpośredniego oświetlania wnętrza teleskopu możliwe było zastosowanie znacznie krótszych czasów naświetlania. Były one jednak mocno zależne od ustawienia teleskopu względem lampy i trudno było o powtarzalność, co znacznie wydłużało czas potrzebny na przygotowanie teleskopu do obserwacji. Przy wykonywaniu ekspozycji flatfield na ekranie konieczne były znacznie dłuższe czasy naświetlania, jednakże efekt był praktycznie niezależny od niewielkich zmian ustawienia teleskopu. W późniejszych obserwacjach stosowałem obie metody w zależności od mocy wykorzystywanego źródła światła oraz użytej siatki dyfrakcyjnej.

Testowałem również dokładność ręcznego prowadzenia oraz czasy naświetlania dla słabszych gwiazd. Tak jak wcześniej wspomniałem, najśłabsza gwiazda którą udało się dość dokładnie prowadzić z wykorzystaniem okularu miała jasność około 8 magnitudo. Przy czasach naświetlania 20 minut ilość zliczeń widma wynosiła od 3000 do około 10000 ADU w maksimum, przy poziomie tła około 1500 ADU. Podjąłem również próbę obserwacji gwiazdy o jasności 9 magnitudo. Była ona widoczna w podglądzie szczeliny, jednak precyzyjne prowadzenie było praktycznie niemożliwe. Stąd decyzja o zamocowaniu kamery CCD, która zwiększyła zasięg do około 10 magnitudo.

Wszystkie początkowe obserwacje wykonywane były z wykorzystaniem szczeliny o szerokości 50 μm i siatki 600 rys/mm.



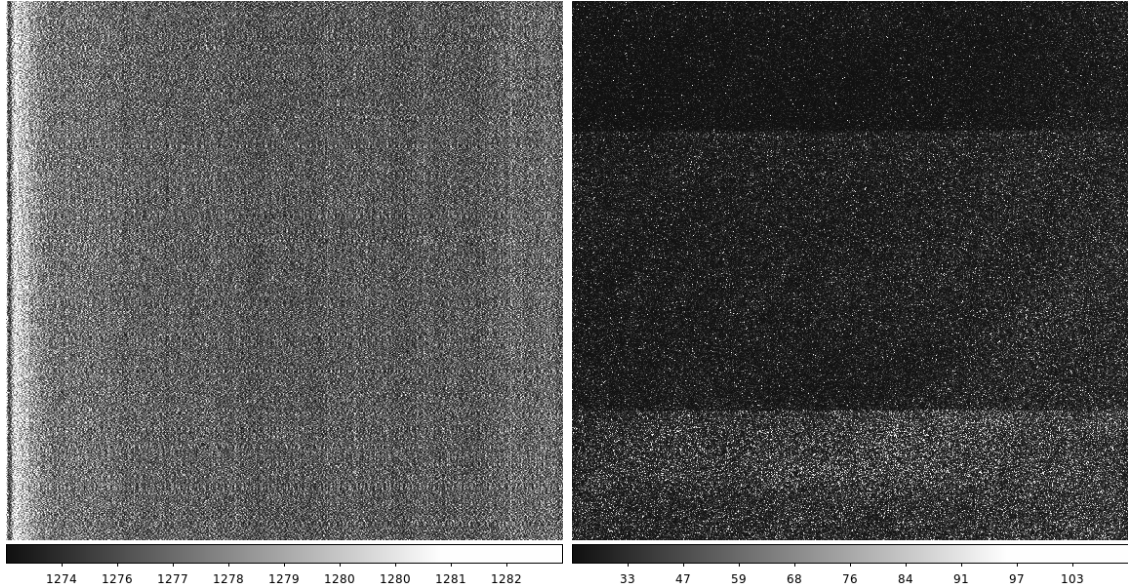
Rysunek 2.7. Testowe widma gwiazd różnych typów widmowych uzyskane spektrografem 10C. Pierwsze cztery zdjęcia wykonane zostały w noc 3/4 lipca 2016 r. natomiast trzy kolejne w noc 4/5 lipca, z nieco innym ustawieniem siatki dyfrakcyjnej (inny zakres długości fali). Rzeczywiste widma zarejestrowane na kamerze CCD miały szerokość kilku pikseli. Powstałe tutaj obrazy są efektem rozciągnięcia tych widm do szerokości 100 pikseli, aby lepiej uwidocznić występujące linie. Podane typy widmowe pochodzą z bazy Simbad [5].

2.3. Redukcja widm

Redukcję danych spektroskopowych wykonałem korzystając z pakietu IRAF - Image Reduction and Analysis Facility, opracowanym przez National Optical Astronomy Observatories (NOAO). Ostateczny proces redukcji był prowadzony w oparciu o liczne skrypty ogólnodostępne w sieci [6], [7], [8], [9], [10].

2.3.1. Podstawowa redukcja

Redukcję na bias i dark przeprowadziłem w sposób analogiczny jak przy redukcji danych fotometrycznych. Zdjęcia bias uśredniłem korzystając z polecenia **zerocombine**, tworząc zdjęcie masterbias.fits (Rys. 2.8a). Zdjęcia dark poprawiłem na masterbias (polecenie **ccdproc**), a następnie uśredniłem za pomocą polecenia **darkcombine** otrzymując plik wyjściowy masterdark.fits (Rys. 2.8b). Tak otrzy-

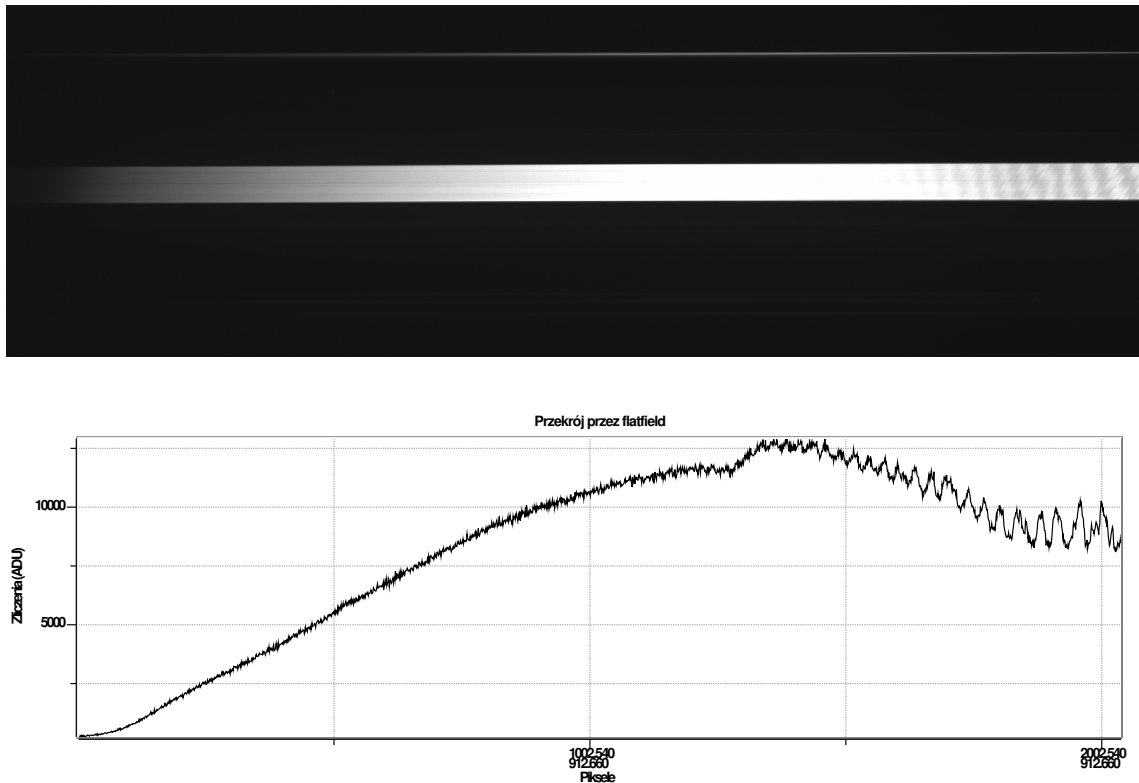


Rysunek 2.8. Otrzymane zdjęcia masterbias oraz masterdark (SAOImage ds9).

mane zdjęcia kalibracyjne biasu oraz prądu ciemnego odjąłem od zdjęć flatfield oraz zdjęć zawierających widma obiektów.

Wszystkie zdjęcia prądu ciemnego wykonywane były z 30-sekundowym czasem naświetlania, przez co musiały być skalowane zgodnie z czasami ekspozycji redukowanych zdjęć (ustawienie parametru polecenia **darkcombine**: **scale=exposure**). W późniejszych obserwacjach wykonywałem również serie zdjęć prądu ciemnego z czasami naświetlania zgodnymi z najdłuższymi ekspozycjami zdjęć widm obiektu z danej nocy.

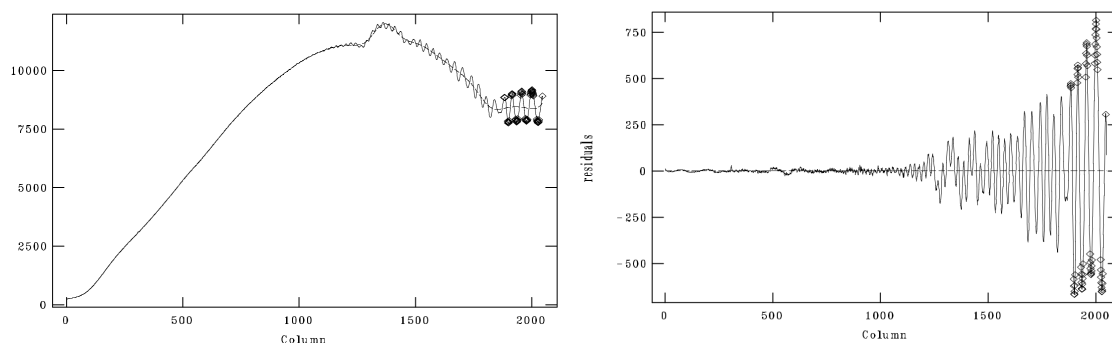
Pierwsze próby wykonania zdjęć flatfield przeprowadziłem z wykorzystaniem lampy halogenowej świecącej wprost do tubusu teleskopu. Jak się jednak okazało widmo to nie ma wystarczająco gładkiego przebiegu, a ponadto ma mały sygnał w części niebieskiej. Rysunek 2.9 przedstawia surowe zdjęcie flatfield, oraz jego przekrój wzdłuż osi dyspersji. Widać również, że widmo lampy jest wyraźnie postrzępione w czerwonej części. Odpowiadać za to może tzw. fringing.



Rysunek 2.9. Fragment surowego zdjęcia flatfield w formacie FITS wraz z przekrojem wzdłuż osi dyspersji (przekrój uzyskany w programie SAOImage ds9).

Korzystając z polecenia **flatcombine** utworzyłem zdjęcie masterflat, będące medianą pojedynczych zdjęć flatfield, zredukowanych na masterbias i masterdark. Następnym krokiem było dopasowanie do przebiegu widma funkcji, dzięki której możliwe będzie wypłaszczenie i znormalizowanie widma, tak aby wydobyć z niego informacje o różnej czułości poszczególnych pikseli. W tym celu użyłem polecenia **response**, w którym do wyznaczenia parametrów normalizacji wykorzystałem tylko fragment zdjęcia, na którym znajduje się widmo lampy (parametr **normaliz= masterflat2[* ,887:951]**). Dopasowałem funkcję **spline3 (order=27)**, która dopasowuje się tylko do ogólnego trendu przebiegu widma (Rys. 2.10). Podczas późniejszych redukcji danych stosowałem wielomiany Czebyszewa niższych rzędów, które również

dobrze opisywały przebieg widma lampy halogenowej, z pominięciem struktur, za które odpowiedzialny jest fringing.

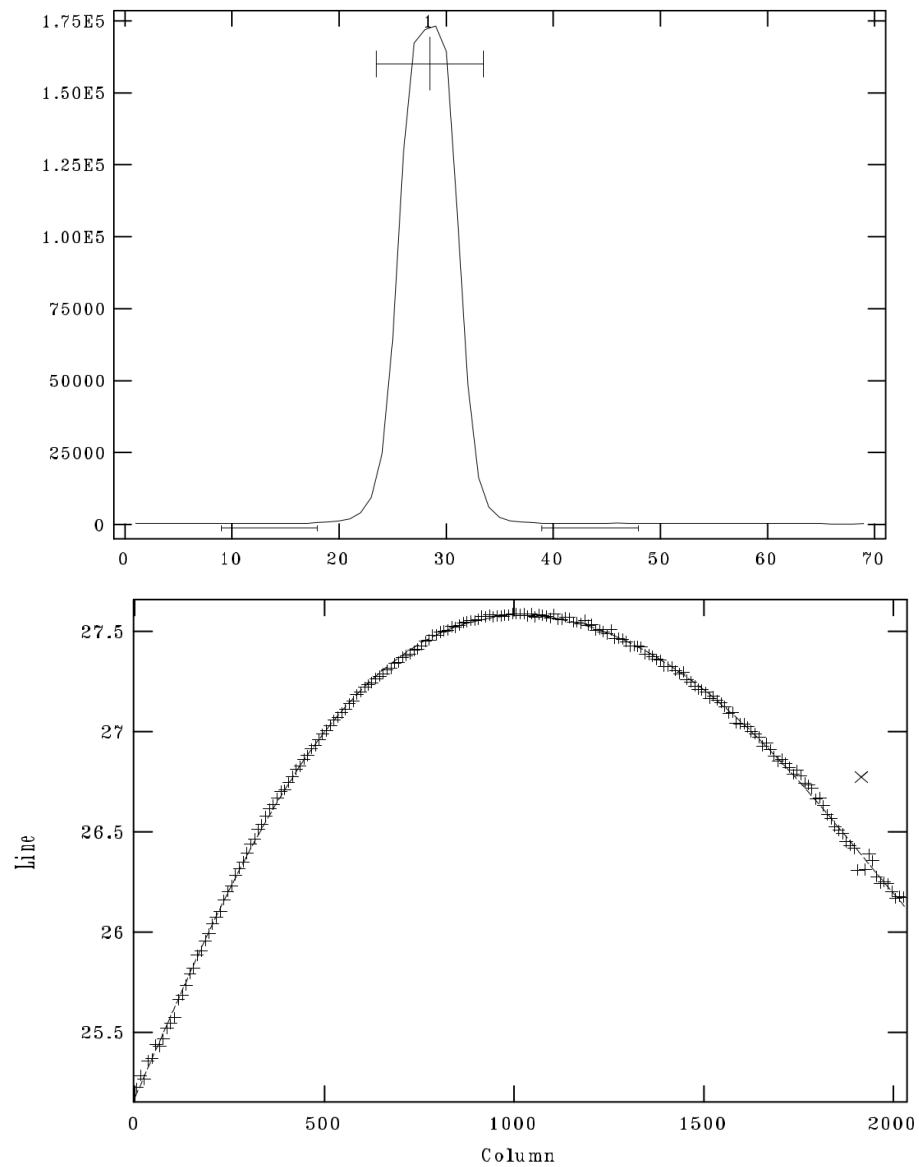


Rysunek 2.10. Dopasowanie funkcji do przebiegu widma lampy halogenowej - lewy wykres przedstawia dopasowaną funkcję, natomiast prawy residua. Obraz wyeksportowany z pakietu IRAF.

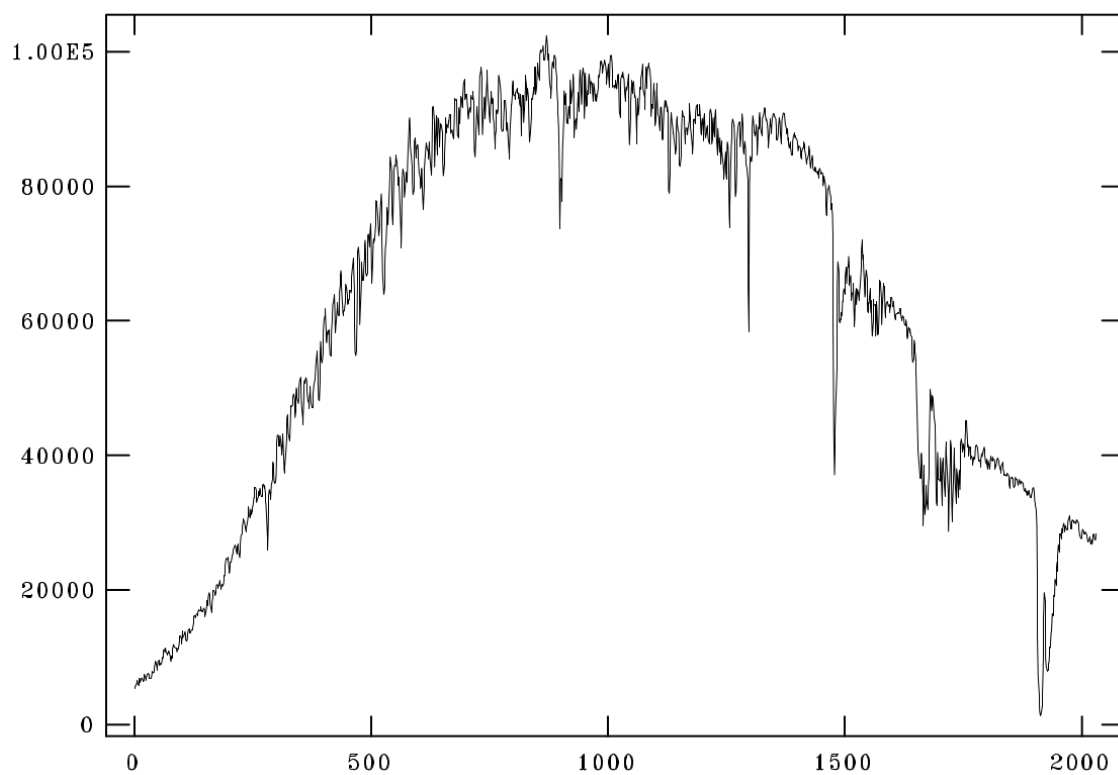
Przez tak przygotowane, znormalizowane zdjęcie masterflat dzieliłem zredukowane uprzednio na masterbias i masterdark zdjęcia widma obiektu.

2.3.2. Wyodrębnienie widma ze zdjęcia

Widmo gwiazdy, w przypadku dobrego prowadzenia, ma na matrycy CCD szerokość połówkową (FWHM) zaledwie kilku pikseli. Celem dalszej analizy widmo to należy wyodrębnić z całego obrazka otrzymując jednowymiarowy plik FITS. Do wyodrębnienia widma ze zdjęcia służy polecenie **apall**. Pierwszym etapem jest wyznaczenie szerokości przebiegu widma oraz dobór zakresów, do których dopasowywany jest poziom tła. W tym celu brany jest przekrój przez widmo uśredniony przez zadaną liczbę kolumn (domyślnie 10 pierwszych kolumn zdjęcia, prostopadłych do osi dyspersji) - Rys. 2.11a. Po zaznaczeniu odpowiedniej apertury (należy dopasować jej położenie oraz szerokość), kolejnym krokiem jest dopasowanie funkcji do przebiegu widma wzdłuż osi dyspersji (Rys. 2.11b). W tym przypadku dopasowałem wielomian Legendre'a, 6 rzędu (parametr **order=7**). Efektem działania polecenia jest jednowymiarowy plik FITS z wyodrębnionym widmem (Rys. 2.12).



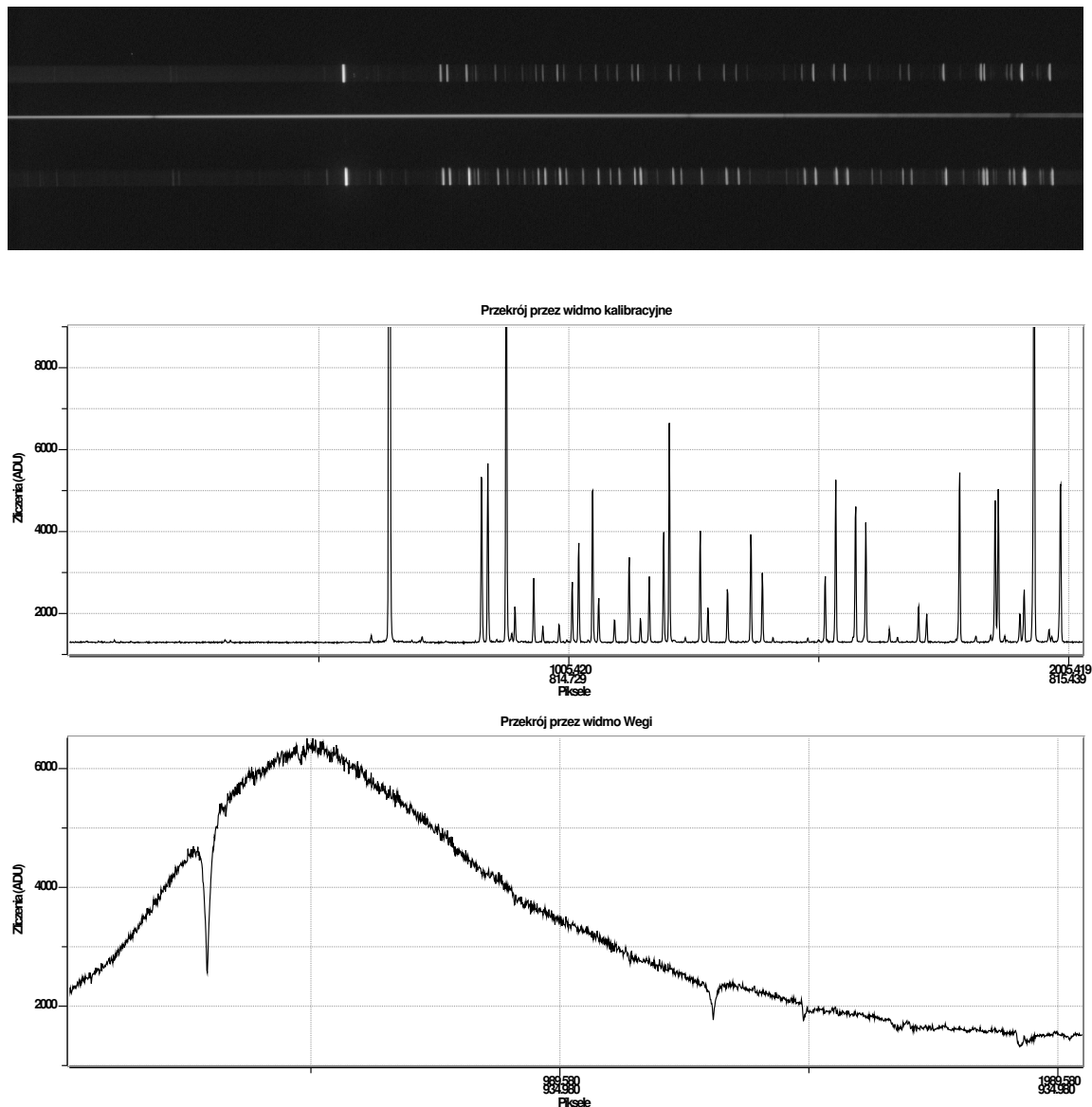
Rysunek 2.11. Wyodrębnianie widma ze zdjęć. Pierwszy wykres przedstawia przekrój przez widmo uśredniony po 10 pierwszych kolumnach zdjęcia (poszukiwanie apertury), natomiast kolejny przedstawia dopasowanie funkcji do przebiegu obrazu widma.



Rysunek 2.12. Wyodrębnione widmo (w tym przypadku widmo Kapelli), wciąż jeszcze wyskalowane w pikselach.

2.3.3. Kalibracja długości fali

Spektrograf 10C posiada trzy szczeliny. Centralną wprowadzane jest światło od obiektu, natomiast dwie boczne oświetlane są przez lampy kalibracyjne (za pośrednictwem światłowodów wyprowadzonych naprzeciwko szczelin).



Rysunek 2.13. Fragment surowego zdjęcia, zawierający widma lamp kalibracyjnych HgNe oraz widmo Wegi (w środku). Poniżej przekrój przez jedno z widm kalibracyjnych oraz przez widmo Wegi (przekroje uzyskane w programie SAOImage ds9).

Przebieg widm kalibracyjnych został wyznaczony analogicznie jak widma obiektu, za pomocą polecenia **apall**.

Dla widma kalibracyjnego dokładne jego wyodrębnienie ze zdjęcia nie jest kwestią krytyczną. Interesuje nas wprowadzić tylko położenie linii wzdłuż kierunku dyspersji,

jednak skuteczne znalezienie przebiegu widma i uśrednienie po długości szczeliny może pomóc w detekcji słabszych linii.

Domyślne sumowanie po 10 pierwszych kolumnach w tym przypadku nie daje jednak dobrego rezultatu. Pierwsze 10 kolumn zdjęcia zawiera jedynie fragment słabego widma ciągłego (najprawdopodobniej światło boczne wpadające do spektrografu), dla którego IRAF jest w stanie znaleźć przebieg widma tylko do pewnego momentu.

Podjąłem próbę znalezienia przebiegu widma w oparciu o bardziej centralną jego część, zawierającą linie emisyjne. Dało to nieco lepszy rezultat, jednakże po wizualnej inspekcji widma w programie SAOImage okazało się, że to dopasowanie przebiegu widma również nie jest do końca satysfakcjonujące.

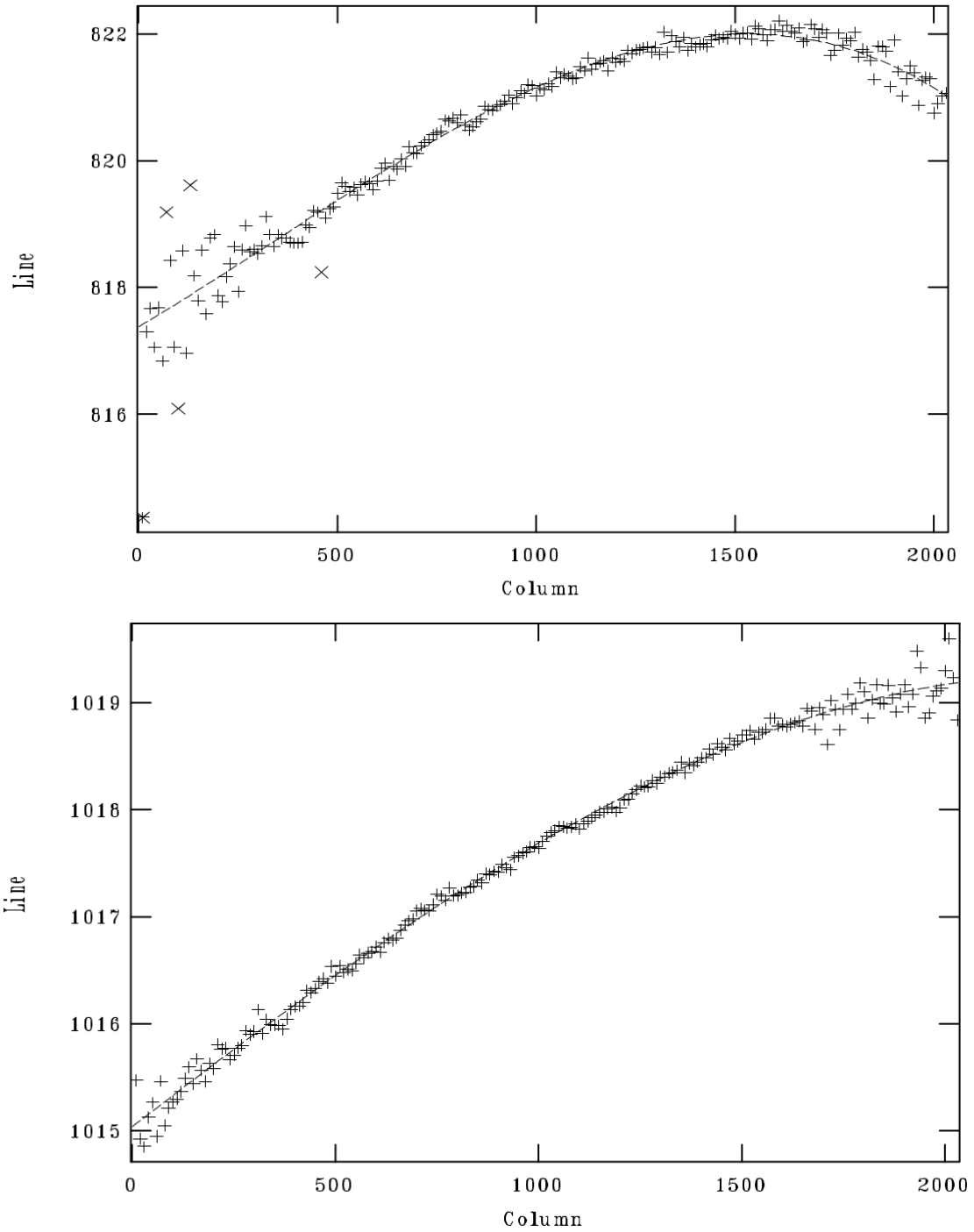
Celem dokładniejszego wyznaczenia przebiegu widma kalibracyjnego, boczne szczeliny oświetliłem światłem żarówki o ciągłym widmie (korzystając z otworu do podglądu lamp w module kalibracyjnym). Z tak wykonanego zdjęcia wyznaczyłem przebiegi widm z bocznych szczelin, które następnie wykorzystałem jako referencyjne do wyodrębnienia właściwych widm lamp kalibracyjnych. Znalezienie przebiegu widma ciągłego nie było problemem co widać na wykresach 2.14. Pozwoliło to na znacznie efektywniejsze wyodrębnienie widm kalibracyjnych, a co za tym idzie lepszą identyfikację słabszych linii.

Kolejnym krokiem była identyfikacja linii kalibracyjnych za pomocą polecenia **identify**. Spektrograf 10C posiada dwie lampy kalibracyjne: rtęciową (Hg) oraz neonową (Ne). W tym przypadku widma używane przeze mnie do kalibracji są złożeniem światła z obu tych lamp. Do wstępnej identyfikacji linii wykorzystałem obrazy widma dla obu lamp, dostępne na stronie Wydziału Astronomii Uniwersytetu Stanu Ohio [11]. Polecenie **identify** wymaga również podania pliku z długościami fali dla poszczególnych linii kalibracyjnych. Plik ten utworzyłem łącząc listę linii dla lamp Hg i Ne, również dostępnych na wymienionej wyżej stronie [11].

Zastosowana procedura identyfikacji linii opierała się o skrypt "A User's Guide to Reducing Slit Spectra with IRAF" [9] i wyglądała następująco:

1. Ręczna identyfikacja kilku linii w widmie - Rys. 2.15;
2. Próba dopasowania wstępnego rozwiązania w postaci funkcji liniowej (długość fali jest liniową funkcją położenia w pikselach; parametry dopasowania: **:function cheb, :order 2**);
3. Automatyczna identyfikacja pozostałych linii przy wykorzystaniu zadanej listy z długościami fali - Rys. 2.16a,b;
4. Ponowna próba dopasowania rozwiązania w postaci funkcji wyższego rzędu (parametry dopasowania: **:function spline3, :order 3**) - Rys. 2.16c.

Powyższą procedurę zastosowałem tylko do widma kalibracyjnego wyodrębnionego z

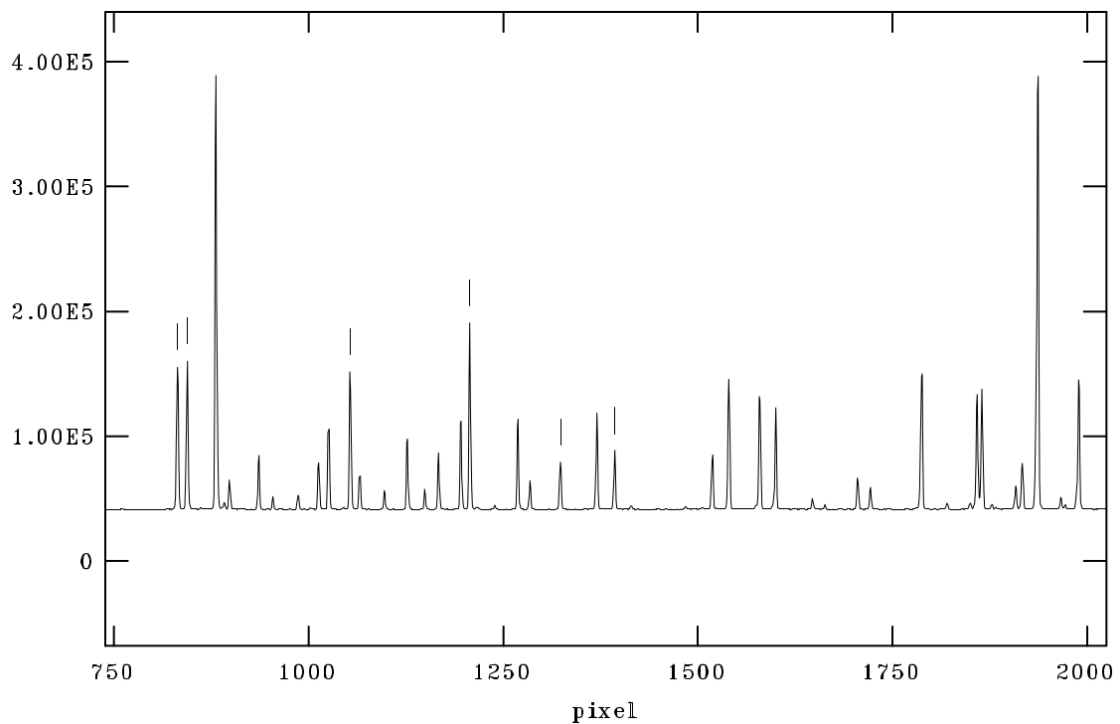


Rysunek 2.14. Dopasowywanie funkcji do przebiegu widma kalibracyjnego dla kolejno wyższej i niższej apertury (Rys. 2.13), przy oświetleniu bocznych szczelin światłem lampy halogenowej. Obraz wyeksportowany z pakietu IRAF.

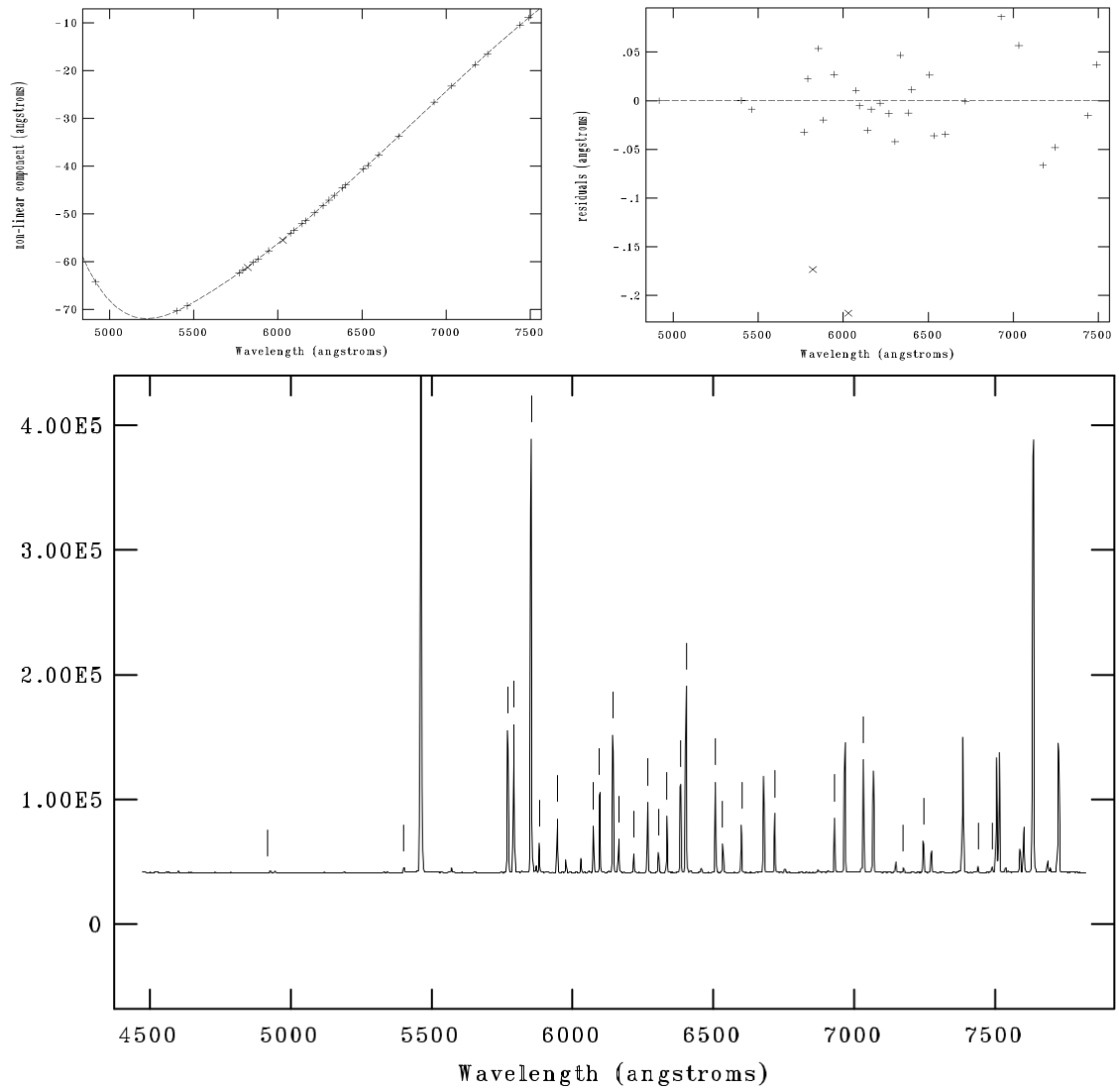
pierwszej apertury. Założyłem tutaj poprawne ustawienie kamery względem widma, tzn. przyjąłem, że kierunek dyspersji ułożony jest wzdłuż rzędów na matrycy CCD.

W rzeczywistości nie jest to do końca prawda i aby poprawnie skalibrować widmo z centralnej szczeliny, konieczne jest uwzględnienie kalibracji również z drugiej apertury, co opisuję w paragrafie dotyczącym skryptu do redukcji danych. Do celów wstępnej kalibracji uznałem jednak to rozwiązanie za wystarczające.

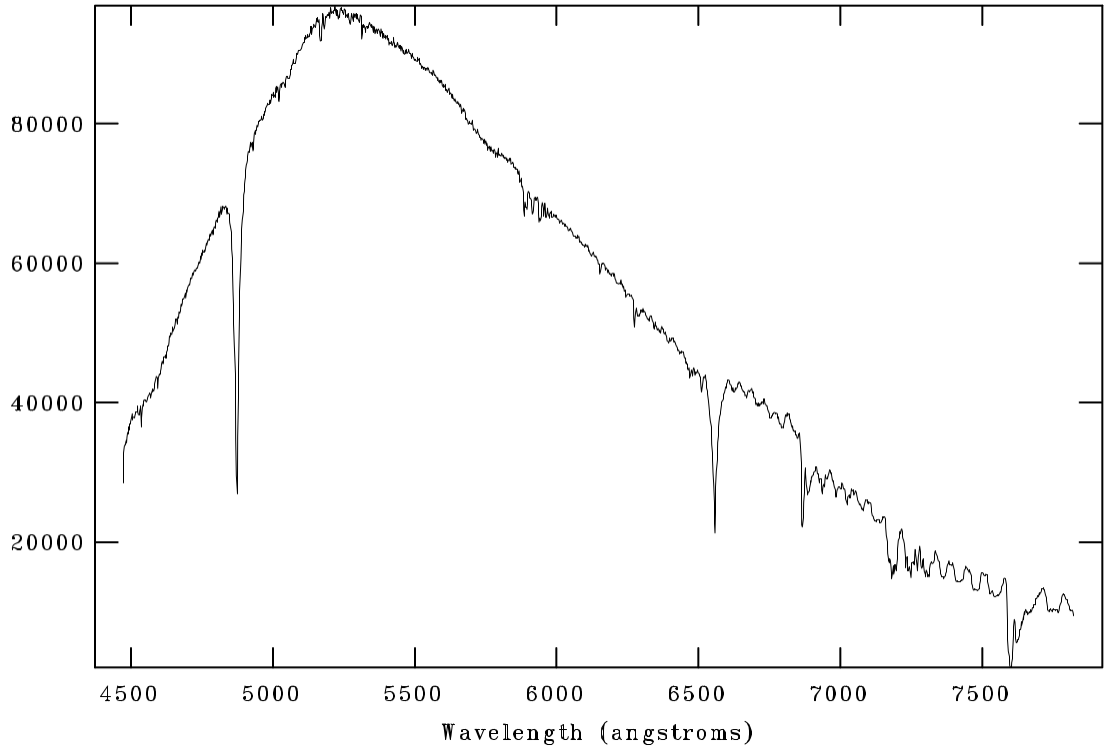
Aby zastosować uzyskaną kalibrację do zredukowanego wcześniej widma Wega, należało zmodyfikować nagłówek pliku FITS, w parametrze "REFSPEC1" wpisując nazwę pliku używanego do kalibracji. Następnie przy wykorzystaniu polecenia **dispcor** uzyskałem widmo, wstępnie skalibrowane w długości fali (Rys. 2.17).



Rysunek 2.15. Wstępna, ręczna identyfikacja kilku linii w widmie kalibracyjnym.
Obraz wyeksportowany z pakietu IRAF.



Rysunek 2.16. Dopasowane rozwiązanie (górne wykresy) po automatycznej identyfikacji pozostałych linii kalibracyjnych (dolny wykres). Obraz wyeksportowany z pakietu IRAF.



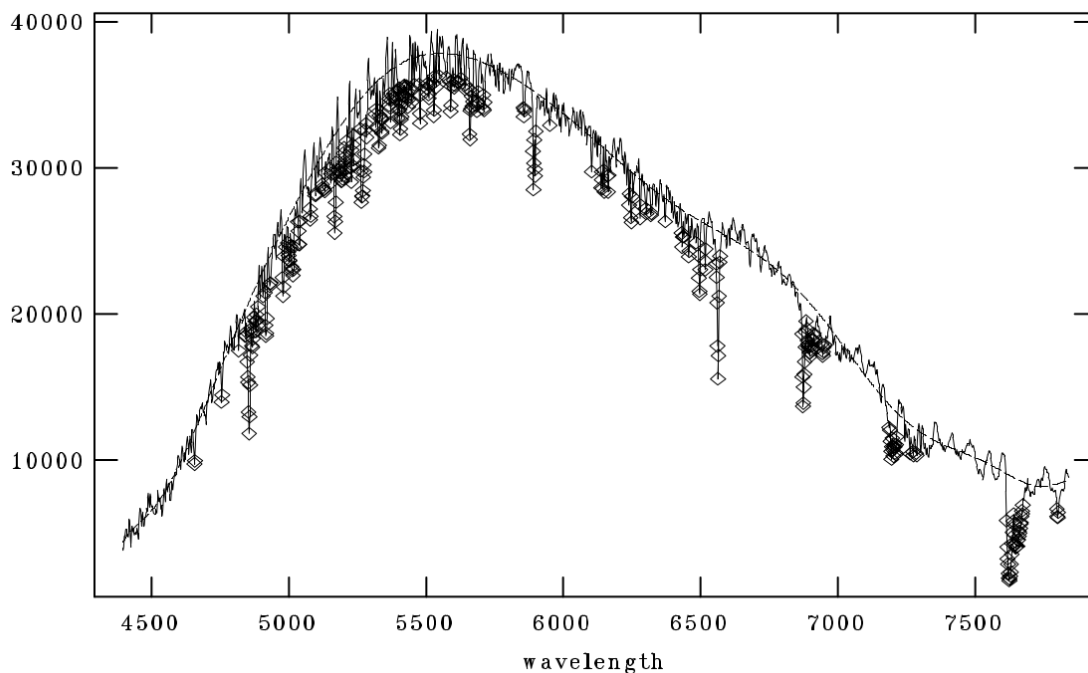
Rysunek 2.17. Wstępnie skalibrowane widmo Wegi. Obraz wyeksportowany z pakietu IRAF.

2.3.4. Normalizacja kontinuum

W przypadku pomiaru prędkości radialnych gwiazd nie interesuje nas kształt kontinuum, a jedynie położenie linii widmowych. W związku z tym, ostatnim krokiem redukcji danych była normalizacja kontinuum do jedynki. W tym celu, za pomocą polecenia **continuum** dopasowywałem do danych funkcję, dobrze opisującą przebieg samego kontinuum z pominięciem linii widmowych. Wykres 2.18 przedstawia przykład takiego dopasowania dla widma gwiazdy Sadr (γ Cyg).

2.4. Skrypt do redukcji danych

Aby przyspieszyć redukcję danych ze spektrografu oraz uczynić ją łatwiejszą dla kolejnych użytkowników, opracowałem skrypt w pakiecie IRAF, dzięki któremu redukcję danych z całej nocy, której ostatecznym wynikiem jest znormalizowane (wypłaszczone) widmo gwiazdy, można wykonać w ciągu kilkunastu minut. Działanie skryptu jest kilkustopniowe i wykorzystuje opisane wyżej procedury, do których wprowadziłem kilka ulepszeń.



Rysunek 2.18. Dopasowywanie funkcji do kontinuum widma celem jego normalizacji. W tym przypadku dopasowywaną funkcją były wielomiany Czebyszewa. Obraz wyeksportowany z pakietu IRAF.

Skrypt składa się z czterech części:

1. Podstawowa redukcja zdjęć:
 - Tworzenie średnich zdjęć bias, dark oraz flatfield,
 - Dopasowanie przebiegu widma lampy halogenowej i normalizacja,
 - Redukcja widm obiektu na przygotowane wcześniej zdjęcia kalibracyjne bias, dark i znormalizowany flatfield.
2. Wyodrębnianie widm jednowymiarowych:
 - Wyodrębnianie widm obiektu,
 - Wyznaczanie przebiegu widm kalibracyjnych (analogicznie jak w podejściu drugim opisanym powyżej),
 - Wyodrębnianie widm kalibracyjnych w oparciu o wyznaczony wcześniej przebieg.
3. Identyfikacja linii widmowych lamp kalibracyjnych:
 - Ręczna identyfikacja linii dla obu szczelin pierwszego widma kalibracyjnego,
 - Powtórna, automatyczna identyfikacja linii na kolejnych zdjęciach kalibracyjnych w oparciu o już zidentyfikowane ręcznie linie.
4. Kalibracja w długości fali i normalizacja kontinuum:

- Uśrednianie rozwiązań dla obu apertur z każdego zdjęcia kalibracyjnego,
- Wyszukiwanie w zestawie zdjęć kalibracyjnych wykonanych w ciągu całej nocy zdjęć otrzymanych bezpośrednio przed i po widmie obiektu oraz przypisanie im odpowiednich wag w oparciu o czasy ich wykonania,
- Zastosowanie uzyskanych rozwiązań kalibracyjnych do zdjęć obiektu,
- Normalizacja kontinuum.

Do uśrednienia rozwiązań kalibracji długości fali dla obu apertur danego zdjęcia napisałem prosty program w języku Python, który czyta parametry dopasowania dla obu apertur, a następnie uśrednia poszczególne współczynniki i zapisuje do nowego pliku, który później wykorzystywany jest do kalibracji zdjęcia obiektu. Takie podejście jest poprawne tylko dla bardzo małego nachylenia widma względem rzędów lub kolumn matrycy CCD i tylko w przypadku dopasowania takiej samej funkcji tego samego rzędu dla obu apertur. Pomimo, że dla celów tej pracy takie przybliżenie okazało się wystarczające, w przyszłości planuję ulepszyć program tak aby brał pod uwagę położenie widma obiektu, względem widm kalibracyjnych.

Przy doborze odpowiednich widm kalibracyjnych dla danego widma obiektu, skrypt dla każdego pliku wyznacza heliocentryczną datę juliańską (HJD). W tym celu konieczna jest znajomość rektascensji i deklinacji obserwowanego obiektu, która musi być zapisana w pliku RADEC.dat, znajdującym się w folderze z redukowanymi plikami FITS.

Początkowo skrypt zakładał automatyczną identyfikację linii kalibracyjnych wszystkich zdjęć w oparciu o ręcznie zidentyfikowane linie pierwszego widma. Nie przyniosło to jednak dobrego skutku z powodu bardzo słabej stabilności spektrografu. Podczas obserwacji trwających kilka godzin zmiana położenia linii kalibracyjnych wynosiła nawet 10 pikseli i procedura ponownej, automatycznej identyfikacji nie radziła sobie z tak dużymi przesunięciami. Zmodyfikowałem więc skrypt w ten sposób, że widmem odniesienia jest najbliższe widmo ze zidentyfikowanymi już liniami. Dzięki temu przesunięcie linii jest niewielkie i w większości przypadków automatyczna identyfikacja daje dobry rezultat. W pojedynczych przypadkach wymagana jest jednak ponowna ręczna identyfikacja linii.

Skrypt zaraz po redukcji danych na flatfield, dark i bias, przycina zdjęcia do szerokości szczeliny oraz usuwa po 10 kolumn z lewej i prawej strony widma. Sygnał zebrany na brzegach matrycy i tak nie nadaje się do dalszej analizy, a dodatkowo może zaburzać późniejsze dopasowanie funkcji do kontinuum czy kalibrację długości fali.

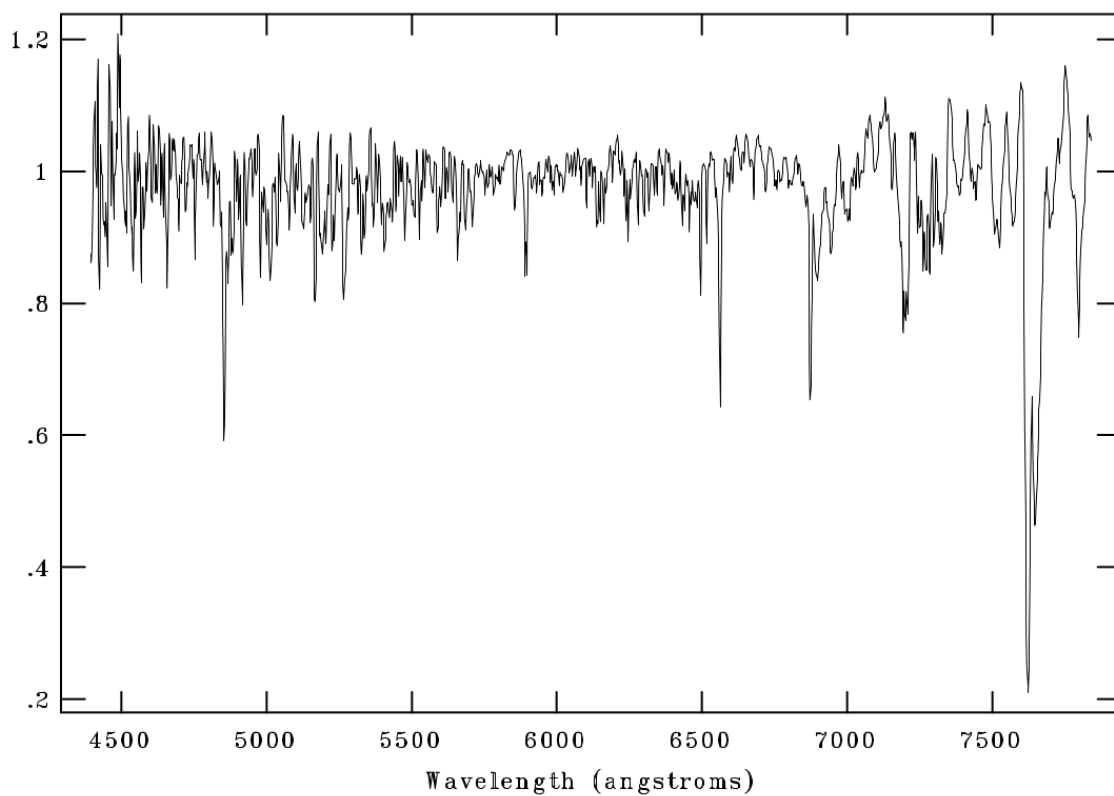
Duża część skryptu działa w trybie interaktywnym. Przy tego typu spektrografie,

który nie jest stabilizowany temperaturowo, a tym bardziej ciśnieniowo, nie sposób wykonać działający w pełni automatycznie skrypt dający dobre rezultaty. Części interaktywne obejmują dopasowanie funkcji do przebiegu widma lampy halogenowej na zdjęciach flatfield, identyfikację linii kalibracyjnych oraz kontrolę późniejszej automatycznej identyfikacji, kontrolę wyznaczania apertur do ekstrakcji widm oraz dopasowania funkcji do przebiegu widm, a także dopasowanie funkcji do kontinuum celem normalizacji gotowych widm.

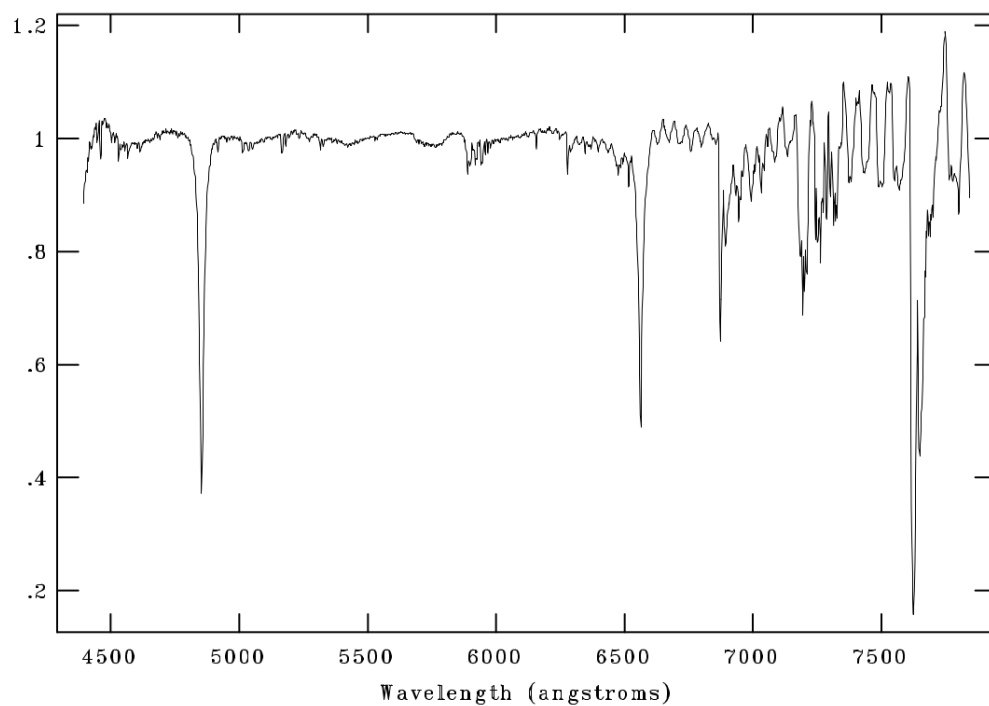
Zastosowana procedura redukcji jest stosunkowo prosta i nie uwzględnia na przykład eliminowania śladów promieniowania kosmicznego. Z tego względu na niektórych widmach mogą się pojawiać wąskie, sztuczne linie, które mogą powodować duże błędy przy późniejszej analizie. Tego typu struktury usuwałem ręcznie korzystając z polecenia **splot** w pakiecie IRAF. Po zaznaczeniu dwu przeciwnych brzegów profilu takiej linii, w jej miejsce rysowana jest linia prosta pomiędzy dwoma pikselami będącymi najbliższymi zaznaczenia. Taka prosta metoda znacznie poprawiała wyniki późniejszej procedury wyznaczania prędkości radialnych.

2.5. Przykładowe widma gwiazdowe

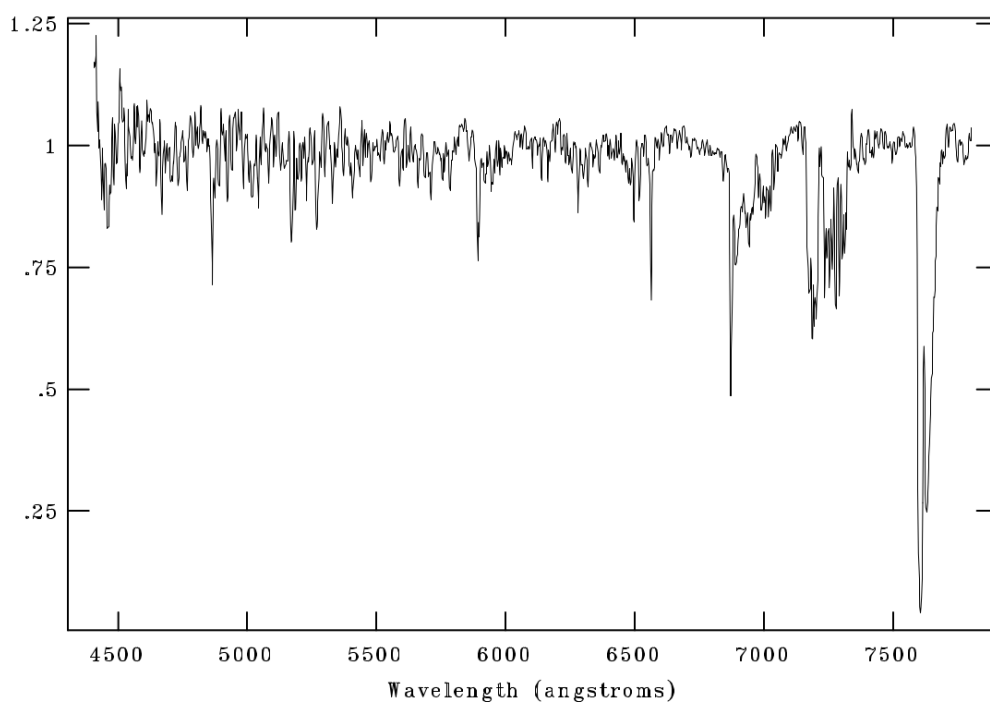
Poniższe rysunki 2.20, 2.19, 2.21 przedstawiają przykładowe widma jasnych gwiazd, wykonane podczas testowych obserwacji spektrografem 10C. Widma zostały zredukowane w oparciu o opisaną powyżej procedurę.



Rysunek 2.19. Sadr - γ Cyg. Jasność V 2.23 mag, typ widmowy F8 ([5]).



Rysunek 2.20. Wega - α Lyr. Jasność V 0.03 mag, typ widmowy A0 ([5]). W części czerwonej widma widoczny jest efekt fringigu, którego nie udało się dobrze zredukować.



Rysunek 2.21. Kapella - α Aur. Jasność V 0.08 mag, typ widmowy G1+K0 ([5]).

3. Celestron CGE Pro 11”

3.1. Opis

Teleskop Celestron 11” znajduje się pod centralną kopułą Obserwatorium Astronomicznego UJ, na szczycie Fortu Skała. W 2010 roku zastąpił znajdujący się tam wcześniej podwójny astrograf firmy Carl Zeiss, który obecnie znajduje się w Muzeum Uniwersytetu Jagiellońskiego. Nowy instrument z założenia miał być jak najbardziej zautomatyzowany, umożliwiając prowadzenie zdalnych obserwacji przez sieć internetową.

Jest to teleskop systemu Schmidta-Cassegraina, o średnicy zwierciadła głównego 279,4 mm (11”) i ogniskowej 2800 mm. Zamocowany jest na skomputeryzowanym montażu paralaktycznym typu niemieckiego Celestron CGE Pro.

Teleskop wyposażony jest w detektor CCD Apogee Alta U-47 wraz z kołem filtrów UBVRI firmy Optec (IFW - Intelligent Filter Wheel). Jest to niewielki i stosunkowo lekki zestaw, który nie obciąża zbytnio teleskopu, a dodatkowo charakteryzuje się dużą czułością (Tabela 3.1).

Rozdzielczość:	1024 × 1024 pikseli
Rozmiar piksela:	13 × 13 μm
Rozmiar matrycy:	13.3 × 13.3 mm
Prąd ciemny (−20°C):	0.2 e [−] /piksel/sek
Szum odczytu:	9 e [−]
Dynamika:	83 dB
Wydażność kwantowa (max):	96%
Wydażność kwantowa (400 nm):	52%
Przetwornik:	16 bit

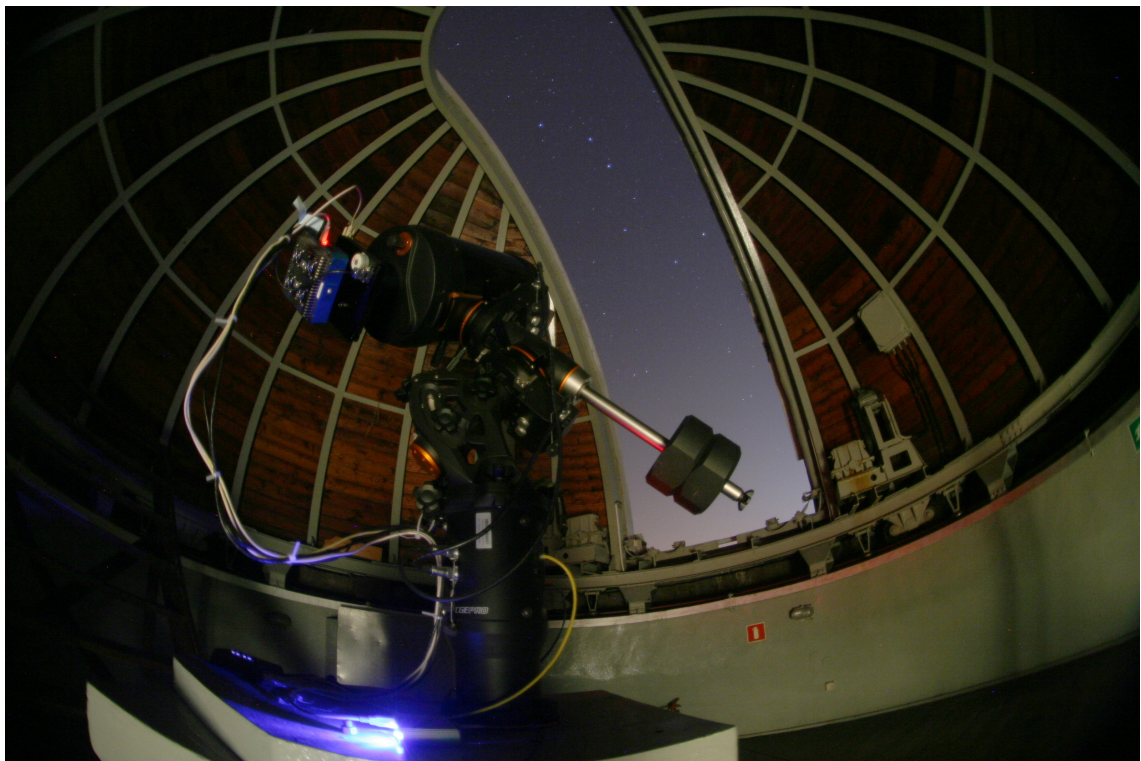
Tabela 3.1. Podstawowe parametry kamery Apogee Alta U-47
(Źródło: www.andor.com)

Oryginalne ogniskowanie teleskopu odbywa się poprzez przesuwanie lustra głównego za pomocą specjalnego pokrętki umieszczonego z tyłu tubusa. Jest to jednak rozwiązanie w pełni manualne, dlatego teleskop został wyposażony w dodatkowe

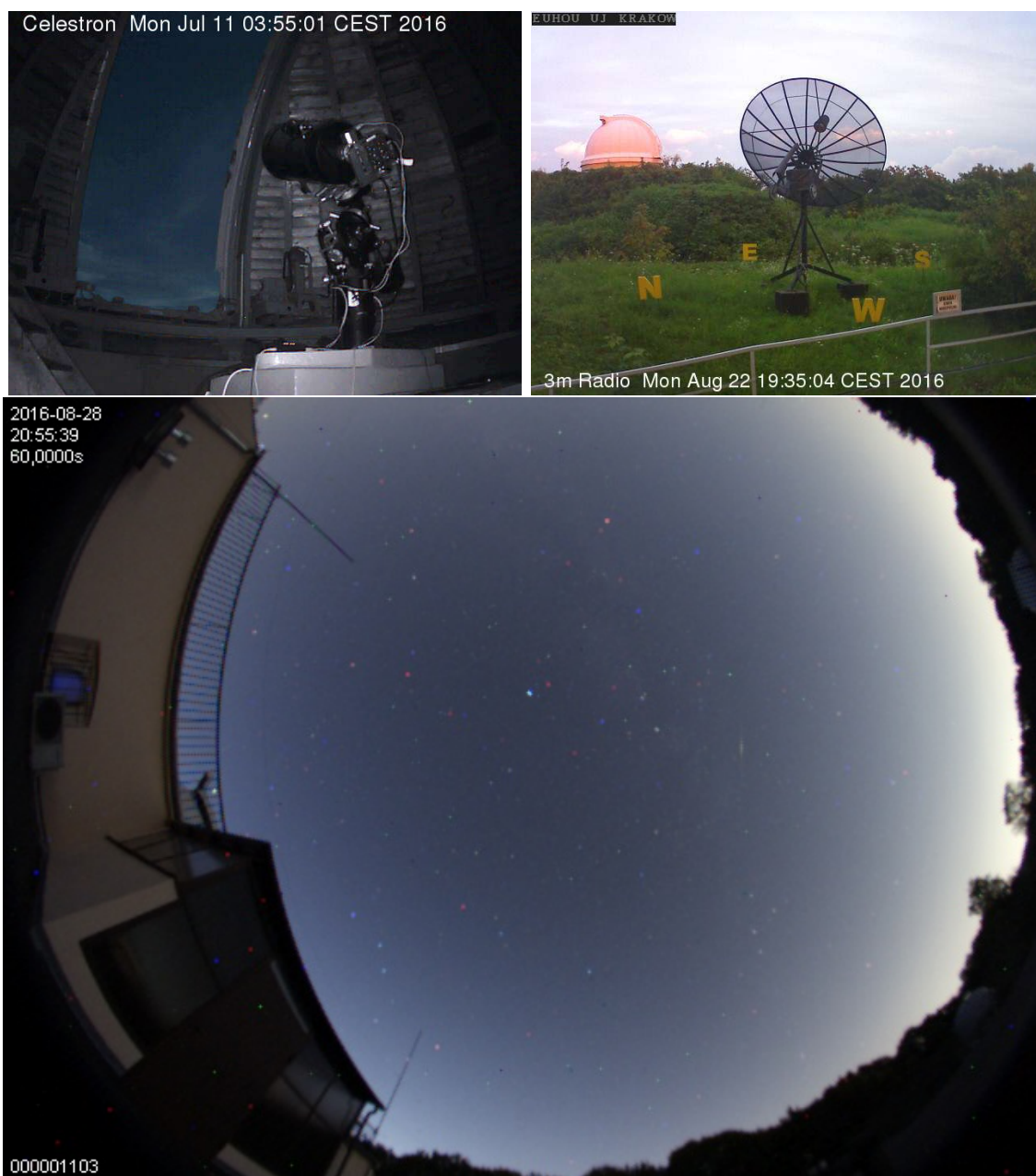
zautomatyzowane urządzenie ogniskujące (wyciąg z silnikiem krokowym) Robofocuser firmy Moonlite. Umożliwia on precyzyjne ogniskowanie za pośrednictwem komputera lub konsoli sterującej umieszczonej pod kopułą.

Automatyzacji wymagała również kopuła, która została zmodernizowana przez Wacława Waniaka oraz pracowników warsztatu Obserwatorium w oparciu o system firmy Digital Dome Works. Zamontowano między innymi czujnik położenia kopuły oraz otwarcia i zamknięcia wrót, a całość sterowana jest za pomocą dedykowanego programu komputerowego. W przypadku braku sygnału z programu (np. w przypadku błędu systemu) kopuła jest automatycznie parkowana i zamykana. System Digital Dome Works zawiera również czteromiejscową listwę zasilającą, a wspomniany program umożliwia zdalne włączanie i wyłączanie zasilania poszczególnych gniazd.

Podgląd kopuły podczas obserwacji odbywa się za pośrednictwem dwóch kamer: umiejscowionej pod kopułą zdalnie poruszanej kamery oraz kamery podglądu 3-metrowego radioteleskopu, gdzie w tle widoczna jest kopuła teleskopu Celestron 11" (Rys. 3.2ab). Pod koniec sierpnia, na dachu fortu zamontowana została również kamera podglądu całego nieba (allsky), dzięki czemu możliwa jest bezpośrednia kontrola aktualnych warunków pogodowych (3.2c). Wkrótce zamontowana ma zostać również stacja pogodowa.



Rysunek 3.1. Celestron podczas obserwacji.



Rysunek 3.2. Obraz z kamery podglądu teleskopu (a), kopuły (b) oraz kamery typu allsky (c).

3.2. Przygotowanie sprzętu i oprogramowania do prowadzenia obserwacji

Wszystkie prace nad teleskopem konsultowane były z Tomaszem Kunderą i obejmowały zarówno konfigurację oprogramowania, jak również prace przy samym sprzę-

cie. Początkowo sterowanie urządzeniami odbywało się za pośrednictwem dwóch komputerów:

- komputer z systemem Windows XP odpowiedzialny za sterowanie teleskopem, kopułą oraz Robofocuserem,
- komputer z systemem Linux, odpowiedzialny za sterowanie kamerą oraz kołem filtrów.

Kontrola teleskopu, kopuły, kamery oraz Robofocusera odbywała się za pomocą oddzielnych, dedykowanych programów:

- Celestron NexRemote - wirtualna wersja pilota do sterowania montażem CGE Pro,
- Digital Dome Works - sterowanie kopułą oraz listwą zasilającą,
- RoboFocus - sterowanie wyciągiem MoonLite Robofocuser,
- JastroCam - sterowanie kamerą i kołem filtrów.

Sterowanie całym systemem za pomocą dwóch komputerów oraz oddzielnych programów było jednak dość uciążliwe i znacznie utrudniało wykonywanie zdalnych obserwacji.

Prace nad instrumentem rozpocząłem w 2015 roku. Został wtedy zakupiony program MaximDL, kompatybilny ze wszystkimi elementami: kopułą, teleskopem, kamerą, kołem filtrów i robofocuserem, a co za tym idzie znacznie ułatwiający obserwacje. Wraz z Tomaszem Kunderą skonfigurowaliśmy program oraz zainstalowaliśmy niezbędne sterowniki.

Zmiany zaszły również w sposobie podłączenia do komputera teleskopu, kamery i urządzenia do ogniskowania. Wcześniej wykonane ono było z wykorzystaniem kabli USB, przy czym sterownia teleskopu jest odległa od centrum kopuły o około 10 metrów, więc straty sygnału przy takiej długości kabla mogły być znaczne i powodować występowanie błędów. Obecnie komunikacja odbywa się za pośrednictwem światłowodu. Początkowo teleskop podłączony był z komputerem przez pilot ręcznego sterowania. Obecnie jest bezpośrednio podłączony do portu "PC" montażu CGE Pro.

Montaż CGE Pro wymaga aby przed rozpoczęciem obserwacji wykonać kalibrację pozycjonowania (tzw. alignment), czyli ustawić teleskop na kilka jasnych gwiazd z dostępnej listy oraz podać mu współrzędne miejsca obserwacji i dokładny czas. Oprogramowanie wyznacza przeliczniki pomiędzy zadawanymi współrzędnymi, a pozycją teleskopu, dzięki którym możliwe jest automatyczne trafianie teleskopu w zadany obiekt po podaniu współrzędnych rektascensji i deklinacji. Kalibrację pozycjonowania wykonałem na bazie 6 gwiazd (jest to ilość maksymalna dopuszczalna przez oprogramowanie), dzięki czemu teleskop trafia w zadane pole z dokładnością około

10 minut łuku. Przeprowadzenie ponownej kalibracji teleskopu przed kolejnymi obserwacjami nie jest konieczne, ponieważ wyniki zostają zapamiętane przez system. Wyjątkiem jest przypadek, gdy w międzyczasie wystąpi poważny błąd oprogramowania lub awaria samego montażu.

Naprawy wymagał również Robofocuser. Z pomocą Mirosława Suchana z warsztatu Obserwatorium udało się zdiagnozować usterkę, którą okazały się być zniszczone łożyska, po których porusza się tuleja wyciągu. Po wymianie łożysk ogniskowanie odbywa się zdalnie przez zadanie w programie MaximDL wartości przesunięcia lub docelowego położenia wyciągu. Możliwe są również automatyczne korekty ogniskowania w oparciu o aktualną wartość temperatury podawaną przez wbudowany czujnik lub pomiar szerokości połówkowej (FWHM) obrazu gwiazdy.

Program MaximDL umożliwia sterowanie całym zestawem, co pozwala na znaczną automatyzację obserwacji. Po zadaniu położenia teleskopu (rektascensja i deklinacja), program wylicza azymut obserwowanego obiektu i ustawia szczelinę kopuły na odpowiednią pozycję. Ustawienie teleskopu odczytywane jest na bieżąco przez czujniki montażu, dzięki czemu kopuła stale śledzi obiekt. Możliwe jest również wprowadzenie poprawek na położenie szczeliny, uwzględniające położenie teleskopu względem centrum kopuły (np. biorąc pod uwagę odległość tubusa od osi montażu). W tym przypadku uwzględnianie tych poprawek nie jest konieczne, ponieważ teleskop jest niewielki w stosunku do rozmiarów kopuły i przy takiej szerokości szczeliny ustawienie jej na azymut obiektu daje dobre rezultaty dla każdego położenia teleskopu. Program MaximDL łączy się z teleskopem poprzez wirtualny port COM utworzony przez program NexRemote. Niestety w przypadku sterowania teleskopem za pośrednictwem MaximDL po pewnym czasie występuje błąd powodujący ponowne uruchomienie komputera. Prawdopodobnie jest to spowodowane korozją styków w montażu teleskopu, który przez długi czas stał nieużywany. Konieczne będzie zatem przeczyszczenie styków oraz aktualizacja oprogramowania samego montażu, co być może rozwiąże ten problem. Dotychczasowe obserwacje wykonywałem jednak sterując teleskopem z programu NexRemote oraz ręcznie zadając azymut ustawienia szczeliny kopuły. Wtedy nie było konieczności ciągłego odczytywania pozycji teleskopu i opisywany błąd występował znacznie rzadziej.

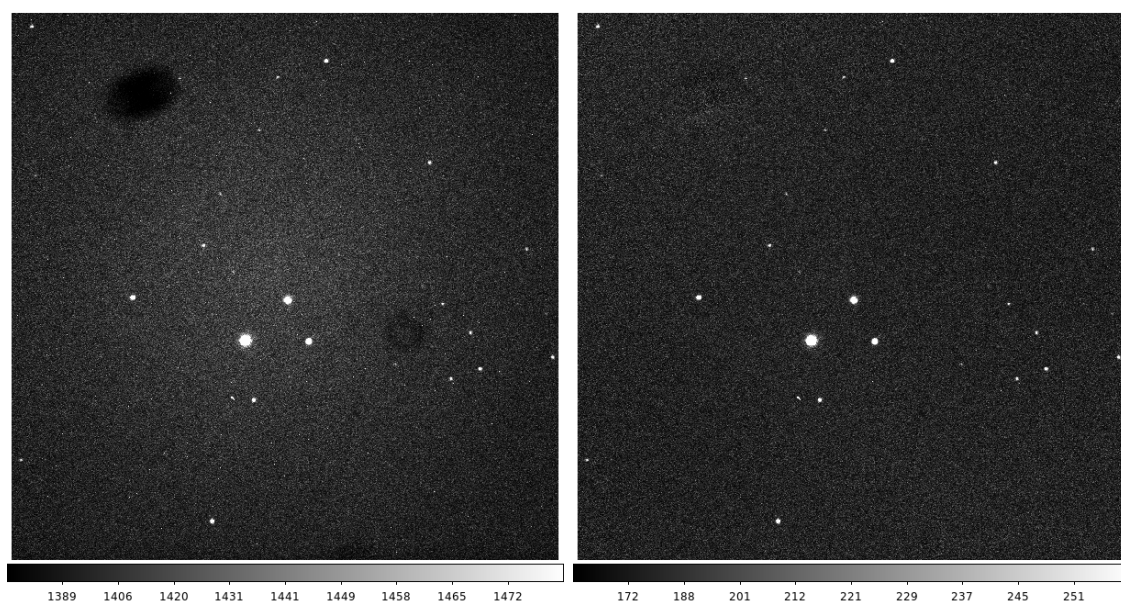
W przypadku montażu CGE Pro konieczne jest "przerzucenie" teleskopu w okolicach przejścia obiektu przez południk, aby obudowa teleskopu lub osprzęt nie zahaczyły o postument. Wykonywałem to zadając ponowne ustawienie teleskopu kilka minut po momencie górowania obiektu.

3.3. Redukcja danych

Redukcję danych fotometrycznych, podobnie jak w przypadku danych spektroskopowych, wykonywałem przy wykorzystaniu pakietu IRAF. Była to klasyczna redukcja na bias, prąd ciemny (dark) oraz płaskie pole (flatfield). Aby przyspieszyć redukcję danych, napisałem prosty skrypt, który wykonuje ją w pełni automatycznie. Przebieg działania skryptu jest następujący:

1. Tworzenie list zdjęć bias i dark oraz zdjęć obiektu i zdjęć flatfield dla poszczególnych filtrów.
2. Tworzenie średniego zdjęcia bias.
3. Tworzenie średniego zdjęcia dark (wcześniejsza redukcja na bias).
4. Tworzenie mediany zdjęć flatfield, po wcześniejszej redukcji na bias i dark
5. Redukcja zdjęć obiektu na przygotowane wcześniej zdjęcia średnie bias, dark i flatfield.

Efekt działania skryptu zaprezentowany jest na Rysunku 3.3. Fotometrię aperturo-



Rysunek 3.3. Przykładowe zdjęcie przed i po redukcji.

wą wykonywałem w programie C-Munipack (<http://c-munipack.sourceforge.net/>), ponieważ umożliwia on wygodny dobór apertur przy jednoczesnym podglądzie krzywej zmian blasku oraz ma wbudowaną funkcję poszukiwania gwiazd zmiennych w obserwowanym polu.

3.4. Testy i pierwsze obserwacje

Początkowo obserwacje testowe wykonywałem z pomieszczenia sterowni teleskopu w Obserwatorium Astronomicznym UJ. Większość późniejszych obserwacji wykonywana była już zdalnie, za pośrednictwem zdalnego pulpitu. Umożliwiło to między innymi równoczesne obserwacje fotometryczne i spektroskopowe, które przeprowadziłem dla dwóch obiektów i których wyniki przedstawiam w kolejnym rozdziale.

W miarę możliwości starałem się wykonywać zdjęcia kalibracyjne przed i po obserwacjach. W przypadku dobrej pogody zdjęcia flatfield wykonywane były na niebie zaraz po zachodzie lub zaraz przed wschodem Słońca. W przypadku pochmurnej pogody wykonywałem również zdjęcia flatfield kierując teleskop na biały ekran umieszczony pod kopułą, oświetlony rozproszonym światłem nieba (kopuła ustawiona w kierunku przeciwnym niż wschodzące lub zachodzące Słońce) 3.4.



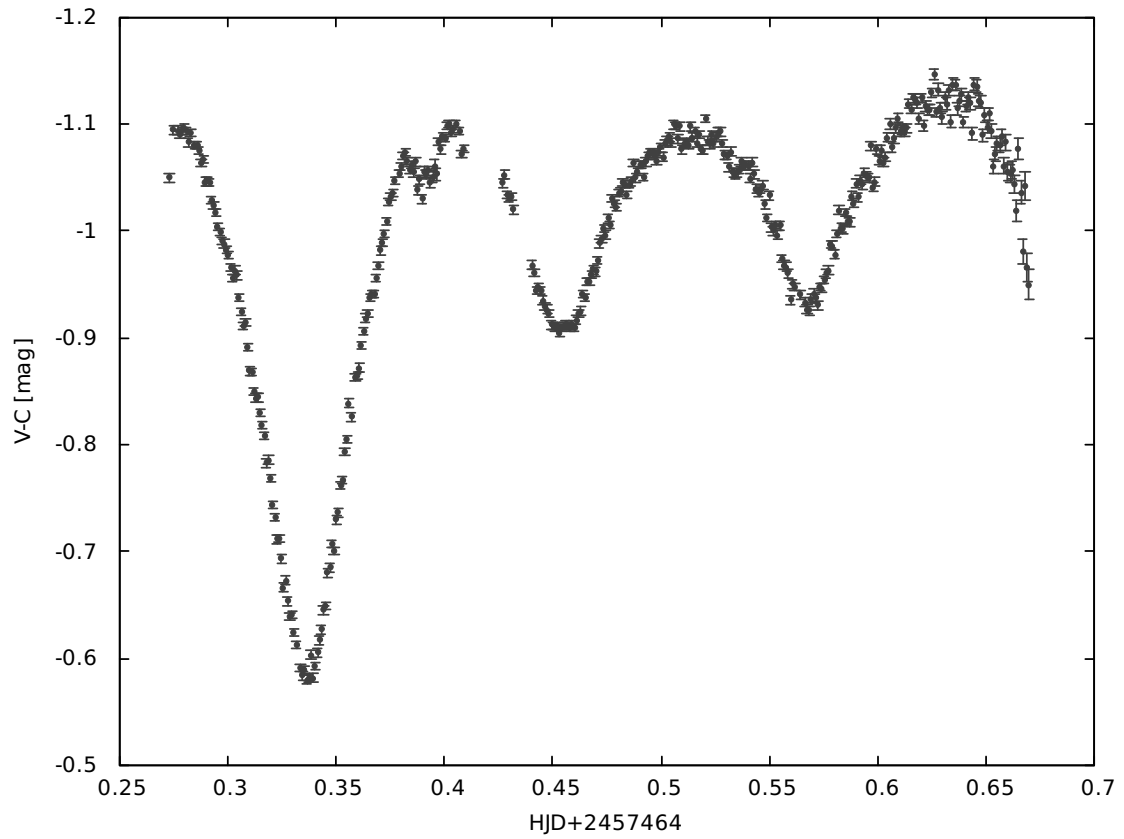
Rysunek 3.4. Teleskop ustawiony do wykonywania zdjęć flatfield na ekranie oświetlonym światłem rozproszonym.

W przypadku wykonywania dwóch serii zdjęć kalibracyjnych, połowę zdjęć z danej nocy redukowałem przy wykorzystaniu wieczornych zdjęć flatfield, a drugą z wykorzystaniem porannych zdjęć. Pozwoliło to między innymi na lepsze uwzględnienie wpływu zmian ustawienia ogniska podczas nocy na zmianę obrazu flatfield.

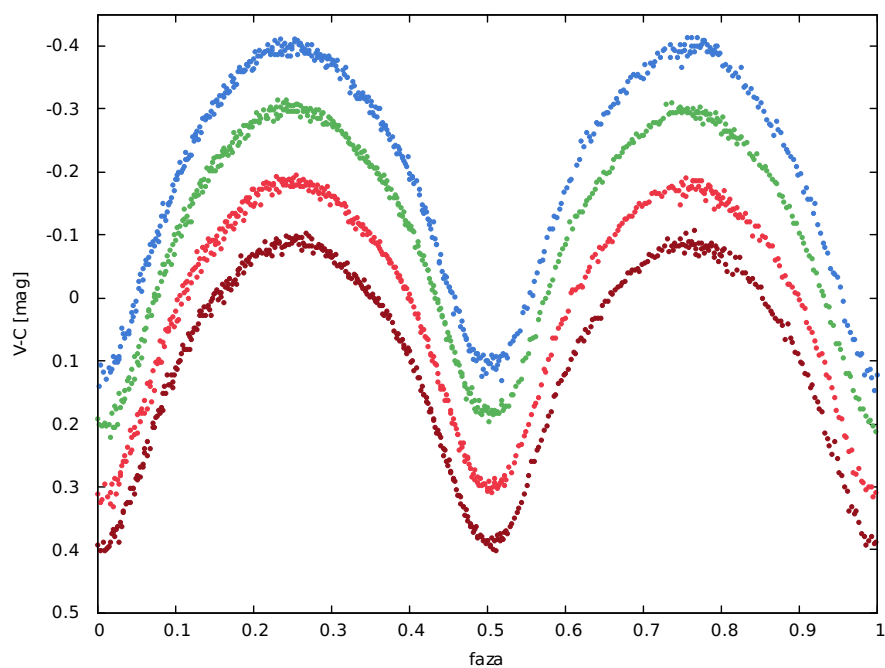
Od początku 2016 roku do końca sierpnia, wykonałem za pomocą teleskopu Celestron 11" 25 obserwacji, podczas których zebrałem około 70 Gb danych, głównie dla układów podwójnych zaćmieniowych. Dużą część tych obserwacji wykonywałem w ramach testów sprzętu, przez co uzyskane krzywe zmian blasku często są niekompletne, szczególnie dla obserwacji z początku roku. Teleskop działa obecnie w trybie zdalnym, jednak nie w trybie zrobotyzowanym - konieczna jest stała kontrola prze-

biegu obserwacji, ręczne zadawanie pozycji kopuły i wprowadzanie korekt położenia teleskopu.

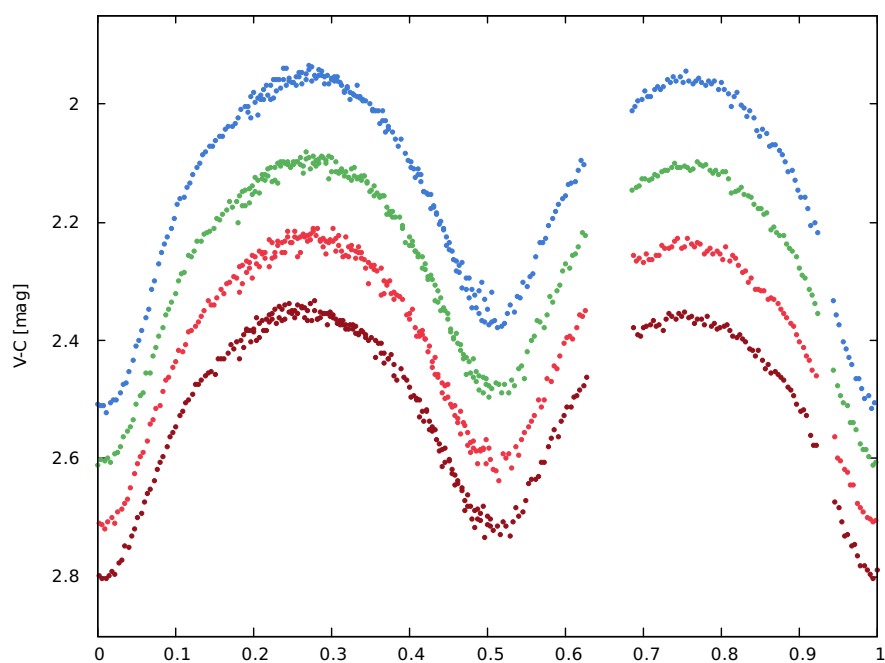
Poniższe wykresy przedstawiają uzyskane przeze mnie przykładowe krzywe zmian blasku.



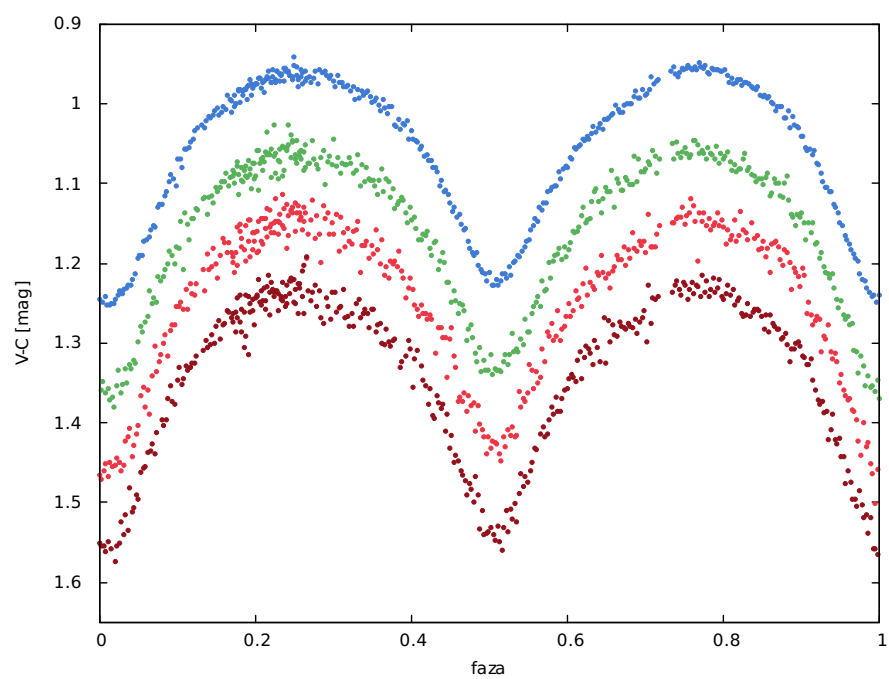
Rysunek 3.5. Krzywa zmian blasku w filtrze V, dla obiektu TYC 3807-759-1/2. Są to dwa, nakładające się układy podwójne, prawdopodobnie związane grawitacyjne. Teleskop o średnicy około 1m umożliwia rozdzielenie obu układów. Obserwacje spektroskopowe wykazały również istnienie czwartego składnika [13].



Rysunek 3.6. Krzywa zmian blasku w filtrach BVRI, dla układu TYC 4070-2215-1.
Jasność V: 11.16 mag [5], Okres: 0.43784 dnia [19].



Rysunek 3.7. Krzywa zmian blasku w filtrach BVRI, dla układu TYC 3492-1272-1.
Jasność V: 10.06 mag [5], Okres: 0.265629 dnia [20].



Rysunek 3.8. Krzywa zmian blasku w filtrach BVRI, dla układu TYC 3656-114-1.
 Jasność V: 9.41 mag [5], Okres: 0.272491 dnia [15].

4. Analiza wybranych układów podwójnych

4.1. Wybór obiektów

Wyboru obiektów do dokładniejszej analizy dokonałem w oparciu o poniższe kryteria:

- minimalna jasność około 10-11 mag,
- okres umożliwiający zaobserwowanie pełnego przebiegu krzywej zmian blasku w ciągu kilku bliskich sobie nocy,
- dobra widoczność na przełomie lipca i sierpnia.

Zdecydowałem się na skorzystanie z bazy ciasnych układów podwójnych, wykonanej przez Bartłomieja Dębskiego [12], która pozwala na łatwą selekcję obiektów przy uwzględnieniu powyższych kryteriów. Baza zawiera obiekty o jasnościach R do 15 mag oraz okresach do 1 dnia. Są to obiekty o krzywych zmian blasku typu EW (W UMa), nie posiadające wielobarwnych danych fotometrycznych, możliwe do obserwowania w Krakowie.

Zdecydowałem się na obserwacje dwóch obiektów: TYC 2068-984-1 oraz TYC 2798-1339-1, oznaczonych we wspomnianej bazie numerami kolejno KR00030 i KR00071. Poniższa tabela przedstawia zestawienie podstawowych danych dotyczących obu obiektów.

TYC	Oznaczenie w bazie	RA (J2000)	DEC (J2000)	Jasność V
2068-984-1	KR00030	00:57:30.90	+37:38:19.13	10.98 mag
2798-1339-1	KR00071	17 07 31.37	+28 02 31.29	8.91 mag

Tabela 4.1. Podstawowe dane dotyczące analizowanych obiektów. Źródło: baza Simbad [5].

KR00030 jest obiektem stosunkowo słabym, o jasności V prawie 11 mag, będącym zatem na granicy przyjętego przeze mnie kryterium jasności. Wybrałem go jednak w pełni świadomie chcąc sprawdzić zasięg spektrografu. Okres układu wynosi 0.359617 dnia [21].

KR00071 jest układem znacznie jaśniejszym, o nieco dłuższym okresie 0.398569 dnia [16]. Obiekt obserwowany był przez przegląd Rosat All Sky Survey (RASS) [14], gdzie zidentyfikowano go jako źródło promieniowania rentgenowskiego (1RXS J170731.0+280222). Ze względu na dużą jasność obserwowany był przez optyczne przeglądy nieba, między innymi All Sky Automated Survey (ASAS) [17] oraz ROTSE (Robotic Optical Transient Search Experiment) [18] [15]. KR00071 znajduje się również w katalogu jasnych układów podwójnych kontaktowych stworzonym przez Gettela i in. 2006 [16], gdzie wykorzystano dane ze wspomnianego przeglądu ROTSE oraz fotometrię w bliskiej podczerwieni uzyskaną przez projekt Two Micron All Sky Survey (2MASS).

4.2. Obserwacje spektroskopowe

Obserwacje spektroskopowe wykonałem w sierpniu 2016 roku, przy wykorzystaniu spektrografu 10C zamocowanego do 35-centymetrowego teleskopu systemu Maksutowa. Poniższa tabela przedstawia zestawienie wykonanych obserwacji.

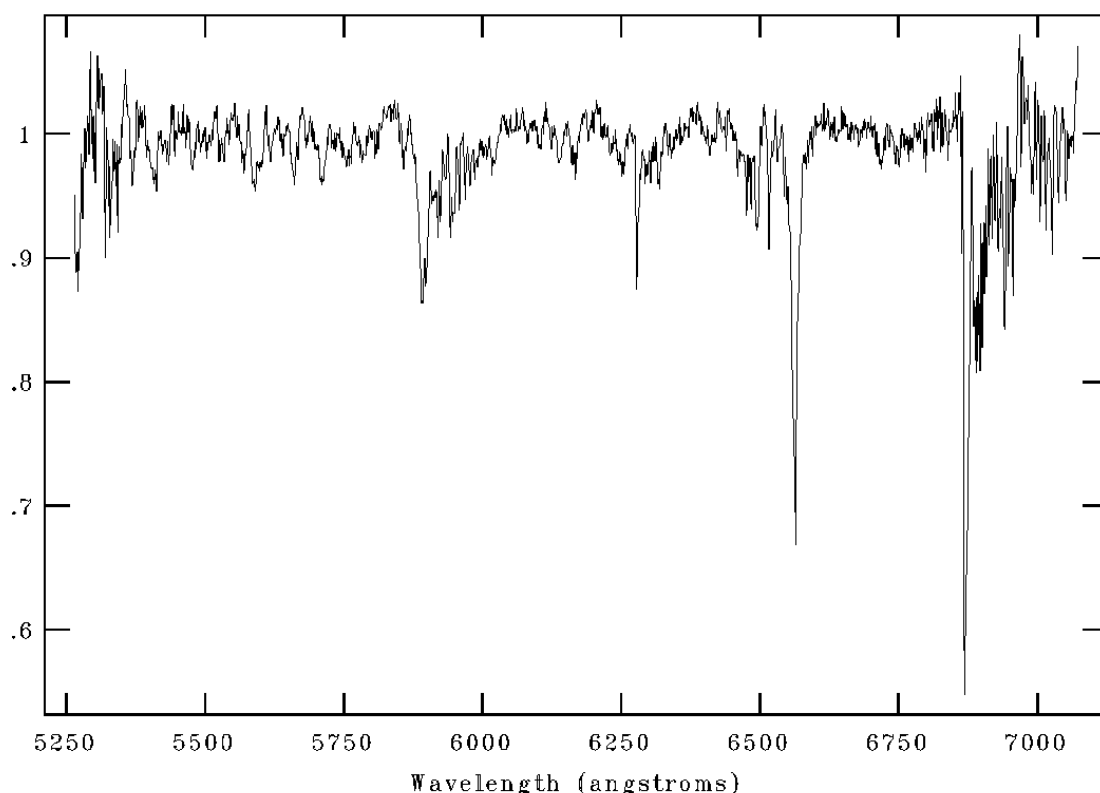
Data	Obiekty	Siatka dyfrakcyjna	Szczelina	Zakres
06.08.2016 r.	KR00030	600 rys/mm	50 μm	4500-7500 Å
13.08.2016 r.	KR00030, KR00071	600 rys/mm	50 μm	4500-7500 Å
18.08.2016 r.	KR00030, KR00071	1200 rys/mm	50 μm	5400-7000 Å
19.08.2016 r.	KR00030, KR00071	1200 rys/mm	50 μm	5400-7000 Å
24.08.2016 r.	KR00030, KR00071	1200 rys/mm	100 μm	5400-7000 Å
25.08.2016 r.	KR00030, KR00071	1200 rys/mm	50 μm	5400-7000 Å

Tabela 4.2. Zestawienie wykonanych obserwacji spektroskopowych.

Początkowe obserwacje prowadziłem z wykorzystaniem siatki 600 rys/mm. Czasy naświetlania dla KR00030 wynosiły 30 minut, natomiast dla KR00071 20 minut. Po wykonaniu redukcji i próby uzyskania krzywej prędkości radialnych z wykorzystaniem metody korelacji wzajemnej, dane te nie wykazywały obecności dwóch składników. Zdecydowałem się zatem na użycie siatki 1200 rys/mm. Zakres obserwowanego widma został ustawiony na czerwoną część, ponieważ jest ona znacznie lepiej kalibrowana (w części czerwonej widma kalibracyjnego znajduje się znacznie więcej linii, co opisuję w rozdziale 2). Wiązało się to jednak ze znacznym pogorszeniem stosunku S/N. Czasy naświetlania dla KR00030 wynosiły 40 minut, natomiast dla KR00071 30 minut.

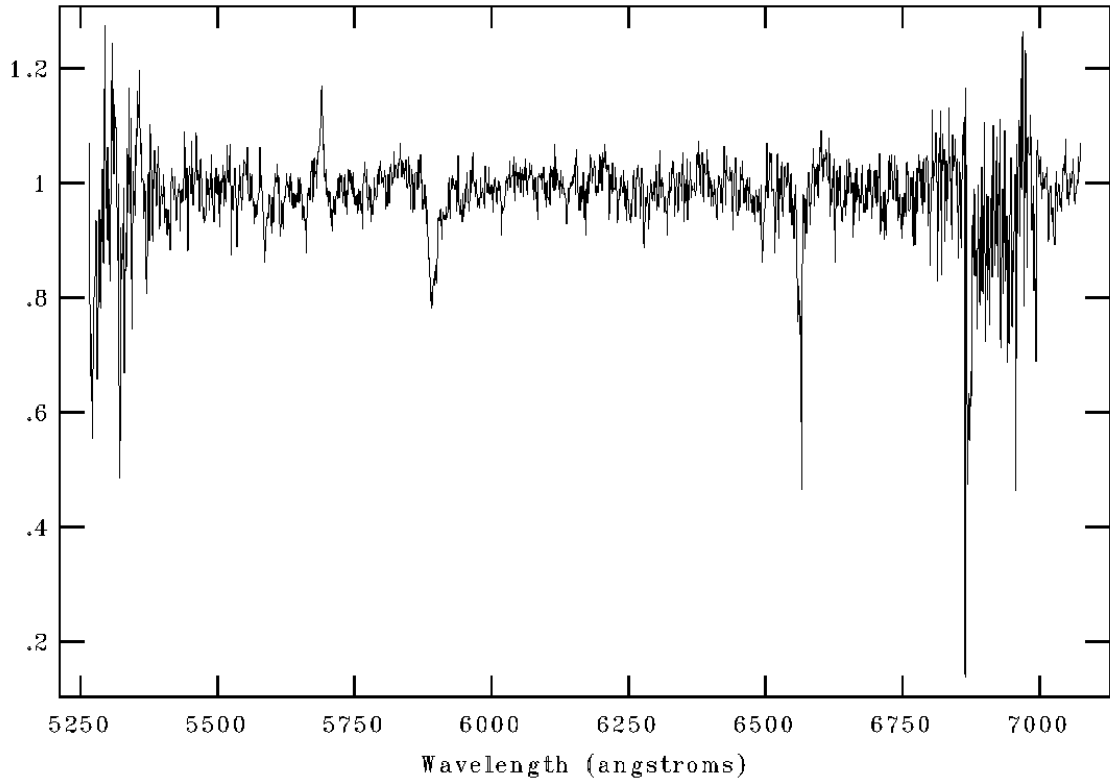
Podjąłem również próbę obserwacji z zastosowaniem szerszej szczeliny 100 μm . Nie poskutkowało to jednak polepszeniem stosunku sygnału do szumu, a jedynie spadkiem zdolności rozdzielczej, w związku z czym przy kolejnych obserwacjach powróciłem do stosowanej wcześniej szczeliny 50 μm .

Poniższe wykresy przedstawiają uśrednione z wielu zdjęć, zredukowane widma, ze znormalizowanym do jedynki kontinuum, dla siatki 1200 rys/mm. Widać, że widmo KR00030 jest silnie zaszumione, będąc na granicy zasięgu stosowanego zestawu obserwacyjnego. W obu widmach widoczne są silne linie telluryczne powyżej 6800 Å.



Rysunek 4.1. Uśrednione widmo układu KR00071.

Po wizualnej inspekcji pojedynczych linii w widmach KR00071, zauważyłem systematyczną zmianę położenia widma w kierunku krótszych długości fali, z każdą kolejną ekspozycją. Prawdopodobnie było to spowodowane przez ręczne wprowadzanie korekt prowadzenia teleskopu. Układ KR00071 obserwowany był w pierwszej połowie nocy, od wysokości 70° do około 25° nad horyzontem. Ze zmniejszającą się wysokością konieczne były coraz większe korekty prowadzenia, za każdym razem w tym samym kierunku. Mogło to powodować przesuwanie się obrazu gwiazdy w szczelinie (przez większość czasu ekspozycji gwiazda znajdowała się przy jednej z krawędzi szczeliny), a co za tym idzie przesuwanie się widma obiektu względem widm



Rysunek 4.2. Uśrednione widmo układu KR00030.

kalibracyjnych. Maksymalne przesunięcie widma wynosiło około $1 \text{ \AA}$. Podjąłem próbę zniwelowania tego efektu poprzez wprowadzenie korekty kalibracji długości fali w oparciu o linie telluryczne widoczne w czerwonej części widm.

Udało mi się zidentyfikować tylko jedną linię telluryczną O_2 (około $6955 \text{ \AA}$), której profil był dobrze widoczny we wszystkich widmach obiektu. Względem tej linii wyznaczyłem poprawki w długości fali, o które przesuwalem poszczególne widma przy pomocy tasku **specshift** pakietu IRAF. Wyznaczanie poprawek w oparciu o położenie jednej linii nie jest bardzo dokładne, jednak skutecznie niweluje opisywany systematyczny błąd kalibracji.

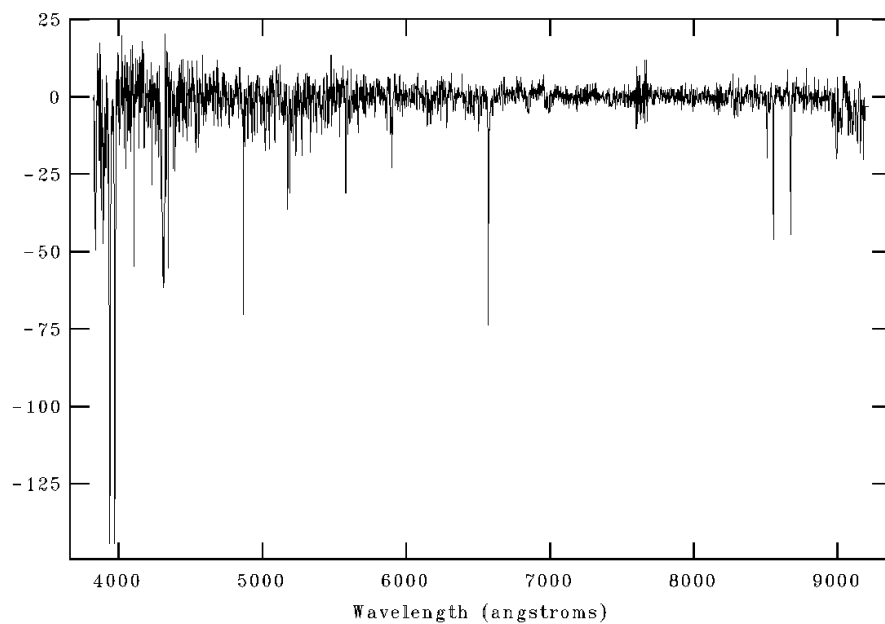
W przypadku KR00030 zaszumienie pojedynczych widm było na tyle duże, że uwzględnienie tej poprawki nie było możliwe. Układ ten był jednak obserwowany dla znacznie wyższych wysokości nad horyzontem, dzięki czemu wprowadzane poprawki prowadzenia teleskopu były znacznie mniejsze.

4.3. Pomiar prędkości radialnych

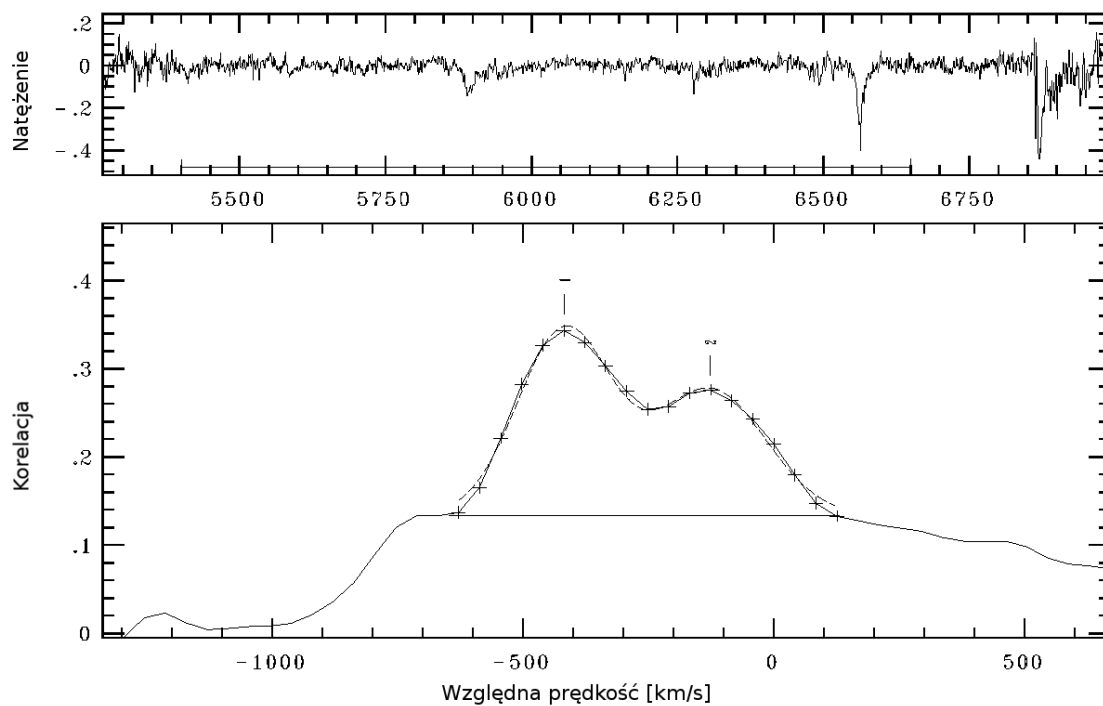
4.3.1. Metoda korelacji wzajemnej

Istnieje wiele metod wyznaczania prędkości radialnych gwiazd. Jedną z najpopularniejszych metod jest pomiar położenia poszczególnych linii w widmie obiektu, a następnie porównanie ich z wartościami laboratoryjnymi. Inną metodą pomiaru prędkości radialnych jest metoda korelacji wzajemnej (cross-correlation), która polega na sprawdzaniu korelacji między widmem obiektu, a widmem porównania (tzw. template). Widmo porównania przeskalowywane jest liniowo w długości fali względem badanego widma i dla każdego kroku liczona jest korelacja między dwoma widmami, czego wynikiem jest funkcja obrazująca przebieg wartości korelacji. W tej metodzie kluczową rolę odgrywa odpowiedni dobór widma porównania, którym może być widmo innej gwiazdy lub widmo syntetyczne. W przypadku układów podwójnych z widocznym jednym składnikiem, widmem porównania może być również widmo badanego układu powstałe przez uśrednienie widm dla różnych faz po przeskalowaniu biorącym pod uwagę wstępnie wyznaczoną krzywą prędkości radialnych. Porównanie obu metod, wraz z opisem mniej popularnej metody odbicia lustrzanego "mirroring method" wykonane zostało w pracy S. Parimuchy i P. Skody 2007 [22]. Swoje dane przeanalizowałem metodą korelacji wzajemnej, którą wykonałem w pakiecie IRAF, za pomocą tasku **fxcor**. Dla obu obserwowanych obiektów testowałem liczne widma porównania, zarówno syntetyczne jak i obserwacyjne. Najlepsze rezultaty i największą korelację w maksimum uzyskałem dla widma gwiazdy typu G, udostępnionego przez projekt Sloan Digital Sky Survey (SDSS) [30] (Rys. 4.3). Typ widmowy KR00071 dostępny w literaturze to F8 [5], natomiast dla KR00030 nie został on jeszcze wyznaczony.

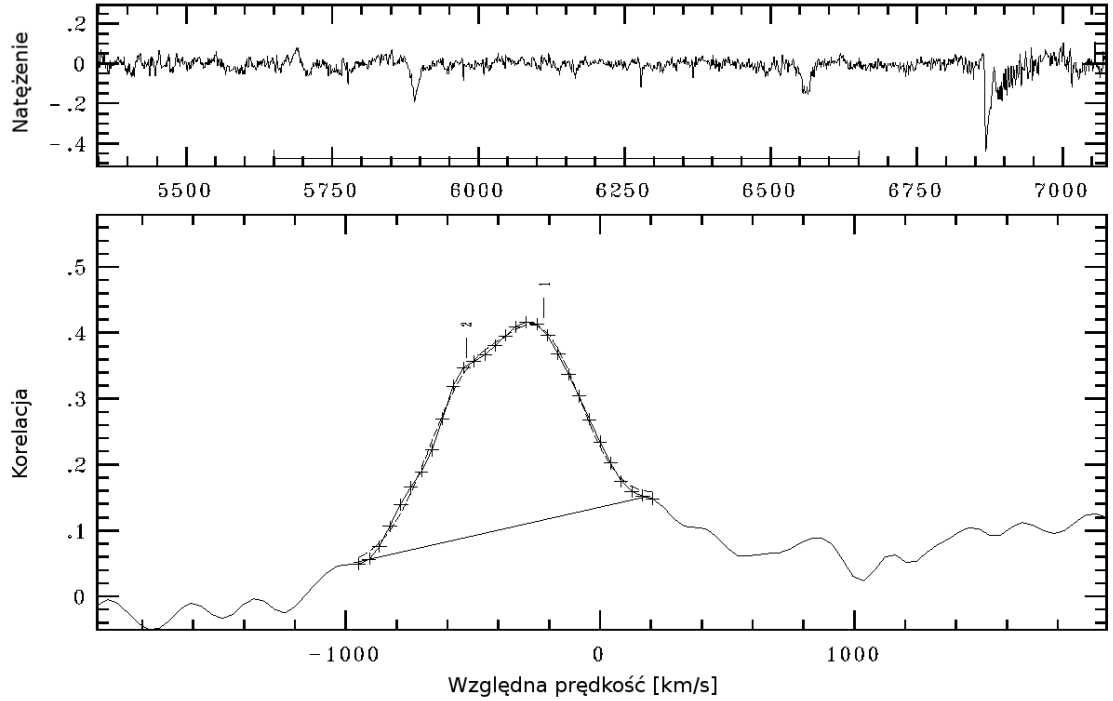
W procesie korelacji wzajemnej wykorzystywałem tylko fragment widma z zakresu od 5400 Å do 6650 Å, pomijając obszary z licznymi liniami tellurycznymi oraz niebieski skraj obserwowanego zakresu widma, dla którego szum jest wyraźnie większy. Dla obu obiektów udało się rozdzielić oba składniki układu, przy czym w przypadku KR00030 wyznaczenie położenia maksimum funkcji korelacyjnej było znacznie trudniejsze. Poniższe wykresy 4.4 i 4.5 przedstawiają fragment funkcji korelacji w otoczeniu jej maksimum, dla widma wykonanego w okolicach fazy orbitalnej 0.25 (okolice maksimum jasności układu oraz maksimum prędkości radialnej obu składników).



Rysunek 4.3. Widmo porównania (template) gwiazdy typu G, które korelowałem z widmami analizowanych układów KR00030 i KR00071.



Rysunek 4.4. Fragment funkcji korelacji z dopasowanymi dwoma maksimami dla fazy orbitalnej 0.22354 układu KR00071.



Rysunek 4.5. Fragment funkcji korelacji z dopasowanymi dwoma maksimami dla fazy orbitalnej 0.24763 układu KR00030.

4.3.2. Wyznaczanie krzywej prędkości radialnych i stosunku mas q

Celem oszacowania stosunku mas q obserwowanych układów podwójnych, do otrzymanych z korelacji wzajemnej krzywych prędkości radialnych dopasowałem dwie sinusoidy dane równaniami:

$$\begin{aligned} f_1(x) &= a_1 \sin(2\pi x + c) + d \\ f_2(x) &= a_2 \sin(2\pi x + c) + d \end{aligned} \quad (4.1)$$

W rzeczywistości przebieg krzywej prędkości radialnych jest znacznie bardziej skomplikowany, jednak przy takiej precyzji poszczególnych punktów sinusoida jest dobrym przybliżeniem. Wyznaczone krzywe prędkości radialnych wraz z dopasowanymi funkcjami przedstawiają Rysunki 4.6 oraz 4.7, natomiast parametry dopasowań przedstawione są w tabeli 4.4. Stosunek mas q można wyrazić jako stosunek amplitud funkcji dopasowanych do krzywych prędkości radialnych dla pierwszego i drugiego składnika, czyli stosunek maksymalnych prędkości radialnych układu ([23]).

Przyjmując, że maksymalna prędkość radialna obu składników wynosi odpowiednio v_1 i v_2 , a ich masy M_1 i M_2 można zapisać:

$$q = \frac{M_2}{M_1} = \frac{|v_1|}{|v_2|} = \frac{|a_1|}{|a_2|} \quad (4.2)$$

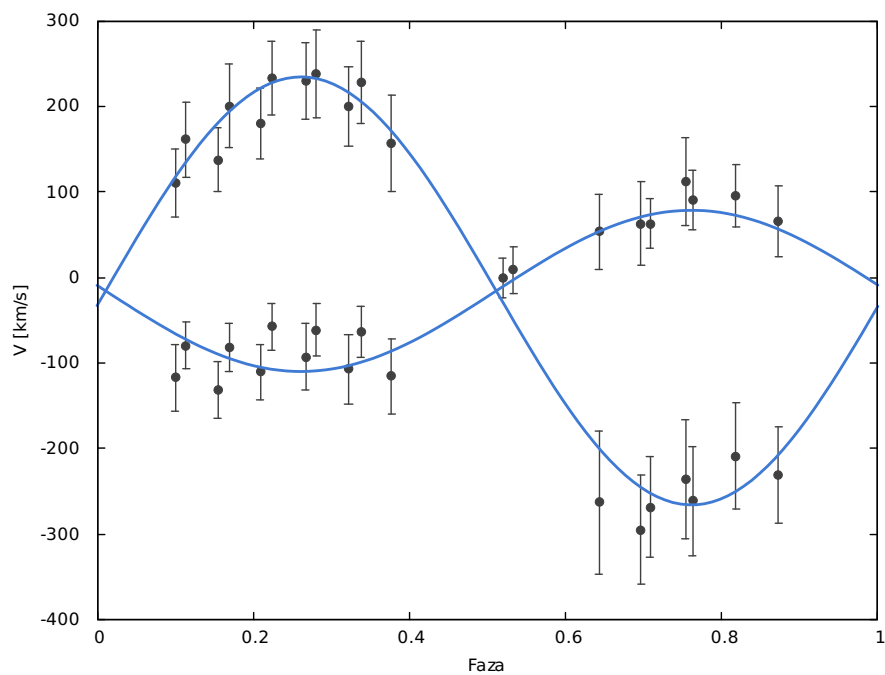
Tabela 4.3 przedstawia otrzymane wartości stosunku mas q dla obu układów. W przypadku KR00030 otrzymany stosunek mas q powinien być większy od jedynki, co może oznaczać, że gorętszy składnik układu jest mniej masywny (krzywe prędkości radialnych sfazowane zostały zgodnie z efemerydą z danych fotometrycznych). Parametr q zadany w modelowaniu powinien jednak zawierać się w przedziale od 0 do 1, dlatego w tym przypadku przyjąłem jego odwrotność równą 0.68, co nie wpływa na wynik modelowania, a jedynie na przesunięcie w fazie modelowej krzywej prędkości radialnych o 0.5.

Obiekt	Wartość q	Błąd
KR00071	0.376	0.046
KR00030	0.68	0.15

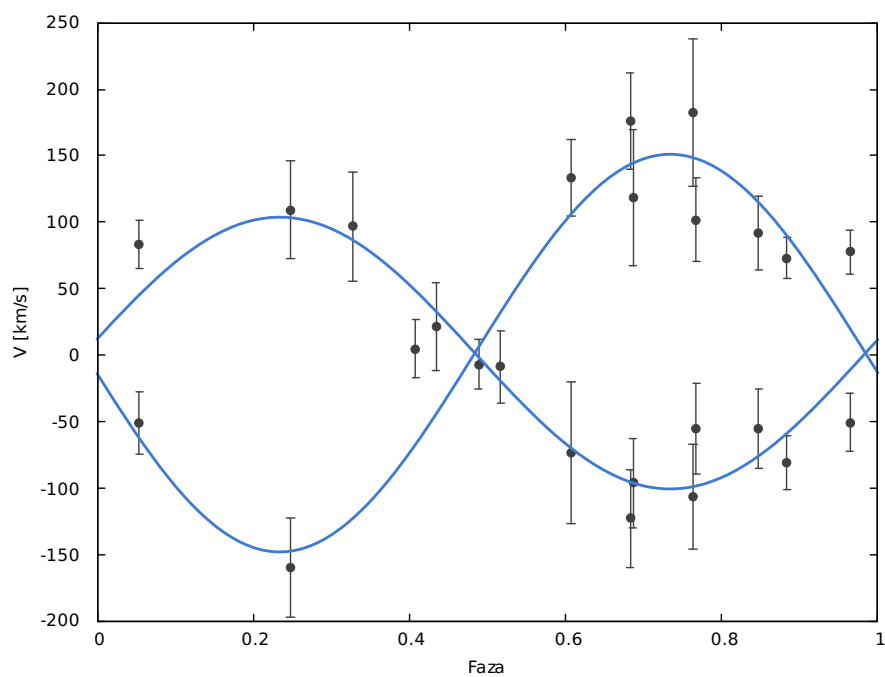
Tabela 4.3. Wyznaczone z krzywych prędkości radialnych szacunkowe wartości stosunków mas q .

	KR00071		KR00030	
Parametr	Wartość	Błąd	Wartość	Błąd
a_1	-94.2	8.4	-149	14
a_2	250.2	8.7	102	12
c	-0.069	0.095	0.102	0.075
d	-15.8	5.1	1.6	6.9

Tabela 4.4. Parametry otrzymane z dopasowania sinusoidy 4.1 do krzywej prędkości radialnych dla obu składników układów KR00071 i KR00030.



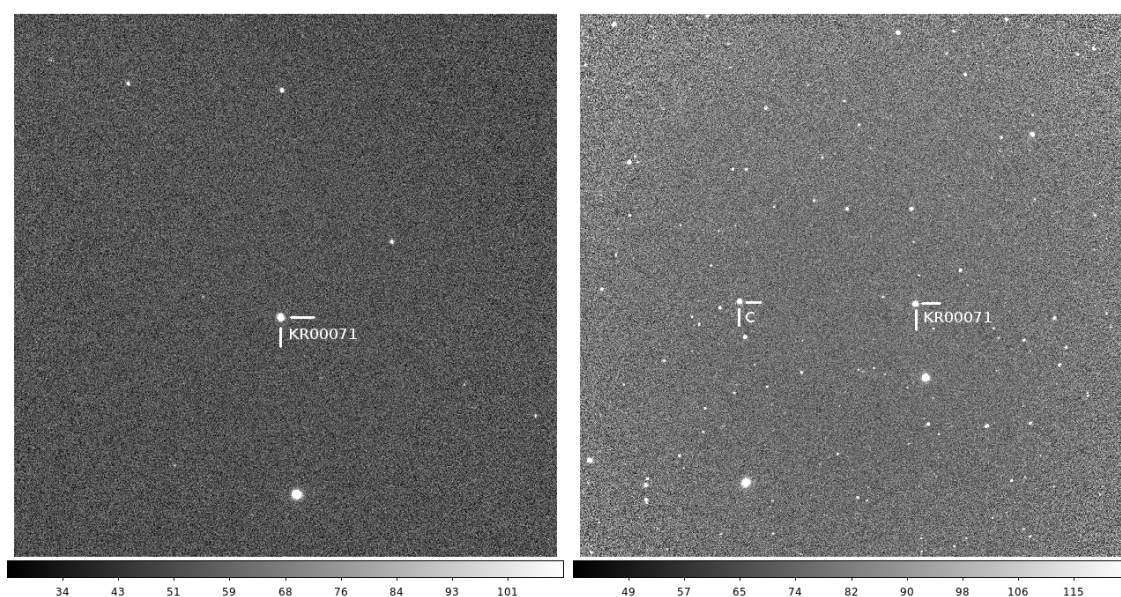
Rysunek 4.6. Obserwowana krzywa prędkości radialnych wraz z dopasowaną sinusoidą dla układu KR00071.



Rysunek 4.7. Obserwowana krzywa prędkości radialnych wraz z dopasowaną sinusoidą dla układu KR00030.

4.4. Obserwacje fotometryczne

Obserwacje fotometryczne obu obiektów wykonałem od 6 do 26 sierpnia 2016 roku (8 nocy obserwacyjnych), teleskopem Celestron 11", wyposażonym w reduktor ogniskowej, zmieniający światłość teleskopu z $f/10$ na $f/6.3$. Zdecydowałem się na zastosowanie reduktora, ponieważ gwiazda porównania dla KR00071 znajdowała się poza zasięgiem oryginalnego pola widzenia teleskopu, wynoszącego około $15' \times 15'$. Po zastosowaniu reduktora pole zwiększa się do około $30' \times 30'$, jednakże brzegi pola obciążone są silnym winietowaniem. Efekt ten da się jednak dobrze zredukować dzięki zdjęciom płaskiego pola (flatfield). Poniższy rysunek 4.8 przedstawia zdjęcia KR00071 przed i po zastosowaniu reduktora.



Rysunek 4.8. Zredukowane zdjęcia KR00071 przed (lewy panel) i po (prawy panel) zastosowaniu reduktora ogniskowej. Literą "c" oznaczona jest gwiazda porównania.

Gwiazdy porównania wybrałem w oparciu o jasność V, kolor B-V oraz odległość od gwiazdy zmiennej. Poniższe tabele zawierają podstawowe informacje dotyczące wybranych gwiazd porównania oraz gwiazd zmiennych.

Obiekt	TYC	RA (J2000)	DEC (J2000)	Jasność V	Kolor B-V
KR00071	2068-984-1	17 07 31.37	+28 02 31.29	8.91 mag	0.48
Porównania	2068-960-117	08 22.82	+28 02 18.31	9.37 mag	0.40

Tabela 4.5. Podstawowe dane dotyczące KR00071 oraz dobranej gwiazdy porównania. Źródło: baza Simbad [5].

Obiekt	TYC	RA (J2000)	DEC (J2000)	Jasność V	Kolor B-V
KR00030	2798-1339-1	00 57 30.90	+37 38 19.13	10.98 mag	0.46
Porównania	2798-1398-1	00 57 34.95	+37 33 46.65	10.77 mag	0.62

Tabela 4.6. Podstawowe dane dotyczące KR00030 oraz dobranej gwiazdy porównania. Źródło: baza Simbad [5].

Dane zostały sfazowane zgodnie z efemerydą: $M_0 = 2457585.440 + 0.398569$ dla KR00071 [16] oraz $M_0 = 2457591.530 + 0.359617$ dla KR00030 [21]. Wyniki fotometrii uzyskane z programu C-Munipack podane są w różnicy magnitud między gwiazdą zmienną, a gwiazdą porównania (typowy błąd pomiaru wynosił około 0.005 mag). Do modelowania wymagane są krzywe zmian blasku wyrażone w strumieniu, znormalizowane do jedynki w pierwszym maksimum. Wartości strumienia dla każdego punktu pomiarowego wyliczyłem ze wzoru Pogsona:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10}\left(\frac{I_1}{I_2}\right) \quad (4.3)$$

gdzie m_1 i m_2 są jasnościami wyrażonymi w magnitudo, a I_1 i I_2 są jasnościami wyrażonymi w jednostkach strumienia.

Ze względu na możliwą aktywność plamotwórczą układów, powodującą fluktuacje kształtu krzywej zmian blasku w czasie, zdecydowałem się wykorzystać do dalszej analizy dane zebrane w jak najkrótszym odstępie czasu. W przypadku KR00071 były to obserwacje zebrane w ciągu dwóch nocy 24/25 i 25/26 sierpnia, natomiast w przypadku KR00030 była to jedna noc 26/27 sierpnia.

4.5. Modelowanie

4.5.1. Opis metody modelowania

Modelowanie krzywych zmian blasku wybranych układów zaćmieniowych przeprowadziłem przy wykorzystaniu zmodyfikowanego kodu Wilsona-Devinney’a, bazującego na geometrii Roche’a. Geometria ta opisuje kształt powierzchni stałego potencjału dla układu dwóch punktowych ciał rotujących wokół wspólnego środka masy. Okazuje się, że założenie punktowych mas w przypadku gwiazd jest dobrym przybliżeniem, a powierzchnie stałego potencjału dobrze opisują kształt gwiazd w układach podwójnych. Przy założeniu kołowej orbity układu, możemy wprowadzić pięć punktów Lagrange’a (punktów dla których $\nabla\Omega = 0$, gdzie Ω jest potencjałem efektywnym), przy czym przy opisie układów podwójnych kluczowe są dwa punkty:

- L_1 znajdujący się pomiędzy dwiema gwiazdami, przez który przechodzą największe oddzielne dla obu gwiazd powierzchnie stałego potencjału. Wyznacza on tzw. wewnętrzną powierzchnię Lagrange’a oraz powierzchnie Roche’a (Roche lobes) obu składników.
- L_2 znajdujący się za mniej masywnym składnikiem, na linii przechodzącej przez oba składniki, wyznaczający zewnętrzną powierzchnię Lagrange’a.

Punkt L_1 jest szczególnie istotny przy opisie rozdzielania składników układu podwójnego. Jeżeli jeden ze składników wypełnia swoją powierzchnię Roche’a, to następuje przepływ masy do drugiego składnika przez punkt L_1 i taki układ nazywamy półrozdzielonym. W przypadku gdy obie gwiazdy wypełniają swoje powierzchnie Roche’a mówimy o układzie kontaktowym, natomiast układ jest rozdzielony, gdy obie gwiazdy nie osiągną swoich powierzchni Roche’a. Punkt L_2 opisuje natomiast maksymalne rozmiary układu podwójnego. W przypadku wypełnienia zewnętrznej powierzchni Lagrange’a materia może opuszczać układ właśnie przez punkt L_2 . Jeżeli wartości potencjału na wewnętrznej i zewnętrznej powierzchni Lagrange’a oznaczmy jako kolejno Ω_w i Ω_z to możemy zdefiniować współczynnik wypełnienia (fill-out factor) dla układu o potencjale Ω :

$$f = \frac{\Omega_w - \Omega}{\Omega_w - \Omega_z} \quad (4.4)$$

Widać więc, że warunek na istnienie układu kontaktowego to $1 > f > 0$ lub $\Omega_z < \Omega < \Omega_w$. W przypadku układów rozdzielonych $\Omega_w < \Omega$, a współczynnik wypełnienia $f < 0$. Wartości potencjałów dla zewnętrznej i wewnętrznej powierzchni Lagrange’a zależą tylko od stosunku mas q .

W kodzie Wilsona-Devinney’a (W-D) do opisu kształtu powierzchni gwiazd układu podwójnego wykorzystywane są właśnie powierzchnie stałego potencjału Roche’a. Zasada działania kodu jest następująca:

1. Konstrukcja modelu układu w oparciu o zadane parametry startowe,
2. Obrót modelu układu o zadany krok i wyznaczenie obserwowanej jasności dla danej fazy,
3. Konstrukcja modelowej krzywej zmian blasku i porównanie jej z krzywą obserwacyjną,
4. Niewielka zmiana parametrów układu i ponowna konstrukcja modelu,
5. Ponowne wyznaczenie krzywej modelowej i porównanie z danymi obserwacyjnymi.
6. Powtórzenie kroków 4 i 5, aż do uzyskania zadowalającej zgodności modelu z obserwacjami.

Kod W-D dopasowuje następujące parametry układu:

- Inklinacja i
- Temperatura pierwszego składnika T_1
- Temperatura drugiego składnika T_2
- Potencjał pierwszego składnika Ω_1
- Potencjał drugiego składnika Ω_2
- Stosunek mas układu q
- Ekscentryczność orbity
- Przesunięcie w fazie P_s
- Wartość skalująca jasność pierwszego składnika L_1
- Wartość skalująca jasność drugiego składnika L_2
- Parametr trzeciego światła

Możliwe jest również uwzględnienie plam przez wprowadzenie dodatkowych parametrów:

- Położenie plamy
- Współczynnik temperatury (stosunek temperatury plamy do temperatury otaczającej fotosfery)
- Rozmiar plamy

Oryginalny kod Wilsona-Devinney’a ([24], [25], [26], [27]) korzysta z metody poprawek różniczkowych (DC - Differential Correction). W tej pracy korzystałem ze zmodyfikowanej wersji tego kodu, w której do poszukiwania najlepszego rozwiązania używana jest metoda Monte Carlo [28]. W metodzie tej, w każdej iteracji losowane są wartości parametrów z zadanych zakresów, zapisywane następnie do listy rozwiązań. Po wykonaniu zadanej ilości iteracji odrzucane jest rozwiązanie obciążone największym błędem, przez co wylosowane zestawy parametrów zbliżają się do najlepszego rozwiązania. Aby przyspieszyć działanie programu zakresy poszukiwań parametrów są dodatkowo zawężane. Metoda ta nie wymaga zadania parametrów startowych jak ma to miejsce w przypadku metody DC, ale kluczowe jest tutaj ograniczenie ilości wolnych parametrów dopasowania oraz ustawienie odpowiednich zakresów poszukiwania.

Dla obu analizowanych układów wykonałem po dwa modelowania:

- ze stosunkiem mas q jako wolnym parametrem,
- z ustalonym stosunkiem mas q , wyznaczonym z krzywej prędkości radialnych

W obu przypadkach jednocześnie modelowane były dane fotometryczne we wszystkich filtrach.

Temperatury głównych składników obu układów oszacowałem z koloru B-V [29]. Skorzystałem z danych dostępnych w bazie Simbad [5] oraz ze wzoru:

$$T_1 = 4600 \left(\frac{1}{0.92(B - V) + 1.7} + \frac{1}{0.92(B - V) + 0.62} \right) \quad (4.5)$$

Zakres temperatur drugiego składnika przyjąłem jako $T_2 = T_1 \pm 1000$ K.

W przypadku modelowania z ustalonym stosunkiem mas q , mogłem zawęzić ramy poszukiwań wartości potencjałów Ω_1 i Ω_2 . Tak jak wcześniej wspomniałem, korzystając z modelu Roche’a, dla danego q można wyliczyć minimalną wartość potencjału Ω_z (dla zewnętrznej powierzchni Lagrange’a) oraz maksymalną wartość dla układu kontaktowego, czyli Ω_w (dla wewnętrznej powierzchni Lagrange’a). Wyliczone wartości dla wyznaczonych przeze mnie stosunków mas q zawiera tabela 4.7. Kształty obserwowanych krzywych zmian blasku KR00071 i KR00030 wskazują, że z dużym prawdopodobieństwem są to układy kontaktowe. Chcąc jednak w modelowaniu uwzględnić również rozwiązania dla układów rozdzielonych przyjąłem nieco szerszy zakres, dopuszczając wartości potencjału większe od Ω_w . Tabele z dobranymi

Obiekt:	q	Ω_w	Ω_z
KR00071	0.38	2.6	2.41
KR00030	0.68	3.2	2.82

Tabela 4.7. Potencjały Ω_w i Ω_z wyznaczone dla poszczególnych stosunków mas q .

zakresami poszukiwań parametrów (4.8, 4.10) znajdują się w kolejnych paragrafach.

Aby ograniczyć liczbę dopasowywanych parametrów we wszystkich modelowaniach założyłem kołową orbitę oraz nie uwzględniałem obecności plam. Głównym wyznacznikiem obecności plam w kształcie krzywej zmian blasku jest różnica wysokości maksimów, czyli tzw. efekt O’Connella. W przypadku KR00071 jest on niezauważalny, zatem pominięcie plam w modelowaniu wydaje się sensowne. Dla KR00030 natomiast widoczny jest słaby efekt O’Connella, jednak również podjąłem próbę wymodelowania go bez obecności plam, aby uniknąć dodawania kolejnych trzech wolnych parametrów.

4.5.2. KR00071 (TYC 2068-984-1)

Krzywa zmian blasku układu KR00071 wykazuje wyraźne płaskie dno w drugim minimum. To dość mocno zawęża poszukiwania inklinacji układu oraz ułatwia wyznaczenie stosunku mas z fotometrii [32].

Pierwsze modelowanie (z poszukiwanym parametrem q) bardzo dobrze opisuje obserwowaną krzywą zmian blasku 4.9. Widoczne są jedynie niewielkie odstępstwa w

minimum głównym dla filtru B, natomiast w minimum wtórnym uwzględnione zostało płaskie dno. Otrzymany stosunek mas $q = 0.3423 \pm 0.0015$ zgadza się w granicach błędów z tym wyznaczonym ze spektroskopii (Tabela 4.3). Wynikiem modelowania jest również krzywa prędkości radialnych dla tego układu i jak widać na rysunku 4.11 ona również dobrze wpisuje się w dane obserwacyjne. Modelowa krzywa prędkości radialnych dla składnika o większej amplitudzie ma wyraźne przegięcie w okolicach fazy 0.5. Jest to efekt Rossitera-McLaughlina, obecnie intensywnie wykorzystywany przy badaniach egzoplanet [31].

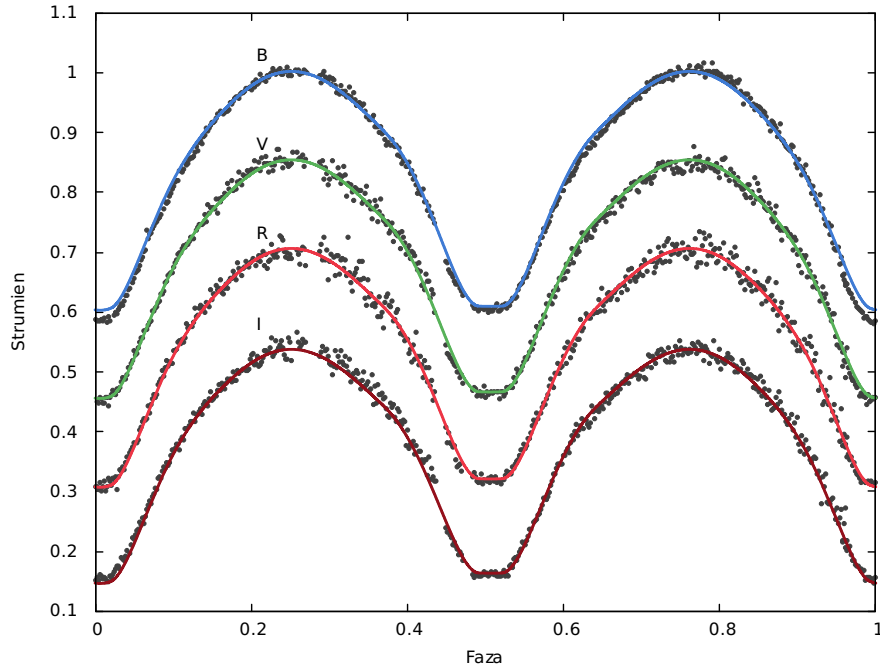
Pomimo, że pierwszy model dobrze opisał obserwowaną krzywą, postanowiłem wykonać drugie modelowanie z ustalonym stosunkiem mas, wyznaczonym ze spektroskopii. Model ten również dość dobrze opisuje dane obserwacyjne, jednak nie uwzględnia płaskiego dna w drugim minimum 4.10. Modelowa krzywa prędkości radialnych nie wykazuje już efektu Rossitera-McLaughlina. Obserwacyjne sprawdzenie obecności tego efektu jest trudne i wymaga znacznie dokładniejszych danych spektroskopowych, o lepszej zdolności rozdzielczej. W okolicach fazy 0.5 prędkość układu składników jest minimalna, co znacznie utrudnia rozdzielenie obu maksimów funkcji korelacji.

Widać więc, że w przypadku układów podwójnych z płaskim minimum, a co za tym idzie dużą inklinacją, bardzo dokładnie da się wyznaczyć stosunek mas układu z danych fotometrycznych. Zgadza się to z wynikami pracy Terrella i Wilsona z 2005 roku [32], którzy symulowali dokładność wyznaczenia stosunku mas q z fotometrii, dla układów o różnych inklinacjach.

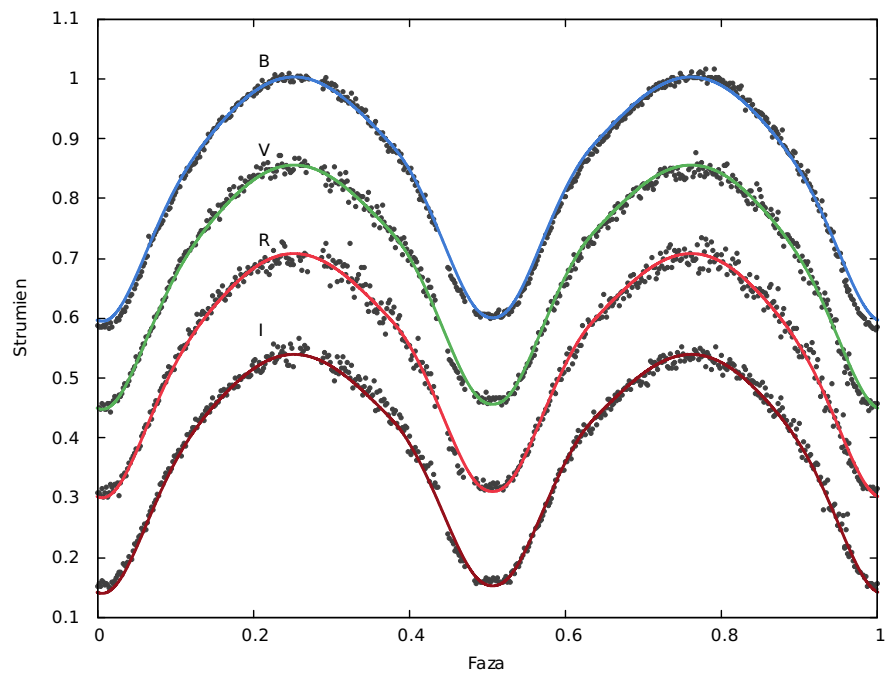
Zarówno z pierwszego jak i drugiego modelowania wynika, że układ KR00071 jest układem kontaktowym. Dla stosunku mas wyznaczonego z pierwszego modelowania, współczynnik wypełnienia układu wynosi $f = 0.21$. Wszystkie parametry dopasowania znajdują się w Tabeli 4.9.

	Model z poszukiwanym q	Model z ustalonym q
Parametr	Zakres poszukiwań	Zakres poszukiwań
i	$60^\circ - 90^\circ$	$60^\circ - 90^\circ$
T_1	6480 K	6480 K
T_2	5500 K - 7300 K	5500 K - 7300 K
Ω_1	1.8 - 4.0	2.41 - 3.00
Ω_2	1.8 - 4.0	2.41 - 3.00
q (m_2/m_1)	0.05 - 0.50	0.38
P_s	-0.02 - 0.02	-0.02 - 0.02
L_1	6 - 14	3 - 12

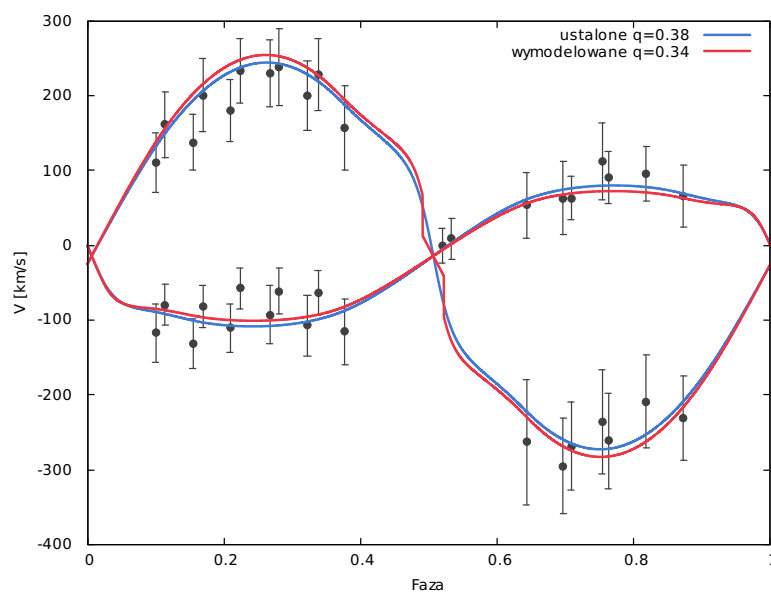
Tabela 4.8. Zakresy poszukiwań parametrów w modelowaniu układu KR00071.



Rysunek 4.9. Obserwowane krzywe zmian blasku oraz krzywe modelowe dla układu KR00071 (dopasowywany stosunek mas q).



Rysunek 4.10. Obserwowane krzywe zmian blasku oraz krzywe modelowe dla układu KR00071 (stosunek mas q wyznaczony ze spektroskopii).



Rysunek 4.11. Obserwowana krzywa prędkości radialnych oraz krzywe modelowe dla ustalonego i wymodelowanego stosunku mas q dla układu KR00071.

Parametr	Model z poszukiwanym q		Model z ustalonym q	
	Wartość	Błąd	Wartość	Błąd
i	81.53	0.11	79.191	0.057
T_1	6480	-	6480	-
T_2	6522.8	4.8	6481.2	4.2
Ω_1	2.5141	0.0037	2.58926	0.00035
Ω_2	2.5141	0.0037	2.58926	0.00035
q (m_2/m_1)	0.3423	0.0015	0.38	-
P_s	0.00640	0.00010	0.00661	0.00010
L_1 (B)	8.6574	0.0096	8.4017	0.0075
L_2 (B)	3.3905	0.0079	3.5847	0.0057
L_1 (V)	8.522	0.010	8.2658	0.0073
L_2 (V)	3.3315	0.0076	3.5301	0.0050
L_1 (R)	8.576	0.011	8.3410	0.0089
L_2 (R)	3.3977	0.0089	3.5648	0.0080
L_1 (I)	8.6216	0.0098	8.3724	0.0078
L_2 (I)	3.3869	0.0080	3.5721	0.0065
znorm. ważone χ^2	7955		8871	

Tabela 4.9. Parametry otrzymane z modelowań wraz z błędami na poziomie ufności 90% dla układu KR00071.

4.5.3. KR00030 (TYC 2798-1339-1)

W przypadku KR00030 obserwowana krzywa zmian blasku nie wykazuje płaskiego minimum, przez co oszacowanie stosunku mas z fotometrii staje się znacznie trudniejsze. Pierwsze modelowanie, w którym szukany był parametr q nie dało zadowalających rezultatów. Model wyraźnie odstaje od danych obserwacyjnych zarówno fotometrycznych (Rys. 4.12) jak i spektroskopowych (Rys. 4.14). Otrzymany stosunek mas diametralnie różni się od tego wyznaczonego z krzywej prędkości radialnych. Wykonałem więc kolejne modelowanie, dla ustalonego stosunku mas. Wynik tego modelowania lepiej opisuje dane obserwacyjne, jednak wciąż widoczne są znaczne odstępstwa. Błędy dopasowywanych parametrów również są mniejsze (Tabela 4.11). Ciekawym rezultatem jest fakt, że modelowa krzywa zmian blasku, dla tak różnych wartości parametrów q ma tak podobny przebieg. Pokazuje to jak silnie zależne od siebie są poszczególne parametry dopasowania. Wyraźną różnicę pomiędzy uzyska-

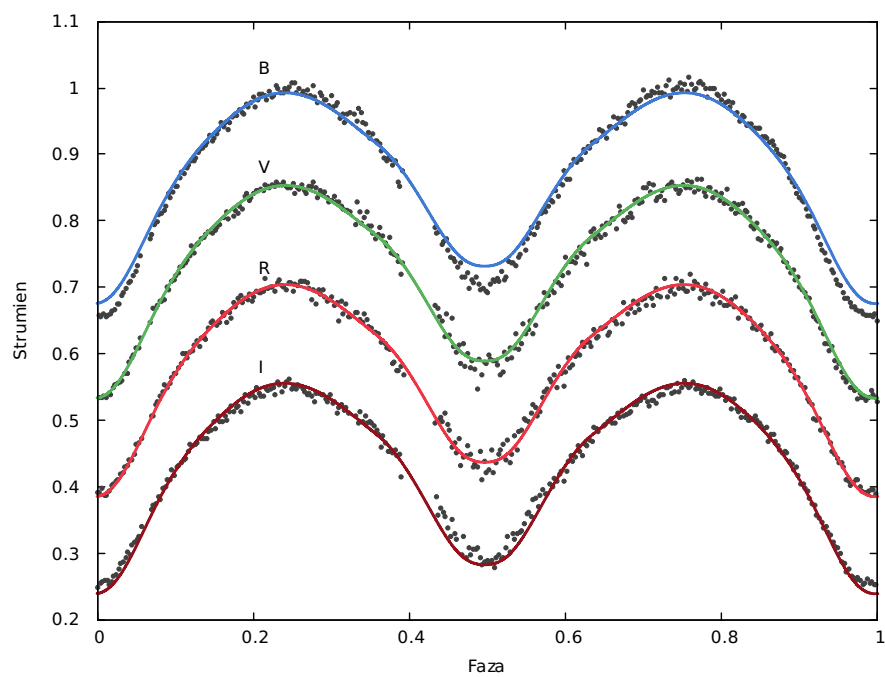
nymi modelami widać dopiero w krzywych prędkości radialnych - ta uzyskana z drugiego modelowania znacznie lepiej wpisuje się w dane obserwacyjne.

Pokazuje to jak istotne jest uwzględnienie danych spektroskopowych przy modelowaniu układów podwójnych, dla układów o mniejszych inklinacjach, które nie wykazują płaskiego minimum. Dodatkowym powodem występowania stosunkowo dużych odstępstw może być nieuwzględnienie w modelowaniu obecności plamy. Tak jak wspominałem wcześniej, krzywa zmian blasku KR00030 wykazuje niewielki efekt O'Connella, co najprawdopodobniej świadczy o występowaniu plam. Uwzględnienie plam w modelowaniu może diametralnie wpłynąć na kształt otrzymanej krzywej zmian blasku.

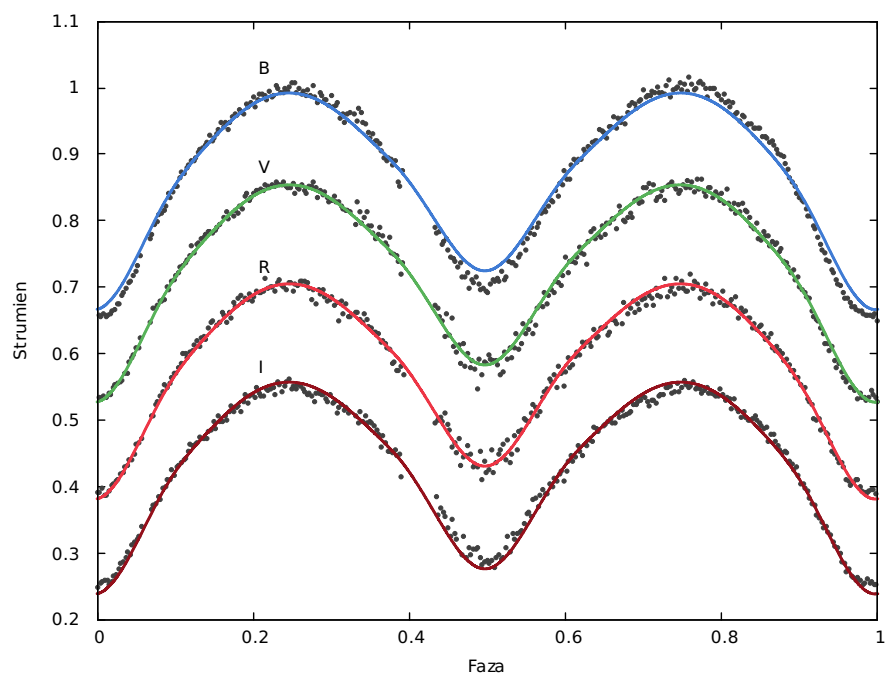
Otrzymane wartości potencjałów dla KR00030 również wskazują, że jest to układ kontaktowy. Dla wyznaczonego ze spektroskopii $q = 0.7$ współczynnik wypełnienia dla tego układu wynosi $f = 0.1$.

	Model	Model
	z poszukiwanym q	z ustalonym q
Parametr	Zakres poszukiwań	Zakres poszukiwań
i	50° - 90°	50° - 90°
T_1	6576 K	6576 K
T_2	5600 K - 7300 K	5600 K - 7300 K
Ω_1	1.8 - 4.0	2.8 - 3.50
Ω_2	1.8 - 4.0	2.8 - 3.50
q (m_2/m_1)	0.05 - 0.50	0.7
P_s	-0.02 - 0.02	-0.02 - 0.02
L_1	6 - 14	6 - 14

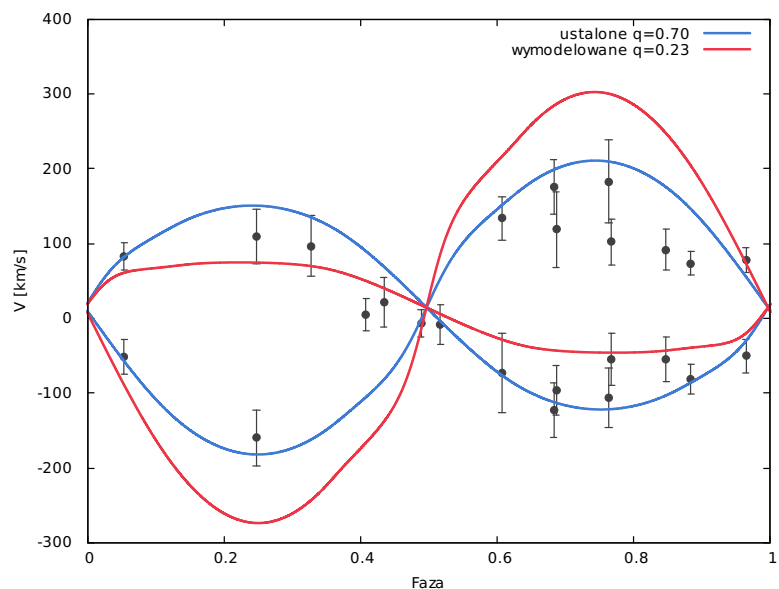
Tabela 4.10. Zakresy poszukiwań parametrów w modelowaniu układu KR00030.



Rysunek 4.12. Obserwowane krzywe zmian blasku oraz krzywe modelowe dla układu KR00030 (dopasowywany stosunek mas q).



Rysunek 4.13. Obserwowane krzywe zmian blasku oraz krzywe modelowe dla układu KR00030 (stosunek mas q wyznaczony ze spektroskopii).



Rysunek 4.14. Obserwowana krzywa prędkości radialnych oraz krzywe modelowe dla ustalonego i wymodelowanego stosunku mas q dla układu KR00030.

Parametr	Model z poszukiwanym q		Model z ustalonym q	
	Wartość	Błąd	Wartość	Błąd
i	75.48	0.35	68.165	0.069
T_1	6576	-	6576	-
T_2	6131	13	6050	13
Ω_1	2.267	0.014	3.2021	0.0014
Ω_2	2.267	0.014	3.2021	0.0014
q (m_2/m_1)	0.2270	0.0059	0.70	-
P_s	-0.00352	0.00021	-0.00333	0.00020
L_1 (B)	10.088	0.045	7.675	0.022
L_2 (B)	2.096	0.031	4.121	0.022
L_1 (V)	10.027	0.046	7.539	0.017
L_2 (V)	2.194	0.033	4.313	0.018
L_1 (R)	10.126	0.045	7.816	0.028
L_2 (R)	1.927	0.029	3.779	0.027
L_1 (I)	10.142	0.044	7.777	0.025
L_2 (I)	2.027	0.030	3.983	0.025
znorm. ważone χ^2	4662		4610	

Tabela 4.11. Parametry otrzymane z modelowań wraz z błędami na poziomie ufności 90% dla układu KR00030.

5. Podsumowanie

Obserwatorium Astronomiczne Uniwersytetu Jagiellońskiego wzbogaciło się w ostatnich latach o dwa niewielkie, ale bardzo wartościowe instrumenty. Spektrograf 10C jest urządzeniem głównie dydaktycznym. Jego prosta konstrukcja oraz łatwa obsługa sprawiają, że doskonale nadaje się do nauki podstaw spektroskopii przez studentów podczas zajęć obserwacyjnych. Opracowany skrypt do redukcji danych oraz pomyślnie testowe obserwacje z wykorzystaniem teleskopu systemu Maksutowa sprawiają, że jest to instrument w pełni gotowy do użytku. Szacunkowy zasięg spektrografu wraz z teleskopem o aperturze 35 cm wynosi około 11 mag, co jest dobrym wynikiem jak dla instrumentu tej klasy. Świadczy to o niewielkich stratach światła w samym spektrografie oraz dobrej czułości zastosowanego detektora CCD.

Słabym punktem spektrografu jest jego stabilność. Mocowanie bezpośrednio do teleskopu oraz brak stabilizacji temperatury i ciśnienia powoduje duże przesunięcia widma wzdłuż osi dyspersji w ciągu nocy. Efekt ten da się jednak dość dobrze niwelować przez częste wykonywanie zdjęć źródła kalibracyjnego (zwykle przed i po zdjęciu widma obiektu). Znaczną poprawę jakości danych ze spektrografu mogłoby zapewnić wprowadzenie automatycznych korekt położenia teleskopu przez zastosowanie tzw. autoguidera. Zmniejszyłoby to błędy ręcznego prowadzenia, minimalizując straty światła gdy obraz gwiazdy nie znajduje się w centrum szczeliny. Najprawdopodobniej zniwelowałoby to efekt systematycznego przemieszczania się obrazu gwiazdy w poprzek szczeliny powodujący dryf widma obiektu względem widma kalibracyjnego (efekt opisany w paragrafie 4.2).

Teleskop Celestron CGE Pro 11” umożliwił wykonanie serii pierwszych w historii Obserwatorium Krakowskiego w pełni zdalnych obserwacji. Jest to niewielki instrument również doskonale nadający się do dydaktyki astronomii. Dzięki zdalnemu sterowaniu możliwe jest np. wykonywanie przez studentów obserwacji z sali wykładowej lub z pracowni komputerowej. Teleskop Celestron 11” nie może zastąpić praktyki obserwacyjnej na w pełni manualnych teleskopach, jednak w dobie automatycznych obserwacji daje przedsmak pracy na profesjonalnym sprzęcie.

Pomimo niewielkiej średnicy zwierciadła, ze względu na dużą automatyzację i możliwość wykonywania obserwacji zdalnych, teleskop Celestron 11” nadaje się również do realizacji niewielkich projektów badawczych. Przykładem może być projekt

wielobarwnych obserwacji fotometrycznych ciasnych układów podwójnych. Tylko od kwietnia do końca sierpnia tego roku udało mi się otrzymać pięć pełnych krzywych zmian blasku w filtrach BVRI, a należy pamiętać, że wciąż była to faza testowa pracy teleskopu. Docelowo teleskop ma zostać w pełni zautomatyzowany tak, aby każda pogodna noc wykorzystywana była na obserwacje, nawet w przypadku braku obserwatora. Istnieje obecnie gotowe oprogramowanie pozwalające na tworzenie automatycznych skryptów obserwacyjnych, nie wymagających ingerencji astronoma w trakcie nocy. Przykładem może być program CCD Commander (<http://ccdcommander.com/>).

Obserwacje fotometryczne w filtrach BVRI połączone z obserwacjami spektroskopowymi dla układów podwójnych niosą informację o wszystkich parametrach takich układów. Spektrograf 10C zamontowany na teleskopie systemu Maksutowa, w połączeniu z teleskopem Celestron 11" wyposażonym w kamerę z filtrami BVRI, staje się więc wartościowym narzędziem do dokładnej analizy układów podwójnych. Podjęta w tej pracy próba takiej analizy dla dwóch układów podwójnych pozwoliła zorientować się w możliwościach takiego zestawu obserwacyjnego.

Analizowane układy KR00071 i KR00030 mające podobne okresy, różnią się kształtem krzywej zmian blasku oraz jasnością. Układ KR00071, w przeciwieństwie do KR00030, ma minimum blasku z płaskim dnem oraz jest jaśniejszy o około 2 mag. Dane otrzymane z korelacji wzajemnej widm KR00071 pokazują, że spektrograf 10C można z powodzeniem stosować do wyznaczania krzywych prędkości radialnych jasných układów. W przypadku KR00030 będącego na granicy zasięgu instrumentu, obserwacje obarczone są znacznie większym błędem, jednak pozwalają na oszacowanie przebiegu krzywej. Główną informacją zawartą w krzywych prędkości radialnych układów podwójnych jest stosunek mas składników układu, który oszacowałem stosując najprostszą metodę dopasowania sinusoidy do punktów obserwacyjnych.

Wykonane dla obu układów modelowanie przy użyciu kodu Wilsona-Devinney'a pokazało, że wyznaczenie stosunku mas ze spektroskopii jest szczególnie istotne dla układów podwójnych nie podlegających całkowitemu zaćmieniu. W przypadku braku widocznego płaskiego minimum wyznaczenie stosunku mas z modelowania samej krzywej zmian blasku jest bardzo niepewne. W przypadku KR00030 korzystne byłoby dokładniejsze wyznaczenie stosunku mas q przez wykonanie obserwacji spektroskopowych teleskopem o większym zwierciadle. Zastosowanie krakowskiego 50-cm teleskopu systemu Cassegraina powinno znacznie poprawić jakość wyznaczonej krzywej prędkości radialnych. Dodatkowo w modelowaniu należałoby uwzględnić obecność plamy, ze względu na zauważalny efekt O'Connella.

Modelowanie układu KR00071 pokazało, że otrzymana krzywa prędkości radial-

nych pasuje do większości punktów obserwacyjnych w granicach ich błędów, potwierdzając słuszność wyników korelacji wzajemnej. Rozrzut tych danych wciąż jest zbyt duży aby pozwolić na modelowanie samej krzywej, ale pozwala na skuteczne oszacowanie stosunku mas, a co za tym idzie zmniejszenie ilości wolnych parametrów modelowania.

Przedstawione wyniki pokazują, że teleskop Celestron 11” oraz spektrograf 10C, w szczególności zamontowany na 50-cm teleskopie systemu Cassegraina mogą być bardzo wartościowymi instrumentami nie tylko dydaktycznymi ale też naukowymi. Zasięg obu instrumentów powinien być porównywalny, tworząc ciekawy zestaw do równoczesnych obserwacji spektroskopowych i fotometrycznych celem wyznaczania kompletnych modeli układów podwójnych gwiazd. Co więcej, równoczesne obserwacje wymagające obecności jedynie jednego obserwatora lub docelowo nie wymagające go w ogóle, pozwolą również na badanie obiektów nie wykazujących ścisłej okresowości, np. gwiazd kataklizmicznych.

Literatura

- [1] Kozłowski, S. K., Sybilski, P. i in. 2014, Proc. SPIE, 9145, 914504
- [2] Sybilski P., Kozłowski S. K. 2011, MNSSA, 70, 131
- [3] Kozłowski, S. K. Konacki M., Ratajczak M. i in. 2014, MNRAS, 443, 158
- [4] Kozłowski S. K., Konacki M., Sybilski P. i in. 2016, PASP, 128, 4201
- [5] <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
- [6] http://www.twilightlandscapes.com/IRAFtutorial/IRAFintro_06.html
- [7] Massey P., *A User's Guide to CCD Reductions with IRAF*, 1997
- [8] Zwitter T., Munari U., *An introduction to analysis of single dispersion spectra with IRAF*, Asiago Monografie vol. 1
- [9] Massey P., i in., *A User's Guide to Reducing Slit Spectra with IRAF*, 1992
- [10] Anderson E., *An Introductory User's Guide to IRAF Scripts*, 1989
- [11] <http://www.astronomy.ohio-state.edu/MDM/CCDS/>
- [12] <http://oa.uj.edu.pl/B.Debski/old/index4.php?strona=baza>
- [13] Koo J.-R., Lee J. W., Lee B.-C., i in. 2014, AJ, 147, 104
- [14] Voges W., i in. 1999, A&A, 349, 389
- [15] Geske M. T., Gettel S. J., McKay T. A. 2006, ApJ, 131, 633
- [16] Gettel S. J., Geske M. T., McKay T. A. 2006, AJ, 131, 621
- [17] Kiraga M. 2012, Acta Astronomica, 62, 67
- [18] Woźniak P. R., Vestrand W. T., Akerlof C. W., Balsano R. i in., 2004, AJ, 127, 2436
- [19] Khruslov A. V., 2006, PZP, 6, 11
- [20] Khruslov A. V., 2006, PZP, 6, 20
- [21] Khruslov A. V., 2006, PZP, 13, 5
- [22] Parimucha S., Skoda P. 2006, Proc. of the IAU, vol. 2, S240, 486.
- [23] Wilson O. C., 1941, ApJ, 93, 29
- [24] Wilson R. E., Devinney E. J. 1971, ApJ, 166, 605
- [25] Wilson R. E. 1990, ApJ, 356, 613
- [26] Wilson R. E. 1979, ApJ, 234, 1054
- [27] Wilson R. E. 1993a, Documentation of Eclipsing Binary Computer Model
- [28] Zola S., Gazeas K., Kreiner J. M. i in. 2010, MNRAS, 408, 464
- [29] Ballesteros F. J. 2012, Europhys. Lett., 97, 34008
- [30] <http://classic.sdss.org/dr7/algorithms/spectemplates/>
- [31] Ohta Y., Taruya A., Suto Y. 2005, ApJ, 622, 1118
- [32] Terrell D., Wilson R. E. 2005, ApSpSc, 296, 221