

Obserwacje prędkości radialnych gwiazd zaćmieniowych i cefeid

T. Kwiatkowski, A. Schwarzenberg-Czerny,
R. Baranowski, W. Dimitrow, R. Ratajczak

27 czerwca 2005 r.

1 Wstęp

Prędkości radialne gwiazd zmiennych, po ich uzupełnieniu o obserwacje fotometryczne, pozwalają wyznaczyć szereg ważnych parametrów fizycznych. W przypadku rozdzielonych układów gwiazd zmiennych zaćmieniowych modele Wilsona-Deviney pozwalają na bezpośrednie wyznaczanie mas, mocy pomieniowania i promieni. Możliwe też staje się użycie tych obiektów do wyznaczania odległości do gromad gwiazd i galaktyk Lokalnej Grupy (Paczyński, 1997).

Przy wyznaczaniu tych parametrów konieczna jest znajomość zależności jasności powierzchniowej każdego ze składników od temperatury. Zależność ta wynika ze współczesnych modeli atmosfer, jednak w celu uzyskania większej dokładności, konieczna jest jej rekalicacja w oparciu o obserwacje układów zaćmieniowych o znanych odległościach. Do takiej rekalicacji znakomicie nadają się bliskie gwiazdy zaćmieniowe, dla których Hipparcos wyznaczył paralaksy z dokładnością lepszą niż 20% (Kruszewski i Semeniuk, 1999).

W przypadku cefeid użycie metody Baadego-Wesselinka do analizy zmian prędkości radialnych i jasności tych gwiazd prowadzi do wyznaczenia ich promieni, mocy promieniowania i, w konsekwencji, odległości. I tu przydatna jest kalibracja punktu zerowego skali odległości poprzez obserwacje gwiazd o dobrze znanych paralaksach.

Projekt budowy instrumentu do wyznaczania prędkości radialnych gwiazd narodził się jako naturalne rozszerzenie wcześniejszego projektu ASAS (Paczyński, informacja prywatna). ASAS został szczegółowo przedstawiony w innym artykule w tym tomie. Dla nas istotne jest to, że w jego ramach odkrywano nowe, jasne układy podwójne zaćmieniowe i cefeidy, z których większość leży na południowej półkuli nieba. By uzupełnić bogaty materiał fotometryczny – zbierany w trakcie działania ASAS'a – o prędkości radialne, postanowiliśmy zbudować automatyczny teleskop ze spektrografem echelle. Dla ułatwienia cały projekt, z uwagi na jego złożoność, najlepiej podzielić na kolejne fazy:

1. Budowa spektrografu (zakończona)
2. Testowe obserwacje na teleskopie (zakończone)
3. Budowa teleskopu do spektrografu (na ukończeniu)
4. Obserwacje gwiazd w Borowcu i jednoczesna automatyzacja całego zestawu
5. Przeniesienie instrumentu do lepszego astroklimatu (np. Chile, Afryka Południowa)

W dalszej części omówione zostaną etapy 1–3. Pominęliśmy złożony problem automatyzacji instrumentu (choć w czasie konstrukcji spektrografu i teleskopu decyduje ona w dużej mierze o dokonywanych wyborach) jak również kwestię wyboru docelowego miejsca lokalizacji teleskopu.

2 Poznański klon MUSICOS'a

2.1 Podstawowe wymagania

Decydując się na samodzielną budowę spektrografu byliśmy zgodni, że nie zależy nam na tworzeniu nowej konstrukcji. Chcieliśmy skorzystać z doświadczenia innych budując kopię takiego instrumentu, który z jednej strony sprawdził się w czasie obserwacji, z drugiej zaś był stosunkowo tani w budowie.

Pragąc mierzyć prędkości radialne w układach podwójnych zaćmieniowych należało zwrócić uwagę na rozdzielczość spektrografu. Powinna ona być na tyle duża, by dla większości faz obiegu obu składników umożliwiać separację ich linii w celu pomiaru położenia na ramce CCD. W praktyce sprowadza się to do rozdzielczości rzędu 10 km/s lub lepszej. Warunek ten jest mniej istotny w odniesieniu do gwiazd pulsujących, w widmach których nie dochodzi do okresowego zlewania się linii widmowych.

Kolejnym wymogiem było zapewnienie dokładności pomiaru prędkości radialnych na poziomie 0.1 km/s. Dokładność taka nie jest konieczna dla rozdzielonych układów gwiazd zaćmieniowych, przydaje się natomiast w przypadku niektórych cefeid, których amplitudy prędkości radialnych mogą wynosić zaledwie kilka km/s. Taka dokładność pomiaru jest trudna do uzyskania w klasycznych spektrografach montowanych bezpośrednio na teleskopie, z uwagi na gięcia instrumentu. Można ją jednak uzyskać bez trudu stosując spektrograf zasilany światłowodem, który w czasie obserwacji może znajdować się w osobnym, klimatyzowanym pomieszczeniu.

Planując docelową pracę urządzenia w trybie zdalnym musieliśmy zadbać o zwiększenie niezawodności jego części składowych. Stąd m.in. ograniczanie do minimum ilości ruchomych części, rezygnacja z kamery CCD chłodzonej ciekłym azotem czy układem Joule'a-Thomsona na rzecz prostych i niezawodnych stosów Peltiera itp.

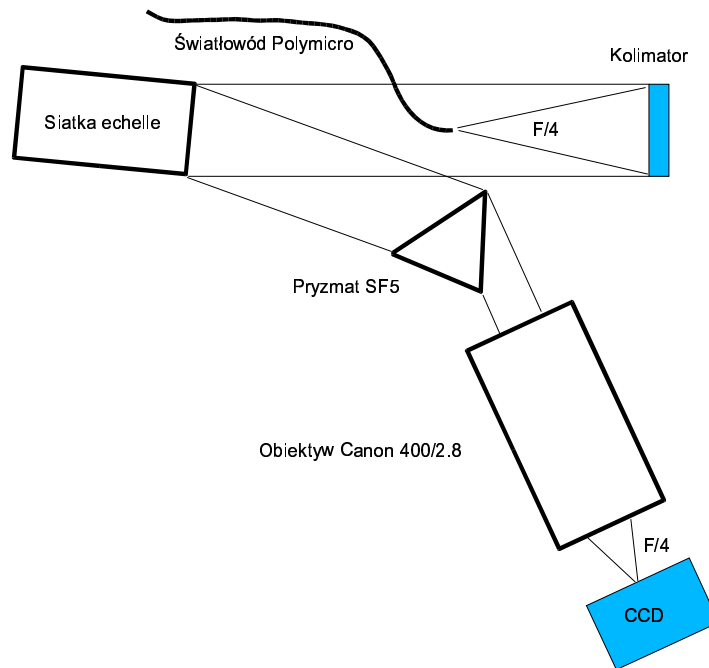
Ostatnim wreszcie, choć wcale nie najmniej ważnym, był wybór spektrografu wykorzystującego siatkę echelle. Siatki te dają widmo w szerokim zakresie długości fal, podzielone na wiele rzędów rozsuniętych względem siebie w kierunku prostopadłym do kierunku dyspersji. Pozwala to na optymalne wykorzystanie powierzchni kwadratowych sensorów CCD.

2.2 Spektrograf echelle i małe teleskopy

Zastosowanie spektrografów echelle oraz metody korelacji krzyżowej do pomiarów prędkości radialnych znacznie złagodziło wymóg dużej apertury wykorzystywanego w obserwacjach teleskopu.

W okresie przed masowym wprowadzeniem detektorów CCD typowy spektrograf szczelinowy rejestrował widmo na długim, wąskim pasku kliszy fotograficznej, uzyskując szeroki zakres długości fal. W latach 50-70 uruchomiono szereg teleskopów klasy 2 metrowej z takimi właśnie spektrografami. Zastąpienie klisz kamerami CCD w latach 80-tych zbiegło się w czasie z uruchamianiem kolejnej generacji teleskopów, tym razem o średnicach 4 i więcej metrów. Budowane dla nich spektrografy często wyposażone już były w siatki echelle, dające widma optymalnie rozmieszczone na kwadratowych sensorach CCD. Powodowało to odpływ astronomów z mniejszych teleskopów spektroskopowych klasy 2m, które często pozostawały ze spektrografami starego typu. Niektóre z nich pracują w takiej konfiguracji do dziś (np. teleskopy w David Dunlap Observatory w Kanadzie czy w Rozhen Astrophysical Observatory w Bułgarii).

Zobaczmy teraz na konkretnym przykładzie, w jaki sposób nowoczesny spektrograf echelle na małym teleskopie pozwala na konkurowanie z klasycznym spektrografem szczelinowym na teleskopie klasy 2m w zakresie wyznaczania prędkości radialnych gwiazd. W tym celu przyjmijmy do porównań systemy instrumentalne we wspomnianych wcześniej dwóch obserwatoriach (DDO i RAO), w których na teleskopach o średnicy nieco poniżej 2 m zamontowane są spektrografy dające widma o zakresie 200 Å i dyspersji 0.2 Å/pix.



Rysunek 1: Schemat poznńskiego spektrografu echelle

Zbudowany w OA UAM w Poznaniu spektrograf echelle (o którym będzie mowa dalej), daje widmo o zakresie 3400 \AA i dyspersji 0.1 \AA/pix . Pomijając kwestię różnych dyspersji jako nieistotną w tych rozważaniach zauważmy, że – przy założeniu jednakowej gęstości linii absorbcyjnych w widmie gwiazdy późnego typu widmowego – spektrograf echelle zarejestruje 16 razy więcej linii niż spektrograf klasyczny. Dokładność wyznaczania prędkości radialnych metodą korelacji krzyżowej zależy w znacznie mierze od ilości linii w widmie. Z pewnym przybliżeniem można przyjąć, że widmo o ilości linii $N \cdot l$ i stosunku sygnału do szumu S_N da te same rezultaty w czasie korelacji krzyżowej, co widmo o ilości linii l i stosunku sygnału do szumu $S'_N = \sqrt{N} \cdot S_N$ (Donati i in., 1997). Skądinąd wiadomo, że S_N jest proporcjonalny do średnicy lustra teleskopu D , zatem przy $N = 16$ tę samą dokładność pomiaru uzyskamy stosując $\sqrt{16} = 4$ krotnie mniejszą średnicę. W naszym przypadku wystarczy więc, gdy spektrograf echelle podłączymy do teleskopu o średnicy 0.5 m .

Wniosek z tych rozważań początkowo może wydać się zaskakujący, jednak w wielu sytuacjach (gwiazdy chłodne, zawierające w widmie setki linii absorbcyjnych) tak właśnie jest. Różnica kosztów zakupu i eksploatacji samego teleskopu dwumetrowego jest wielokrotnie większa, niż budowa spektrografu echelle podłączonego światłowodem do małego teleskopu o średnicy lustra rzędu 0.5 m .

2.3 Poznański klon MUSICOS'a

Biorąc pod uwagę wynik rozważań przedstawionych wyżej postanowiliśmy zbudować spektrograf echelle spełniający podane kryteria. Wybór padł na francuską konstrukcję zespołu Jacquesa Baudranda z Obserwatorium w Meudon o nazwie MUSICOS (Multi Site Continuous Spectroscopy – Baudrand i Bohm, 1992). Inż. Baudrand dostarczył nam nieodpłatnie planów konstrukcyjnych spektrografu za co jesteśmy mu bardzo wdzięczni.

Schemat poznńskiego klonu MUSICOS'a przedstawiono na Rys.1. Głównym elementem optycznym instrumentu jest siatka dyfrakcyjna echelle produkcji Richardson Grating Laboratory o wymiarach $200 \times 100 \text{ mm}$, 31.6 rysach/mm i kącie połysku 64° . Jako kolimatora użyto zwierciadła parabolicznego o średnicy 100 mm i światłosile F/4, wyprodukowanego przez J.F. Royce w USA.



Rysunek 2: Spektrograf echelle w klimatyzowanym pomieszczeniu w kopule teleskopu

Zwierciadło to pokryte zostało multidielektryczną warstwą srebra o współczynniku odbicia 98% w całym wykorzystywanym zakresie widma.

Obraz widma na kamerze CCD tworzony jest przy pomocy dostępnego komercyjnie obiektywu fotograficznego Canon FD 2.8/400L o ogniskowej 400 mm. Nachodzące na siebie rzędy widma echelle rozdzielane są pryzmatem ze szkła Schotta SF5 o kącie łamiącym 57° , wyprodukowanym przez PZO w Warszawie.

Działanie spektrografu najlepiej zrozumieć podążając drogą światła od strony teleskopu. Światło trafia do spektrografu poprzez światłowód Polymicro FBP o średnicy rdzenia $50 \mu\text{m}$, którego koniec umieszczony jest w ognisku kolimatora. Wiązka światła opuszcza światłowód stożkiem o rozwarciu ok. F/4, padając na kolimator. Ten zamienia ją na wiązkę promieni równoległych o średnicy 100 mm, które padają na siatkę dyfrakcyjną. Po rozszczeniu światło pada na pryzmat, który separuje poszczególne rzędy widma i dalej na obiektyw, który tworzy obraz widma na sensorze kamery CCD.

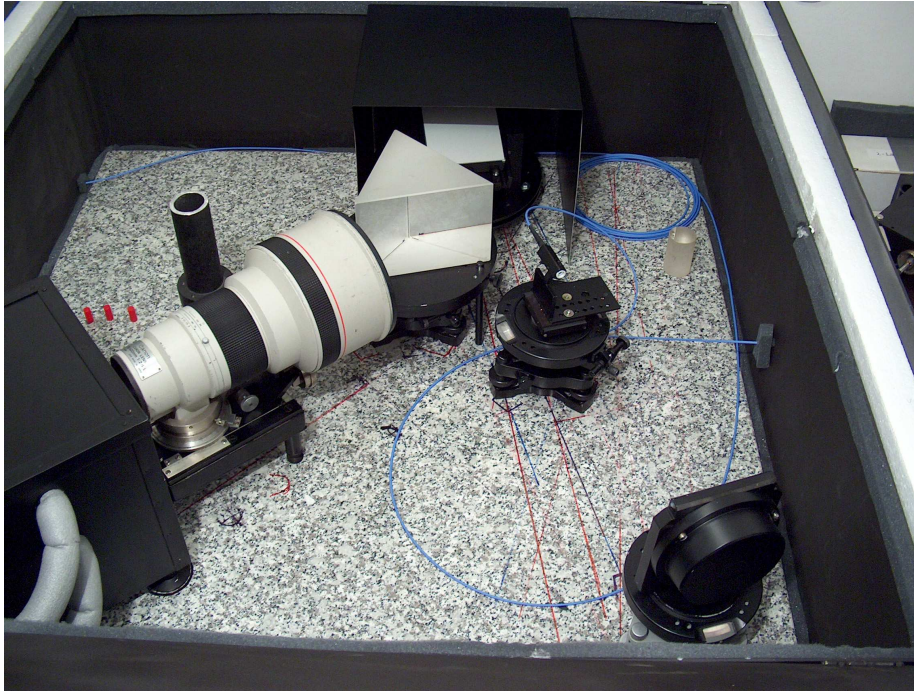
Możliwa jest modyfikacja tej konstrukcji przez zastosowanie podwójnego światłowodu, którego włókna w ognisku kolimatora odległe są od siebie o $180 \mu\text{m}$. Jednym włóknem można wówczas doprowadzać światło gwiazdy, a drugim światło lampy kalibracyjnej (np. Th/Ar) co powoduje jednoczesne uzyskanie dwóch widm o przeplatających się rzędach. Jednoczesność naświetlania obu widm zwiększa dokładność pomiaru położenia linii widmowych gwiazdy.

Wygląd samego spektrografu z zewnątrz prezentuje Rys. 2. Światłowód doprowadzony jest z lewej strony skrzyni w plastikowej rurce, zabezpieczającej go od zbyt dużych naprężeń wewnętrznych. Skrzynia spoczywa na podkładkach absorbujących drgania otoczenia (wykorzystano warstwę gumy, drewna i styropianu, z których każde tłumi drgania o innych częstotliwościach).

Po zdjęciu górnej pokrywy widzimy (Rys.3), że w jej podwójnych ściankach znajduje się warstwa izolacyjna ze styropianu. Wszystkie elementy optyczne spoczywają na płycie granitowej o rozmiarach $1 \times 1 \text{ m}$ i wadze 300 kg. Granit ma dużą bezwładność cieplną, stabilizuje więc termicznie wnętrze spektrografu. Jego rozszerzalność ciepła jest z kolei wyjątkowo mała.

W lewym, dolnym rogu skrzyni widoczne jest wyczernione pudło zawierające kamerę CCD. Kamera musi być chłodzona do niskich temperatur, a spektrograf utrzymywany jest w stałej temperaturze ok. 20° C , dlatego też ścianki pudła izolują jego

wnętrze od otoczenia. W prawym, górnym rogu widoczny jest zwój światłowodu w niebieskiej otulinie; kolimator znajduje się prawo, na dole. Siatka dyfrakcyjna przykryta jest wyczerntonym daszkiem.



Rysunek 3: Wnętrze spektrografu

Po skolimowaniu spektrografu poddano go szeregu testom laboratoryjnym. Jako detektora wykorzystywano w nich pożyczoną kamerę CCD firmy Apogee AP8p, która – jakkolwiek bardzo dobra do zastosowań fotometrycznych – miała wiele wad w przypadku naświetlania widm. Jej szum odczytu był duży ($15e^-/\text{pix}$), a chłodzenie termoelektryczne zbyt mało wydajne, by osiągnąć prąd ciemny na poziomie kilku elektronów na piksel na godzinę. Jej zaletą natomiast był sensor SITE 003, $1k \times 1k$, o rozmiarach piksela $24\mu\text{m} \times 24\mu\text{m}$, bardzo podobny do kamer stosowanych w oryginalnym MUSICOSie.

Na Rys. 4 pokazano widmo lampy tungstenowej (zwykła żarówka), które wykorzystywane jest do flat-fieldowania widma gwiazdy i modelowania przebiegu rzędów echelle. W prezentowanej konfiguracji na ramce CCD mieszczą się 44 rzędy widma, przy czym długość fali maleje począwszy od lewego górnego rogu ramki ($\lambda \approx 8400 \text{ \AA}$) do prawego dolnego ($\lambda \approx 5000 \text{ \AA}$). Warto zwrócić uwagę na dwie sprawy: odstęp między rzędami jest najmniejszy w długofalowej części widma, na tyle jednak duży, by można tam wstawić dodatkowe widmo z drugiego światłowodu; centralne części rzędów echelle są znacznie jaśniejsze od lewego, bądź z prawego brzegu. Ten drugi efekt jest typowy dla widm echelle.

Do kalibracji widma gwiazdy w długości fali stosuje się widma emisyjne specjalnych lamp. W naszym przypadku jest to lampa torowo-argonowa 3UAX/TH firmy Cathodeon, dająca wiele linii emisyjnych w szerokim zakresie widma. Jej wadą jest seria bardzo jasnych linii argonu powyżej $\lambda = 7000 \text{ \AA}$, widocznych na Rys. 4.

W czasie testów okazało się, że spektrograf daje wyniki zgodne z oczekiwaniami: szerokość instrumentalna FWHM linii widmowych wynosi 2.5 piksela w kierunku dyspersji, co przy dyspersji $0.08 - 0.12 \text{ \AA}/\text{pix}$ daje średnią rozdzielczość $R \approx 30000$.



Rysunek 4: Widmo echelle lampy tungstenowej. Długość fali maleje od lewego górnego rogu ramki ($\lambda \approx 8400 \text{ \AA}$) do prawego dolnego ($\lambda \approx 5000 \text{ \AA}$).



Rysunek 5: Widmo lampy kalibracyjnej, torowo-argonowej. Widoczne pojedyncze linie emisyjne.



Rysunek 6: Widmo arktura (K2III). Widoczny m.in. dublet sodowy oraz linia H_{α} .

3 Testy spektrografu na teleskopie

Kolejnym krokiem było przetestowanie spektrografu na teleskopie. Oznaczało to konieczność budowy odpowiedniego interfejsu do umieszczenia końcówki światłowodu w ognisku teleskopu oraz utrzymania gwiazdy na światłowodzie w ciągu kilkudziesięciominutowych ekspozycji. W testach wykorzystano teleskop fotometryczny w Stacji Obserwacyjnej OA UAM w Borowcu k. Kórniku. Instrument ten został opisany przez Kryszczyńską i in. (artykuł w niniejszym tomie).

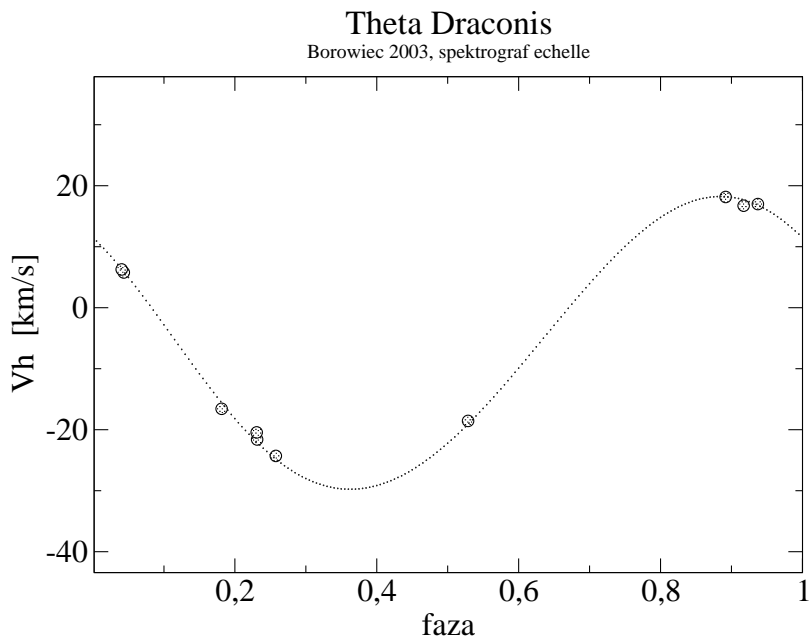
Rezultaty wykazały, że w ciągu nocy dryf położenia linii lampy torowo-argonowej może być z łatwością skorygowany z dokładnością do ± 0.1 km/s. Do testowania dokładności wyznaczania prędkości radialnych gwiazd wybrano gwiazdę θ Draconis (F8IV), która jest układem podwójnym (SB1) o okresie $P = 3^d.07$ i amplitudzie widocznego składnika $K = 26$ km/s (Slovak i Barnes, 2002). Linie widmowe drugiego składnika (o znacznie mniejszej masie) nie są widoczne w zakresie widzialnym, co ułatwia pomiary przesunięć linii w widmie.

W okresie od czerwca do sierpnia 2003 r. otrzymano kilkanaście widm, z których 10 nadawało się do pomiarów. Po redukcji widm w pakiecie IRAF wybrano rzędy, z których – metodą korelacji krzyżowej – wyznaczono prędkość radialną gwiazdy. Jako widmo porównania posłużyło widmo γ Cyg (F8I). Po uśrednieniu wyników uzyskano końcową prędkość radialną dla danego momentu czasu. Jednocześnie, korzystając z modelu Slovaka i Barnesa (2002), wyliczono fazy i prędkości radialne na te same momenty czasu. Rezultaty pokazuje Tabela 1, w której podano otrzymane z obserwacji (i skorygowane na Słońce) prędkości radialne V_h widocznego składnika jak również różnice $O - C$ między obserwacjami, a modelem. Ten sam rezultat pokazano też na Rys. 7.

Średnia dokładność naszych pomiarów prędkości radialnych, oceniona na $\sigma = 0.7$ km/s, pozostaje w zgodzie z wynikami innych, podobnych obserwacji. Duquenoynoy i Mayor (1991), korzystając z klasycznego spektrografu CORAVEL, otrzymali dla θ Dra dokładność prędkości radialnych $\sigma = 1$ km/s, co przy typowej dla CORAVELa dokładności $\sigma = 0.3$ km/s może wydawać się kiepskim rezultatem. Jednak w wypadku θ Dra niższa dokładność pomiarów usprawiedliwiona jest dość szybką rotacją masywniejszego składnika układu, powodującą znaczne poszerzenie linii widmowych.

Faza	V_h km/s	$O - C$ km/s
0.04340	5.775	-0.138
0.04040	6.275	-0.064
0.93724	16.990	0.178
0.25767	-24.300	0.518
0.91711	16.730	-0.965
0.23136	-21.600	0.490
0.89176	18.150	-0.060
0.23076	-20.440	1.582
0.52873	-18.560	0.523
0.18132	-16.570	-1.002

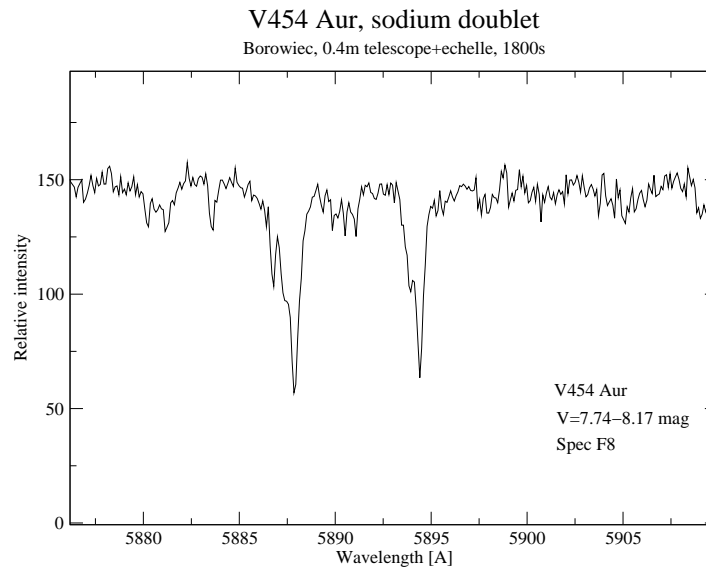
Tablica 1: Porównanie pomiarów prędkości radialnych θ Dra z modelem. Średnia odchyłka RMS wynosi $\sigma = 0.7$ km/s.



Rysunek 7: Wykres zmian prędkości radialnej masywniejszego składnika układu podwójnego θ Dra. Punkty oznaczają pomiary uzyskane spektrografem echelle, ciągłą krzywą otrzymano z modelu gwiazdy.

Gwiazda ta przejawia też prawdopodobnie znaczną aktywność chromosferyczną.

Kolejny test polegał na określeniu zasięgu spektrografu na teleskopie 0.4 m. W tym celu wykonano dwie półgodzinne ekspozycje widma gwiazdy podwójnej zaćmieniowej V454 Aur ($V = 7^m 74 - 8^m 17$, F8), o okresie $P = 3^d 2$. Średni S/N na obu widmach (mierzony w okolicy linii H_{α} , w połowie odległości od centrum do brzegu rzędu echelle) wynosił ok. 30. Na Rys. 8 przedstawiono fragment otrzymanego widma w okolicy dubletu sodowego.



Rysunek 8: Fragment widma echelle gwiazdy podwójnej zaćmieniowej V454 Aur. Widoczne jest wyraźne rozdwojenie linii absorbcyjnych.

4 Jaki teleskop do spektrografu?

Po uzyskaniu pozytywnych rezultatów z obserwacji spektrografem na małym teleskopie należało ustalić wymagania odnośnie innego, dedykowanego jedynie do spektroskopii, teleskopu. Doświadczenia z oryginalnego MUSICOS'a, który traci 30% fotonów z powodu z góry założonego, złego dopasowania światłości wiązki wyjściowej światłowodu do kolimatora spektrografu pokazują, że właściwym zaprojektowaniem samego teleskopu i/lub interfejsu światłowodowego można znacząco zwiększyć wydajność całego systemu obserwacyjnego.

Optymalne wprowadzenie światła do spektrografu wymaga, by kolimator został oświetlony rozbieżną wiązką światła o światłosile $F/4$. Światłowody o małej średnicy rdzenia ($50 - 200 \mu\text{m}$) charakteryzuje efekt tzw. degradacji światłości (FRD – focal ratio degradation). Powoduje on, że po przejściu przez światłowód rozbieżność wiązki ulega zwiększeniu. W stosowanym przez nas światłowodzie Polymicro FRD nie jest, na szczęście, zbyt duży. Chcąc otrzymać na wyjściu wiązkę $F/4$ należy na wejściu wprowadzić do światłowodu wiązkę $F/4.5$. To pierwszy warunek przy projektowaniu teleskopu.

Kolejnym wymogiem jest dopasowanie rozmiarów gwiazdy w ognisku teleskopu do rozmiarów światłowodu. Dopasowanie to w dużych teleskopach dokonuje się często przy pomocy dodatków układów optycznych. Jest to jednak rozwiązanie kosztowne, lepiej więc – przy budowie dedykowanego instrumentu – tak dobrać ogniskową zwierciadła teleskopu, by od razu otrzymać odpowiednią skalę obrazu w płaszczyźnie ogniskowej.

Średni seeing w Borowcu wynosi $3''$ FWHM, zaś średnica światłowodu $50\mu\text{m}$. Przy ogniskowej głównego zwierciadła $F = 2$ m, szerokość połówkowa obrazu gwiazdy wynosi $\text{FWHM}=30\mu\text{m}$. Przy założeniu gaussowskiego profilu gwiazdy oznacza to, że tylko niewielka część jej światła znajdzie się poza światłowodem. Korzystając z Tabeli 4. podanej przez Pfeiffer i innych (1998) łatwo sprawdzimy, że osłabienie jasności gwiazdy wyniesie w naszym przypadku jedynie $0^{\text{m}}2$. Zwiększony poziom tła nieba w aperturze światłowodu nie będzie dla nas problemem przy obserwacji tylko jasnych ($V < 12^{\text{m}}$) gwiazd.

Takie rozwiązanie, choć optymalne pod kątem zwiększenia ilości światła gwiazdy trafiającego do spektrografu, niesie w sobie niebezpieczeństwo niecałkowitego wymieszania promieni gwiazdy w światłowodzie. Efekt ten znany jest z klasycznych spektrografów szczelinowych, w których zmiany położenia gwiazdy w szerokiej szczelinie, powodowane błędami prowadzenia teleskopu, prowadziły do spadku dokładności pomiarów położenia linii w widmie. Światłowód może jednak działać jak idealny układ mieszający promienie o ile tylko wprowadzimy do niego stożek o światłosile nie większej niż F/4.5 (Enabling a Giant Segmented Mirror Telescope for the Astronomical Community, strona WWW). Do takiej właśnie światłosiły wejściowej doprowadziły nas dotychczasowe rozważania, nie musimy więc obawiać się spadku dokładności pomiarów.

Łącząc ogniskową $F = 2$ m ze światłosiłą F/4.5 otrzymujemy teleskop o średnicy pierwotnego zwierciadła $D = 0.45$ m, w którego ognisku powinien zostać umieszczony światłowód spektrografu. Chcąc nieco zwiększyć aperturę możemy zaakceptować lustro o średnicy $D = 0.5$ m, co przy światłosile F/4.5 oznaczać będzie wydłużenie ogniskowej do $F = 2.25$ m. Tak niewielkie zwiększenie ogniskowej nie wpłynie praktycznie na straty światła gwiazdy na wejściu do światłowodu. Oczywiście, w takim podejściu światłowód powinien znaleźć się w ognisku pierwotnym głównego zwierciadła, co oznacza budowę teleskopu w systemie Newtona. Konstrukcje takie są tańsze i łatwiejsze w budowie niż najczęściej stosowane w astronomii Cassegrain'y. Jedną z wad Newtonów – długi tubus – nie był dla nas problemem z uwagi na dużą światłosiłę instrumentu.

Dalsze zwiększenie ilości światła trafiającego do spektrografu można łatwo uzyskać wykorzystując drugi światłowód spektrografu echelle, który pierwotnie miał służyć do jednoczesnego naświetlania lampy kalibracyjnej. Budując teleskop o dwóch lustrach o średnicy $D = 0.5$ m możemy uzyskać efektywną aperturę $D = 0.7$ m. W takiej konfiguracji na sensorze CCD uzyska się dwa widma tej samej gwiazdy, o rzędach wzajemnie się przeplatających, które następnie będzie można dodać na etapie redukcji. Zauważmy, że wymaga to jednak stosowania niskoszumowej kamery CCD, gdyż w tym przypadku szum odczytu oraz szum prądu ciemnego wypadkowego widma będzie o $\sqrt{2}$ wyższy niż normalnie.

Mając już pewne doświadczenie z budową teleskopu fotometrycznego 0.4 m w Borowcu (patrz artykuł Kryszczyńskiej i innych w niniejszym tomie), jak również podłączeniem do niego spektrografu echelle, zdecydowaliśmy o budowie podwójnego teleskopu Newtona, którego oba tubusy z lustrami 0.5 m znajdują się na wspólnym montażu, będącym częścią starej i nieużywanej już kamery satelitarnej SBG produkcji Zeissa.

Pierwsze zwierciadło teleskopu prowadzone będzie na obserwowanej gwiazdzie przy pomocy klasycznego układu autoguidera, obserwującego wybraną gwiazdę pola. Możliwe będzie również skierowanie do autoguidera kilku procent światła gwiazdy, obserwowanej spektrografem.

Na skutek gięć, obraz gwiazdy w drugim teleskopie będzie zmieniał swoje położenie w stosunku do drugiego światłowodu. Zmiany te będą korygowane niezależnym układem autoguidera na drugim teleskopie, sterującym silniczkami wózka X-Y, na którym znajdować się będzie drugi światłowód.

Z uwagi na wysoki koszt gotowych wózków tego typu, konstrukcja taka została wykonana własnymi siłami w OA UAM. Otrzymany stolik X-Y może przesuwac światłowód w zakresie ± 5 mm z krokiem $1 - 2\mu\text{m}$. Kontrolą położenia wózka zajmie się (umieszczony na wózku razem ze światłowodem) drugi autoguider.

Teleskop	Czas eksp.	Zasięg (S/N=10, F8)
0.4 m	1800 s	9 ^m 3
2 × 0.5 m	900 s	10 ^m 7
2 × 0.5 m	1800 s	11 ^m 4
2 × 0.5 m	3600 s	12 ^m 1

Tablica 2: Przewidywany zasięg teleskopu ze spektrografem

5 Kamera CCD do spektrografu

Ostatnim elementem całego systemu, zwiększającym w znacznym stopniu jego zasięg, będzie nowa kamera CCD do spektrografu. Problemy napotkane przy stosowaniu kamery Apogee AP8p w czasie testów spowodowały bardzo staranny wybór nowego detektora.

Jak wiadomo, w czasie typowych obserwacji fotometrycznych w obserwatoriach nizinnych dominującym źródłem szumów jest świecenie nocnego nieba (i ewentualnie szum fotonowy samej gwiazdy). Sytuacja ulega radykalnej zmianie, gdy światło stosunkowo jasnej gwiazdy ($V < 12^m$) rozszczepimy w spektrografie w dyspersji 0.1 A/pix. Świecenie tła nieba staje się wówczas nieistotne, a na końcową wartość S/N wpływa głównie prąd ciemny i szum odczytu kamery CCD. Minimalizacja szumu odczytu kamery wymaga dobrej jakości elektroniki kamery oraz stosunkowego wolnego odczytu chipu CCD. Zmniejszanie prądu ciemnego osiąga się przez wydajne chłodzenie do temperatur -100° i niższych.

Tradycyjnym sposobem chłodzenia astronomicznych kamer CCD było zwykle naczynie Dewara, wypełnione ciekłym azotem. Wymagało to jednak uzupełniania poziomu ciekłego azotu przynajmniej raz na dobę, co z jednej strony oznaczało konieczność posiadania sprężarki do skraplania powietrza, a z drugiej dość uciążliwy serwis, wykluczający zdalną pracę teleskopu w oddaleniu od obserwatora.

W ostatnich latach obserwuje się zastępowanie układów LN₂ chłodziarkami działającymi w oparciu o efekt Joule-Thomsona. Polega on na chłodzeniu kamery gazem, rozprężającym się z początkowego, dość wysokiego ciśnienia przez bardzo wąską szczelinę. Układy takie, zwane CryoTiger'ami, są dość kosztowne i po ok. 4 latach wymagają całkowitej wymiany.

Biorąc pod uwagę wspomniane czynniki, zdecydowaliśmy się na zakup kamery chłodzonej układem termoelektrycznym (efekt Peltiera). Przy stosunkowo dużych fizycznych rozmiarach wymaganego przez nas chipu CCD (ok. $24 \times 24\text{mm}^2$ lub więcej), trudno było odnaleźć producenta stosującego wystarczająco wydajne układy Peltiera. W końcu Andor Technologies zaproponował nam zmodyfikowany na specjalne zamówienie model swojej kamery CCD z serii iKon. Dołożenie dodatkowego stopnia Peltiera do dotychczas stosowanego układu czterostopniowego spowodowało obniżenie temperatury pracy kamery z -75° (oferowany powszechnie model Andor DW 436) do akceptowalnego przez nas poziomu -100° (model iKon DZ 436, na specjalne zamówienie). W temperaturze tej chip E2V 4240 o rozmiarach 2048×2048 , wielkości piksela $13.5\mu\text{m}$ i szumie odczytu $2.5e^-/\text{pix}$ posiada prąd ciemny o wartości $2e^-/\text{pix}/\text{h}$. Całość znakomicie nadaje się do rejestracji słabych widm echelle.

6 Podsumowanie

Za podsumowanie niech posłuży szacunek zasięgu nowego teleskopu ze spektrografem. Testy spektrografu na teleskopie 0.4 m pozwalają z dość dużą dokładnością przeskalować uzyskane do tej pory rezultaty na przypadek podwójnego teleskopu ze zwierciadłami o średnicy $D = 0.5$ m każde. W skalowaniu tym wzięto również pod uwagę spadek szumów detektora, spowodowanych użyciem nowej kamery CCD. Rezultat obliczeń prezentuje Tabela 2, w której podano jasność gwiazdy o typie widmowym F8, dla której w czasie ekspozycji o podanym czasie będzie można uzyskać widmo o śred-

nim $S/N=10$. W przypadku widm echelle jest to próg, który umożliwia jeszcze pomiar prędkości radialnych gwiazd z dokładnością na poziomie 1 km/s.

Bibliografia

- BAUDRAND, J., BOHM, T. (1992) MUSICOS – A fiber-fed spectrograph for multi-site observations. *Astron.Astrophys.*, **259**, 711–719
- DONATI, J.-F., SEMEL, M., CARTER, B.D., REES, D.E., CAMERON, A.C. (1997) Spectropolarymetric observations of active stars. *MNRAS* **291**, 658-682
- DUQUENNOY, A., MAYOR, M. (2002) Multiplicity among solar-type stars in the solar neighbourhood. II – Distribution of the orbital elements in an unbiased sample. *Astron.Astrophys.*, **248**, 485–524
- Enabling a Giant Segmented Mirror Telescope for the Astronomical Community. <http://www.aura-nio.noao.edu/book/>, Ostatni dostęp 2005-06-23
- KRUSZEWSKI, A. & SEMENIUK, I. (1999). Nearby Hipparcos eclipsing binaries for color-surface brightness calibration. *Acta Astron.* **49**, 561
- PACZYŃSKI, B. (1997) The Extragalactic Distance Scale. *STSI Symp. Ser.* **10.**, Ed. M.Livio, M.Donahue and N.Panagia, Cambridge Univ. Press.
- PFEIFFER, M.J., FRANK, C., BAUMULLER, D., FUHRMANN, K., GEHREN, T. (1998) FOCES – a fibre optics Cassegrain echelle spectrograph. *Astron.Astrophys.Supp.Ser.*, **130**, 381–393
- SLOVAK, M.H., BARNES, T.G. (2002) Revised Orbit for the Single Line Spectroscopic Binary Theta Draconis. *BAAS*, **34**, 655