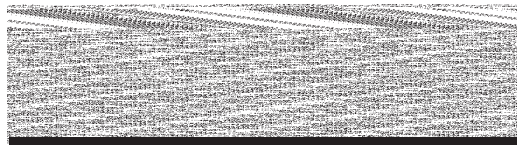


32 m radioteleskop



Opis techniczny i podręcznik obserwatora

Wersja 9.2 (wrzesień 2010 r.)

Redakcja: K.M. Borkowski, A.J. Kus

Centrum Astronomii UMK, Katedra Radioastronomii

Piwnice 2010

Ważniejsze zmiany w ostatnich wersjach

Wersja 8.1 (X 2009)

- W rozdziale I uaktualniono skład osobowy i spis telefonów
- Cały rozdział XI (obserwacje spektralne) został napisany od nowa

Wersja 9.0 (I 2010)

- Uaktualniono rysunek rozkładu oświetlaczy na końcu rozdz. IV
- Przeredagowano cały rozdział IX (VLBI); jest w nim teraz nowa sekcja o Mark 5A

Wersja 9.1 (II 2010)

- W związku z uaktualnieniem Tb w programie moonrt uaktualniono też jego opis w rozdziale XII (program służy do obliczania dokładnych efermeryd ciał Układu Słonecznego)

Wersja 9.2 (IX 2010)

- Dopisano podrozdział IX.7 *Kalibracja obserwacji VLBI*.

Spis treści

I Informacje ogólne	I-1
II RT32 — <i>K. Borkowski, Z. Bujakowski</i>	II-1
II.1 Opis konstrukcji	II-1
II.2 Geometria i inne charakterystyki	II-5
II.3 Cienie lustra wtórnego i jego podpór	II-8
II.4 Martwy obszar przy zenicie	II-10
III Sterowanie — <i>E. Pazderski</i>	III-1
III.1 System sterowania ruchem radioteleskopu	III-1
III.2 Obsługa oprogramowania odbiorników (rec)	III-5
III.3 Okno VXI Command Module	III-9
III.4 Okno monitorowania sygnału, sigmon — <i>R. Feiler</i>	III-10
III.5 Program track — <i>G. Hrynek</i>	III-11
III.6 Postępowanie podczas awarii — <i>M. Gleba</i>	III-13
IV Systemy odbiorcze — <i>S. Jakubowicz</i>	IV-1
IV.1 Odbiornik na pasmo L	IV-1
IV.2 Odbiornik na pasmo C1	IV-4
IV.3 Odbiornik na pasmo C2	IV-6
V Urządzenia do analizy i rejestracji danych	V-1
V.1 Terminal VLBI	V-1
V.2 Maszyna pulsarowa	V-3
V.3 Spektrograf cyfrowy 16 384-kanalowy — <i>A. Kępa</i>	V-3
VI Służba czasu — <i>K. Borkowski, J. Usowicz</i>	VI-1
VI.1 Wzorzec wodorowy	VI-2
VI.2 Wzorzec rubidowy	VI-2
Ustawianie zegara wzorca rubidowego — <i>A. Kępa, W. Szymański</i>	VI-3
VI.3 Odbiorniki GPS	VI-4
VI.4 Monitorowanie wzorca wodorowego	VI-6
Format i rozpowszechnianie wyników	VI-8
Korekcja częstości wzorca	VI-10
VII Kalibracje — <i>A. Kus, K. Borkowski</i>	VII-1
VII.1 Podstawowe definicje	VII-1
VII.2 Kalibracja temperatury systemowej	VII-4
VII.3 Wyznaczanie czułości anteny	VII-6

VIII	Pomiary mocy całkowitej — <i>A. Kus, K. Katarzyński</i>	VIII-1
VIII.1	Pozycjonowanie anteny	VIII-1
VIII.2	Wykonywanie pomiarów różnicowych	VIII-6
VIII.3	Redukcja danych obserwacyjnych	VIII-10
VIII.4	Wpływ odkształceń grawitacyjnych anteny	VIII-11
IX	Obserwacje VLBI — <i>K.M. Borkowski</i>	IX-1
IX.1	Wprowadzenie	IX-1
IX.2	Obsługa terminala VLBI — <i>R. Feiler</i>	IX-9
IX.2.1	Cechy terminala P&G	IX-9
IX.2.2	Przygotowanie do sesji	IX-9
IX.2.3	Rozpoczęcie pracy	IX-11
IX.2.4	W trakcie obserwacji	IX-13
IX.2.5	Gdy dzieje się niedobrze	IX-14
IX.2.6	Zakończenie pracy — zatrzymanie Field Systemu	IX-15
IX.2.7	Uwagi końcowe	IX-15
IX.3	Lista poleceń języka SNAP — <i>K.M. Borkowski</i>	IX-15
IX.4	Standartowe procedury — <i>K.M. Borkowski</i>	IX-16
IX.5	Obsługa Mark 5A — <i>M. Kunert-Bajraszewska</i>	IX-17
IX.5.1	Rekordery Mark 5	IX-17
IX.5.2	Polecenia Mark 5A	IX-17
IX.5.3	Przygotowanie <i>disk-paków</i> do zapisu (<i>preconditioning</i>)	IX-19
IX.5.4	Obserwacje w sesji EVN	IX-19
IX.5.5	Obserwacje e-VLBI	IX-21
IX.6	Gospodarka dyskami — <i>K.M. Borkowski</i>	IX-21
IX.7	Kalibracja obserwacji VLBI — <i>K.M. Borkowski</i>	IX-23
X	Obserwacje pulsarów — <i>A. Wolszczan, W. Lewandowski</i>	X-1
X.1	Logowanie i uruchamianie oprogramowania	X-1
X.2	Logowanie na konsoli	X-1
X.3	Logowanie z zewnątrz	X-2
X.4	Użytkowanie oprogramowania. Opis zawartości okien	X-2
X.5	Prowadzenie obserwacji	X-3
X.6	Obserwacje chronometrażowe	X-3
X.7	Zamknięcie oprogramowania	X-4
X.8	Sytuacje awaryjne	X-4
XI	Obserwacje spektralne — <i>M. Szymczak</i>	XI-1
XI.1	Wstęp	XI-1
XI.2	Przygotowanie obserwacji	XI-1
XI.3	Obserwacje i kalibracja danych	XI-2
XI.4	Czynności operatora, system C2	XI-5
XII	Uzupełnienia	XII-1
XII.1	Przeliczanie współrzędnych	XII-1
XII.2	Efemerydy planet	XII-5
XII.3	Formularz propozycji obserwacji	XII-9
XII.4	Katalogi obiektów i mapy tła	XII-10

Rozdział I

Informacje ogólne

(Wersja z dnia: 2009.09.10)

Katedra Radioastronomii — położenie, adresy, telefony

Katedra Radioastronomii jest jedną z dwóch katedr Centrum Astronomii przy Wydziale Fizyki, Astronomii i Informatyki Stosowanej Uniwersytetu Mikołaja Kopernika w Toruniu (UMK) i ma siedzibę w Piwnicach, ok. 12 km na północ od Torunia.

Współrzędne geograficzne i geodezyjne

W listopadzie 2000 r. EVN (europejska sieć VLBI) przeprowadziła geodezyjny eksperyment na częstotliwości 5 GHz, skąd wyznaczono dokładną pozycję kilku radioteleskopów tej sieci, w tym także anteny toruńskiej (P. Charlot *et al.*, 2001, *ITRF2000 Positions of Non-geodetic Telescopes in the European VLBI Network*, Proc. 15th Working Meeting on European VLBI for Geodesy and Astrometry, 194–200). Oto pozycja RT32:

Składowa równikowa na $\lambda = 0^\circ$	x	3638558.51 m
Składowa równikowa na $\lambda = 90^\circ\text{E}$	y	1221969.72 m
Składowa biegunowa	z	5077036.76 m
Składowa równikowa: $\sqrt{x^2 + y^2}$	r	3838270.19 m
Promień wodzący: $\sqrt{x^2 + y^2 + z^2}$	R	6364638.27 m
Wysokość nad elipsoidą	h	133.61 m
Długość geograficzna: $\arctan2(y, x)$	λ	$18.56406^\circ = 18^\circ 33' 50.6''$
Szerokość geodezyjna	φ	$53.09546^\circ = 53^\circ 05' 43.7''$
Szerokość geocentryczna: $\arctan(z/r)$	φ'	$52.91050^\circ = 52^\circ 54' 37.8''$

Prostokątne współrzędne podane w powyższej tabelce odnoszą się do międzynarodowego układu ziemskiego (IERS Terrestrial Reference Frame) ITRF2000 i mają dokładność ok. ± 5 cm. Wskazują one na miejsce przecięcia się osi wysokości z osią azymutu radioteleskopu. Współrzędne geodezyjne (ϕ i h) obliczono przyjmując polecaną przez IERS elipsoidę GRS80: wielka półoś 6378137 m i spłaszczenie 1/298,257222101 (McCarthy, 1996, *IERS Conventions*:

<http://www.usno.navy.mil/USNO/earth-orientation/eo-info/general/conv-1996>;
por. też wersję 2003: <http://www.iers.org/MainDisp.csl?pid=46-25776>).

Radioastronomia na Uniwersytecie M. Kopernika

Kadra pracowników naukowych, którzy organizowali astronomię w 1945 r. na UMK w Toruniu, pochodziła z Obserwatorium Astronomicznego Uniwersytetu Stefana Batorego w Wilnie (w 1939 r. władze litewskie zlikwidowały USB). Na lokalizację nowego obserwatorium (optycznego) wybrano miejscowość Piwnice leżącą ok. 12 km na północ od Torunia. Tutaj też od 1973 r. mieści się, po sąsiedzku z optycznym, obserwatorium radioastronomiczne. Przygotowania do obserwacji radiowych rozpoczęto jednak znacznie wcześniej bo już w 1955 r.

Pierwszym instrumentem radioastronomicznym zbudowanym w Toruniu (w 1957 r.) była antena cylindryczno-paraboliczna. Za jej pomocą udało się zarejestrować m.in. promieniowanie aktywnego Słońca w dniu 6 lutego 1958 r. W miesiąc później teleskop ten załamał się pod ciężarem oblodzenia. W tym samym roku zbudowano inną antenę — sterowaną paraboloidę obrotową o średnicy 12 m i o montażu horyzontalnym. Używano jej do obserwacji Słońca na częstotści 127 MHz od września 1958 r. Zapoczątkowane wówczas obserwacje Słońca na tej fali (2,36 m) kontynuowano później przez wiele lat w formie codziennej służby, chociaż z innymi antenami. Już od października 1960 r. przez kilkanaście lat używano w tym celu interferometru złożonego z pary anten cylindrycznych w

NIKTÓRE DATY Z HISTORII TORUŃSKIEJ RADIOASTRONOMII

1958.02.06	Pierwsza rejestracja promieniowania aktywnego Słońca anteną cylindryczno-paraboliczną na częstotści (ν) 127 MHz
1958.10.29	Pierwsze obserwacje spokojnego Słońca anteną paraboliczną ($d = 12$ m; $\nu = 127$ MHz). Początek regularnej służby Słońca
1960.08	Początek służby Słońca za pomocą interferometru
1961.05–06	Obserwacje zakryć Tau A przez koronę słoneczną ($\nu = 32,5$ MHz; trójantenowy interferometr o bazie 1400 m)
1965.05	Powstanie Zakładu Radioastronomii przy Katedrze Astrofizyki i Astronomii Gwiazdowej
1973.04.19	Wystrzelenie radiospektrografu w ramach eksperymentu „Interkosmos–Kopernik 500”
1973.09	Zakończenie budowy budynku Zakładu Radioastronomii
1976.10	Zakończenie budowy (rozpoczętej wiosną 1976 r.) parabolicznego radioteleskopu o średnicy 15 m
1978.09	Pierwsze testowe obserwacje radioteleskopem 15-metrowym
1980.01.01	Powołanie Katedry Radioastronomii
1981.06.29	Pierwsze udane obserwacje techniką VLBI (terminal MkIIc)
1983	Opracowanie założeń wstępnych do projektu parabolicznej anteny o średnicy 32 m do celów VLBI
1986–88	Zakończenie opracowania projektu wstępnego 32-m anteny, wykonanie projektu techniczno-roboczego i przystąpienie do jego realizacji
1991.10.16	Rozpoczęcie montażu 32-metrowej anteny
1994.10.22	Zakończenie budowy anteny
1995.04.	Pierwsze obserwacje tranzytowe nową anteną na 5 GHz
1995.09.14	Pierwszy <i>tracking</i>
1996.04.17	Pierwszy (i zakończony powodzeniem) test obserwacyjny techniką VLBI z terminalem Penny+Giles (MkIII)
1996.06-07.	Obserwacje pulsarów oraz obserwacje widmowe

odległości 10λ (23,6 m), które w 1972 r. zostały wymienione na prostsze anteny o płaskich reflektorach. 15 lutego 1961 r. rozszerzono służbę Słońca o obserwacje na częstotliwości 327 MHz podobnym interferometrem o bazie 10λ .

Inny wieloletni owocny program radioastronomów w Toruniu dotyczył zakryć (*okultacji*) radioźródeł prze koronę słoneczną. Do tego programu zbudowano interferometr trójantenowy, o dłuższej bazie równej 1400 m, pracujący na częstotliwości 32,5 MHz od maja 1961 r.

W późniejszym okresie zbudowano tutaj jeszcze interferometr szerokopasmowy (100 – 150 MHz) do obserwacji centrów aktywnych na Słońcu, spektrograf słoneczny na zakres 25 – 200 MHz z anteną logarytmiczno–periodyczną i system do okołobiegunowej syntezy apertury na częstotliwości 43 MHz.

We wszystkich tych pionierskich latach istniało ściśle współdziałanie pracowników Uniwersytetu i Pracowni Astrofizyki Polskiej Akademii Nauk. Jeszcze dzięki tej współpracy powstała aparatura badawcza (spektrograf na pasmo 0,6 – 6 MHz) do sputnika KOPERNIK 500 wystrzelonego 19 kwietnia 1973 r., propozycja i koordynacja budowy 15–metrowego radioteleskopu oddanego do eksploatacji w 1977 r., oraz niewielki sterowany radioteleskop paraboliczny do służby Słońca na częstotliwości 2,8 GHz.

Z wymienionych starszych instrumentów do dziś przetrwał jedynie interferometr do służby Słońca na częstotliwości 127 MHz zlokalizowany — jak przed laty — na terenie pobliskiego Obserwatorium Astronomicznego. Tam też można jeszcze oglądać od wielu już lat nieużywane: teleskop 12–metrowy i interferometr słoneczny na częstotłość 327 MHz.

Radioteleskop 15–metrowy był wykorzystywany głównie do celów VLBI, ale prowadzono nim również okazjonalnie inne obserwacje. Przez pewien czas prowadzono np. monitorowanie kilku najsilniejszych pulsarów. Czasochłonność tego przedsięwzięcia spowodowała jednak jego zaniechanie.

Uruchomienie radioteleskopu o średnicy 15 m umożliwiło włączenie się Katedry Radioastronomii UMK do obserwacji VLBI. Najważniejszymi barierami do pokonania było zbudowanie terminala Mark II oraz zakup atomowego wzorca częstotliwości. Terminal został zbudowany całkowicie siłami pracowników Katedry w oparciu o szczegółową dokumentację udostępnioną przez Anglików za zgodą National Radio Astronomy Observatory (Green Bank, USA). Po wstępnych testach w 1981 r. uzyskano pierwsze listki interferencyjne z obserwacji w dniu 31 maja na fali 6 cm na bazie do Effelsbergu (RFN) (uczestniczyła wtedy też stacja w Westerborku, Holandia).

Niedługo potem stacja toruńska brała już regularnie udział w praktycznie wszystkich europejskich obserwacjach VLBI, a także — okazjonalnie — w eksperymentach międzykontynentalnych. Udział ten to typowo cztery 7 – 14–dobowe sesje w ciągu roku.

10 sierpnia 1982 r. w Westerborku, Jodrell Bank (W. Brytania) i w Toruniu wykonano obserwacje źródła 3C286 na dotąd nie używanej (z powodu braku wyposażenia na tej częstotliwości odpowiedniej liczby stacji) w Europie fali 49 cm. Z obserwacji tych, po korelacji w Bonn na wówczas jeszcze tam czynnym korelatorze Mark II, powstała pierwsza mapa opracowana w Toruniu. Spośród wielu innych obserwacji, w których uczestniczyła toruńska stacja VLBI warto wymienić tzw. „world radio array” — globalny eksperyment na fali 18 cm wykonany w kwietniu 1984 r., w którym uczestniczyła największa wówczas liczba stacji: 18 (153 bazy!). Baza z Kaliforni do Torunia była jedną z najdłuższych w tej sieci.

Na wyposażenie teleskopu 15–metrowego związane z obserwacjami VLBI składały się: rubidowy wzorzec częstotliwości, syntezy częstotliwości (do wytwarzania sygnałów lokalnego oscylatora), zegar cyfrowy i system do synchronizacji czasu metodą telewizyjną, terminal Mark II (konwerter *video*, formater i magnetowid kasetowy) oraz zestaw odbiorników na standardowe pasma VLBI: 408, 610, 1420, 1660 i 5000 MHz. Znaczna część tego wyposażenia została zbudowana całkowicie w Katedrze.

Rozdział II

RT32 — K. Borkowski, Z. Bujakowski

(Wersja z dnia: 2003.04.25)

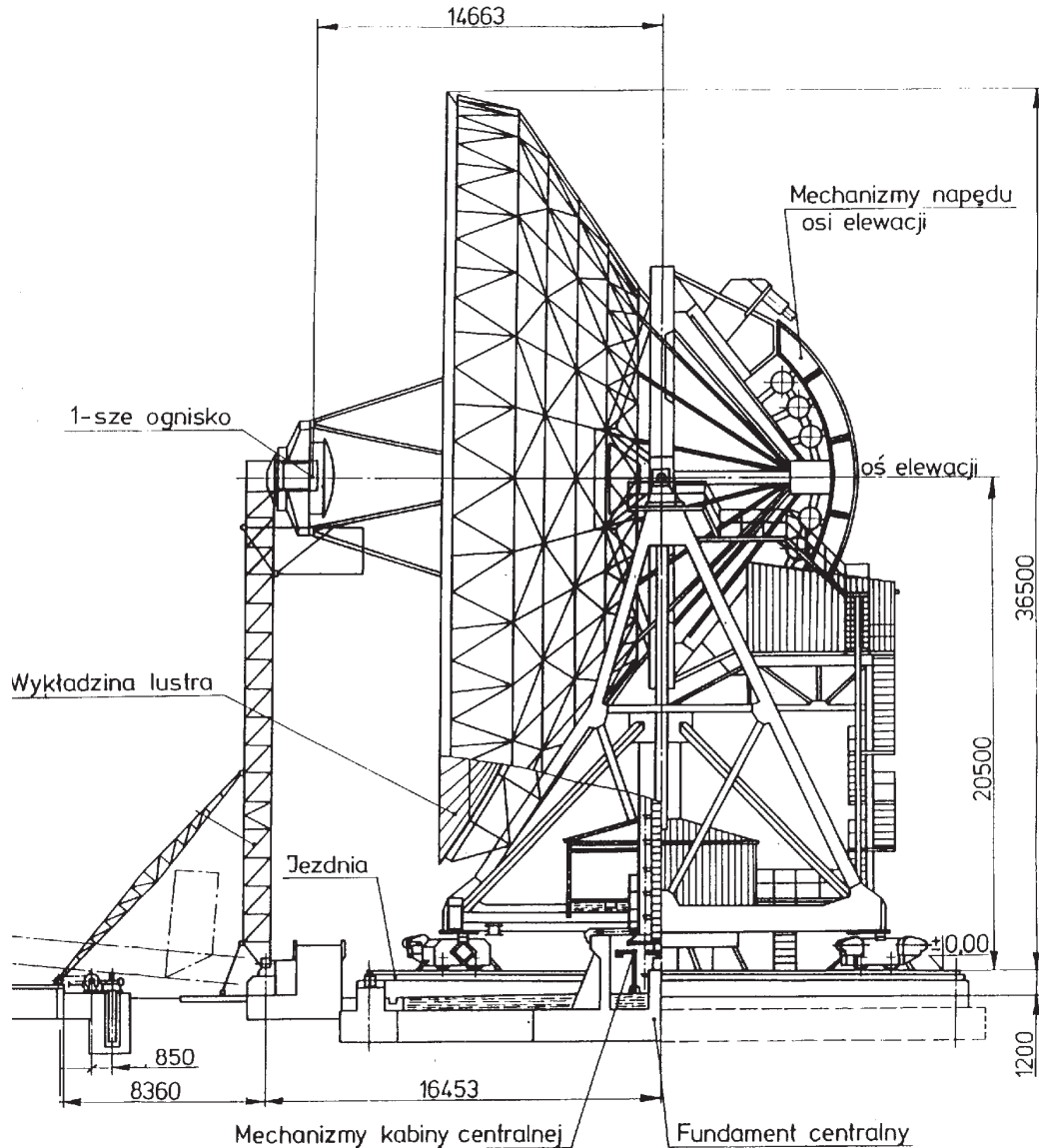
II.1 Opis konstrukcji

32-metrowa antena jest dziełem wielu zespołów z całej Polski. Założenia do projektu opracowali radioastronomowie toruńscy. Projektantem głównym był, podobnie jak w przypadku poprzedniej 15-metrowej anteny, mgr inż. Zygmunt Bujakowski. Przy pracach projektowych wykorzystano także doświadczenia specjalistów z kilku zagranicznych ośrodków związanych z budowaniem instrumentów radioastronomicznych (m.in. z Jodrell Bank, Cambridge, Rutherford Appleton Laboratory i Bonn).

Teleskop ten jest w pełni sterowaną anteną o montażu horyzontalnym, z reflektorem głównym o średnicy 32 m i pracującą w klasycznym układzie Cassegraina z demontowalnym hiperbolicznym lustrem wtórnym o średnicy 3,2 m. Na reflektor główny, w kształcie paraboloidy obrotowej, składa się 336 paneli ułożonych w siedmiu koncentrycznych pierścieniach. Wszystkie panele mają taką samą długość (1,6 m) a szerokość zależną od przynależności do jednego z siedmiu pierścieni ($1,2 \div 1,6$ m) i wykonane są z blachy aluminiowej o grubości 2,5 mm przynitowanej do ramy zbudowanej z aluminiowych teowników. Blasze nadano odpowiedni kształt (wycinka paraboloidy) wstępnie poprzez mechaniczne naciąganie na specjalne kopyto, a później za pomocą 39 śrub naciągowych pozwalających korygować powierzchnię panelu przez odkształcanie ramy, na której jest zamocowana blacha. Średniokwadratowa odchyłka powierzchni paneli od paraboloidy wynosi mniej niż 0,35 mm. Panele są mocowane do konstrukcji teleskopu na czterech regulacyjnych śrubach umieszczonych w narożnikach panelu. Po ostatecznej justacji dalmierzem laserowym i metodami geodezyjnymi pomiary wykazały dokładność 0,2 mm ustawienia paneli względem siebie.

Sterowanie odbywa się wokół dwóch osi — stałej pionowej i ruchomej poziomej z absolutną dokładnością $0,001^\circ$. Bieżącą kontrolę położenia anteny oraz prędkości ruchu zapewniają 19-bitowe przetworniki kąta umieszczone bezpośrednio na osiach obrotu. Celem wyeliminowania luzów w napędach zastosowano system podwójnych silników w każdym zespole napędowym, pracujących w trybie *antibacklash*, polegającym na tym, że w każdym napędzie są po dwa silniki, z których gdy jeden napędza, to drugi hamuje (z siłą ok. 10 % nominalnego ciągu wynoszącego 27,5 Nm).

Z powodu istnienia zmiennych odkształceń grawitacyjnych lustra głównego wprowadzono dodatkowy ruch kompensacyjny lustra wtórnego. W sumie sterowanie radioteleskopu oparte jest na 8 silnikach w osi azymutu (ruch wokół pionu), 4 — w osi wysokości (oś

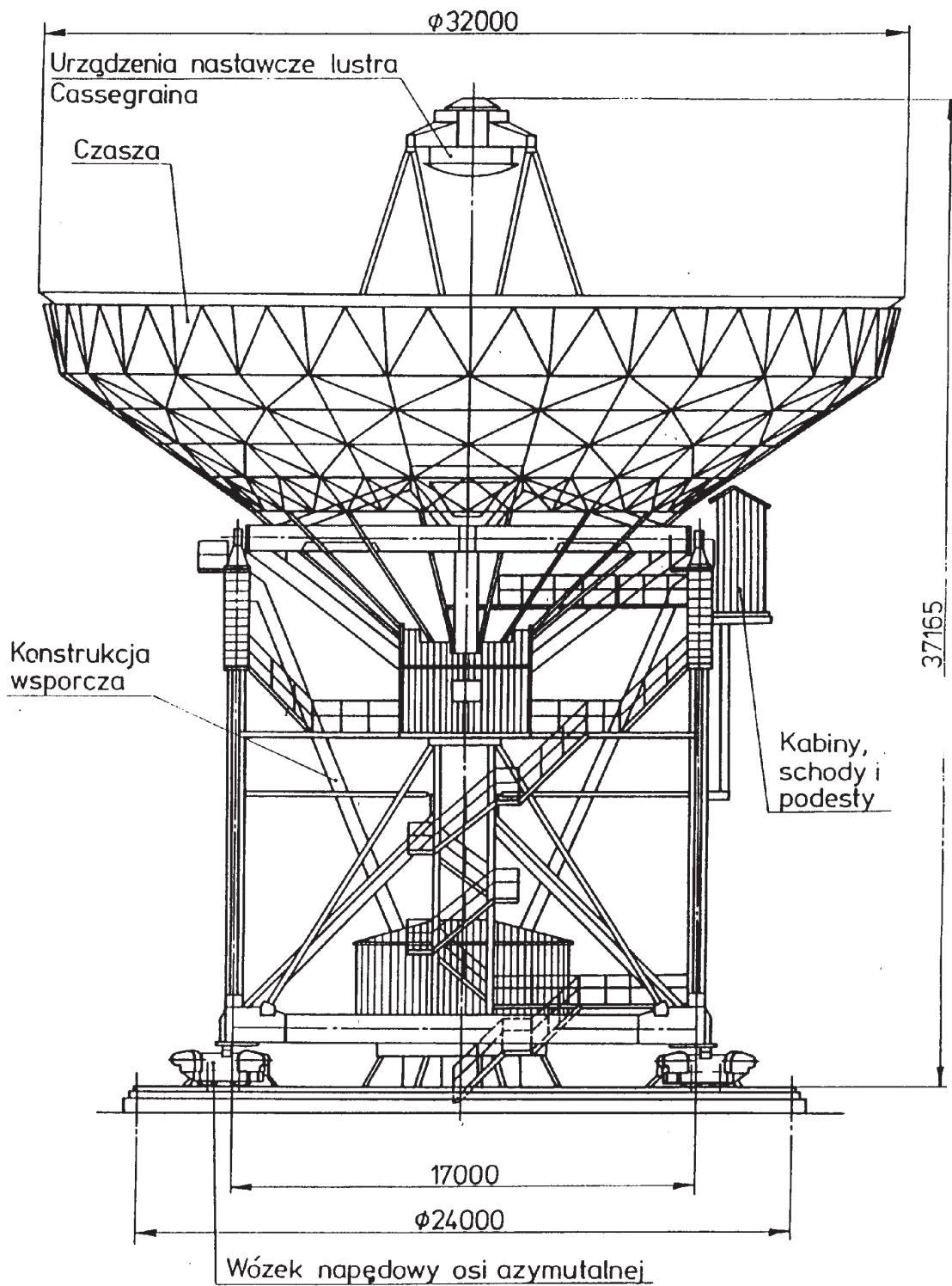


Rys. II.1: Schemat konstrukcyjny radioteleskopu 32-metrowego — widok w pozycji serwisowej.

pozioma) oraz 5 — w mechanizmach ruchu lustra Cassegraina. System sterowania obejmuje też komputer nadzorujący (HP435rt), szereg sterowników i kontrolerów i zespoły napędowe (firmy Lenze).

Cała konstrukcja nośna zamontowana jest na czterech dwukołowych (koła mają średnicę 1,25 m) wózkach napędzanych podobnie jak w osi wysokości (takie same silniki i kompensacja luzów). Wózki poruszają się po jezdni — grubej szynie w kształcie dwuteownika — rozłożonej na kole o średnicy 24 m.

Większość prac obserwacyjnych prowadzona jest w systemie Cassegraina, na co zezwala obecność hiperbolicznego lustra wtórnego o średnicy 3,2 m umieszczonego między ogniskiem paraboloidy a głównym reflektorem. Promieniowanie kosmiczne, po odbiciu



Rys. II.2: Schemat konstrukcyjny radioteleskopu 32-metrowego — widok w pozycji bazowej.

Charakterystyka techniczna 32 m radioteleskopu

Typ	sterowalna antena paraboliczna
Montaż	horyzontalny
Optyka do ok. 1 GHz	ognisko pierwotne
— powyżej ok. 1 GHz	system Cassegraina
Średnica torowiska	24,0 m
Największa wysokość (powyżej fundamentu)	37,6 m
Panele: ilość (7 pierścieni)	$64+64+64+64+32+32+16 = 336$
— rozmiary	$224 \times (120 \div 160)$ cm
Dokładność wykonania paneli czaszy (rms)	$< 0,35$ mm
— ustawienia względem wzorca obrotowego (rms)	1,0 mm
— czaszy po justacji dalmierzem laserowym i teodolitem (rms)	0,2 mm
— wykonania subreflektora (rms)	0,05 mm
— ustawienia osi subreflektora względem paraboloidy (max)	0,1 mm
— poziomowania torowiska (max)	0,3 mm
— poziomowania osi wysokości (max)	0,3 mm
Grawitacyjne odkształcenia (brzeg czaszy; max)	4,2 mm
Odstępstwa od homologii w położeniu zenitalnym (rms)	0,11 mm
— — — — — horyzontalnym (rms)	0,14 mm
Zakres obrotu w osi wysokości	$+2 \div +95^\circ$
— — — — — azymutu (od południka)	$\pm 270^\circ$
— ruchu subreflektora wzdłuż osi	± 60 mm
— obrotu subreflektora wokół dwóch osi	$\pm 5^\circ$
Szybkość ruchu czaszy w osi wysokości	$0,004 \div 14,7^\circ/\text{min}$
— — — — — azymutu	$0,008 \div 31^\circ/\text{min}$
Dokładność śledzenia (w obu osiach)	$0,002^\circ$
Blokowanie apertury przez subreflektor i jego podpory	7,44 %
Obciążenie na torowisku	~ 620 t
— na osi wysokości (w tym przeciwwaga: ~ 90 t)	~ 320 t
Ciężar wyposażenia elektrycznego	~ 2 t
— urządzeń w kabinie centralnej (pod anteną)	9,4 t
— stalowych szyn (o szerokości 180 mm)	42,5 t
— konstrukcji do montażu i konserwacji subreflektora	~ 16 t
Dopuszczalna szybkość wiatru podczas użytkowania	16 m/s
Graniczna szybkość wiatru grożąca uszkodzeniem	56 m/s
Dopuszczalna grubość oblodzenia	2 cm
— zakres temperatur	$-25 \div +35^\circ\text{C}$

od paraboloidy i lustra wtórnego, skupia się w ognisku wtórnym, gdzie umieszcza się właściwe anteny, tzw. *oświetlacze*, i systemy odbiorcze. Ze względu na dużą liczbę pasm używanych w praktyce VLBI i częste zmiany obserwowanych częstotliwości — nawet w czasie jednej sesji obserwacyjnej — najważniejsze systemy odbiorcze są na stałe instalowane w pobliżu ogniska wtórnego. Wybór właściwego oświetlacza następuje przez odpowiedni przechył lustra Cassegraina. Istnieje też możliwość obserwacji w trybie ogniska pierwotnego (w zasadzie na dłuższych falach, $\lambda \geq 50$ cm). W tym celu przewidziano specjalne urządzenie do demontowania lustra Cassegraina i instalowania tam urządzeń odbiorczych (w kabinie ogniska pierwotnego).

Niezwykle ważną charakterystyką teleskopu jest dokładność wykonania reflektorów, gdyż decyduje ona o jego użyteczności na krótkich falach. Wiadomo, że jeśli błąd średniokwadratowy (rms) powierzchni luster wynosi σ , to traci się na skuteczności wykorzystania apertury anteny o czynnik:

$$\eta_\sigma = e^{- (4\pi\sigma/\lambda)^2}.$$

Często przyjmuje się, że radioteleskop jest użyteczny do fal $\lambda = 16\sigma$, kiedy jego skuteczność maleje do 54 % (o czynnik $\eta_\sigma = 0,54$)¹. Szacunkowa dokładność głównego reflektora teleskopu 32-metrowego wynosi 0,4 mm, co oznacza dużą sprawność na fali 7 mm i możliwą używalność na 3 mm (ok. 100 GHz).

II.2 Geometria i inne charakterystyki

Geometrię anteny w pełni określają cztery parametry: średnica reflektora głównego (d), długość ogniskowej (f), średnica reflektora wtórnego (subreflektora, d_s) i położenie ogniska wtórnego, np. jego odległość od wierzchołka paraboloidy (h). Pozostałe parametry można obliczyć z zależności matematycznych podanych w załączonej tabeli.

Własności użytkowe radioteleskopu zależą od częstotliwości obserwacji. Napięciową charakterystykę kierunkową wyznacza transformata Fouriera z rozkładu pola elektrycznego na aperturze instrumentu. W przypadku apertury o symetrii kołowej dwuwymiarowa transformata Fouriera sprowadza się do transformaty Hankela. Dla teleskopu, którego apertura ma kształt koła z otworem w środku, znormalizowaną charakterystykę napięciową można wyrazić ogólnym wzorem (www.astro.uni.torun.pl/~kb/Artykuly/CharRT32.htm):

$$U(x) = \frac{2d^2}{(d^2 - d_s^2)x} \left\{ J_1(x) + \frac{\beta}{2 - \beta} J_3(x) - \frac{d_s}{d} \left[J_1\left(x \frac{d_s}{d}\right) + \frac{\beta}{2 - \beta} J_3\left(x \frac{d_s}{d}\right) \right] \right\}, \quad (\text{II.1})$$

gdzie:

J_n są funkcjami Bessela pierwszego rodzaju,

$x = \pi(d/\lambda) \sin \theta$,

$\lambda = c/\nu$ jest długością fali obserwowanego promieniowania o częstotliwości ν (tutaj c jest prędkością światła),

θ to kąt między danym kierunkiem a osią symetrii,

β charakteryzuje oświetlenie apertury przyjęte w postaci funkcji:

$1 - \beta(2r/d)^2$, gdzie r jest odległością od osi symetrii do danego miejsca na aperturze.

¹Niekiedy za najmniejszą długość fali bierze się $4\pi\sigma$, przy której skuteczność wykorzystania powierzchni wynosi $1/e$, tj. ok. 37 %.

Parametry geometryczne radioteleskopu

Główny reflektor (paraboloida)

Średnica	d	32,0 m
Odległość ogniskowa	f	11,2 m
Stosunek ogniskowej do średnicy	f/d	0,35
Głębokość czaszy	$H = d^2/(16f)$	5,7143 m
Kąt rozwarcia	$2\Theta_o = 4 \arctg[d/(4f)]$	142,1507°
Powierzchnia całkowita	$8\pi f^2[\cos^{-3}(\Theta_o/2) - 1]/3$	899,45 m ²
Apertura (powierzchnia zbierająca)	$\pi d^2/4$	804,25 m ²
Równanie paraboli [†]	$r = \sqrt{4f(f-z)} = 2f \operatorname{tg}(\Theta/2)$	

Radioteleskop w układzie Cassegraina

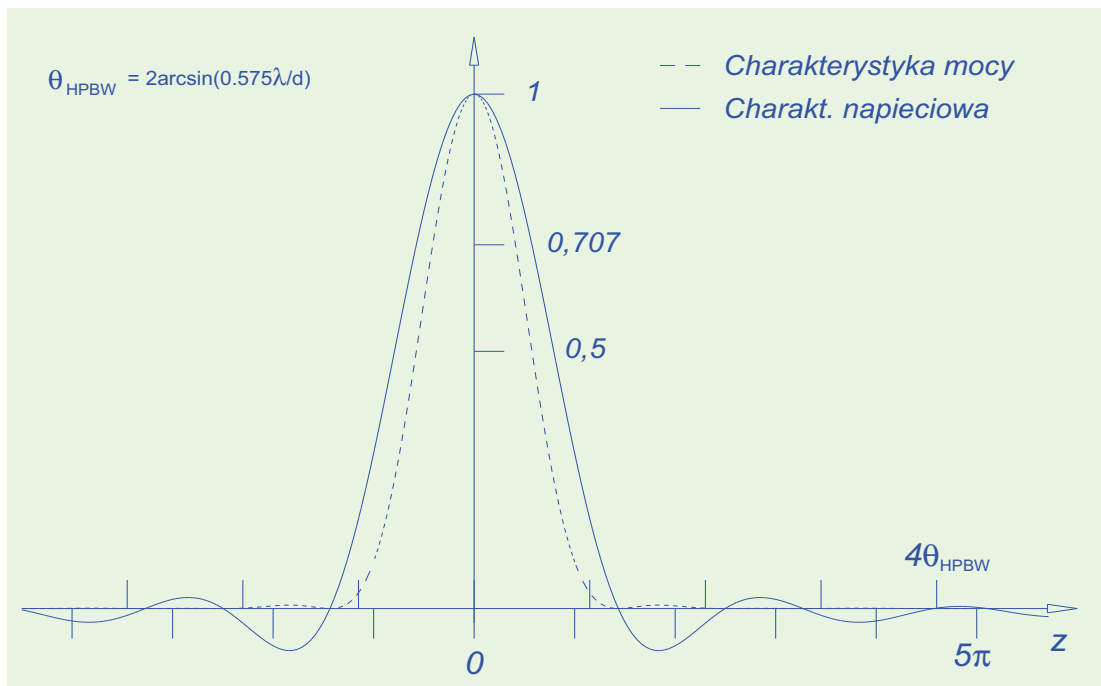
Średnica hiperbolicznego subreflektora	d_s	3,2 m
Wysokość ogniska wtórnego nad wierzchołkiem czaszy	h	1,0 m
Kąt rozwarcia subreflektora	$2\Phi_o = 2 \arctg[2(\frac{f-h}{d_s} - \frac{f-H}{d})]$	18,8256°
Efektywna ogniskowa	$F = d/[4 \operatorname{tg}(\Phi_o/2)]$	97,1729 m
Powiększenie radioteleskopu	F/f	8,6762
Odległość ognisk	$2c = f - h$	10,2 m
Mimośród hiperboli	$c/a = (F+f)/(F-f)$	1,2605
Nachylenie asymptoty	$\alpha = \arccos(a/c) = \arccos[(F-f)/(F+f)]$	37,5044°
Odległość wierzchołka hiperboloidy od ognisk	$c + a$	9,1459 m
.....	$c - a$	1,0541 m
Odległość ognisko pierwotne – brzeg subreflektora	$\rho = d_s/(2 \sin \Theta_o)$	1,6914 m
Głębokość subreflektora	$c - a - (f - H)d_s/d$	0,5056 m
Różnica dróg optycznych do obu ognisk	$(f - h)a/c$	8,0917 m
Całkowita powierzchnia subreflektora		
$\pi \sin \alpha \left[(\rho + a)\sqrt{\rho(\rho + 2a)} - 2a^2 \ln \frac{\sqrt{\rho} + \sqrt{\rho + 2a}}{\sqrt{c+a} + \sqrt{c-a}} \right] - \pi(c^2 - a^2)$		8,7728 m ²
Powierzchnia cienia subreflektora na aperturze	$\pi d_s^2/4$	8,0425 m ²
Równanie hiperboli [†]	$r = \sqrt{(c^2 - a^2)[(\frac{c-z}{a})^2 - 1]} = \frac{(c^2 - a^2) \sin \Theta}{a + c \cos \Theta}$	

[†] r jest odległością od osi symetrii radioteleskopu, wzdłuż której mierzona jest współrzędna z , poczynając od ogniska paraboloidy (pokrywającego się z jednym z ognisk hiperboloidy) i dodatnio w kierunku czaszy. Θ jest kątem pomiędzy osią z i promieniem wodzącym. (KMB)

W $U(x)$ składniki z funkcją J_1 odpowiadają za równomierny rozkład pola, a składniki z $J_3(x)$ — za rozkład ważony funkcją $1 - \beta(2r/d)^2$. Charakterystykę mocy promieniowania takiej anteny można zapisać w formie

$$\mathcal{P}(\theta) = U^2 \left(\pi \frac{d}{\lambda} \sin \theta \right).$$

Rozdzielczość kątową, czyli szerokość głównej wiązki charakterystyki kierunkowej na połowie mocy (HPBW), określa podwojony kąt $\theta = \arcsin[x\lambda/(\pi d)]$, przy którym moc \mathcal{P}



Rys. II.3: Kierunkowa charakterystyka promieniowania apertury w kształcie pierścienia o średnicy wewnętrznej 10 razy mniejszej od zewnętrznej (d) oświetlonej słabnąco ku brzegom jak $1 - 3(r/d)^2$. Charakterystyka napięciowa (krzywa ciągła) ma postać wzoru (II.1) z $\beta = 0,75$. Linia przerywana przedstawia moc promieniowania — jest to kwadrat funkcji (II.1). Θ_{HPBW} jest oznaczeniem na szerokość połówkową głównego listka charakterystyki mocy.

spada do połowy wartości maksymalnej. Dla paraboloidu o średnicy $d = 32$ m z obliczeń numerycznych otrzymujemy:

$$\Theta_{\text{HPBW}} = 2 \arcsin\left(1,80706 \frac{\lambda}{\pi d}\right) \approx 1,15 \frac{\lambda}{d} [\text{rad}] = 1,24' \frac{\lambda}{[\text{cm}]} = 37' \frac{[\text{GHz}]}{\nu}.$$

Współczynnik liczbowy $3,614/\pi = 1,15$ jest właściwy dla oświetlenia w postaci $1 - 3(r/d)^2$ (tj. z 12 dB tłumieniem na skraju czaszy), oraz dla $d/d_s = 10$. Rozdzielczości 32-metrowego teleskopu dla kilku typowych częstotliwości (ν) zawiera poniższa tabelka.

Teoretyczna rozdzielczość kątowa [$\Theta_{\text{HPBW}} = 2 \arcsin(0,5752\lambda/d)$] paraboloidu o średnicy $d = 32$ m z subreflektorem (średnica $d/10$) oraz jego kierunkowość

ν [MHz]	327	408	610	1420	1660	2290	5000	11700	22000	30000	100000
λ [cm]	91,7	73,5	49,1	21,1	18,1	13,1	5,996	2,562	1,363	0,999	0,300
$\Theta_{\text{HPBW}} [']$	113	90,8	60,7	26,1	22,3	16,2	7,41	3,17	1,68	1,24	0,371
$[^\circ]$	1,89	1,51	1,01	0,435	0,372	0,270	0,124	0,053	0,028	0,021	0,006
$D/1000$	11	17	37	202	276	526	2510	13700	48500	90200	1000000

Innymi ważnymi charakterystykami radioteleskopu są jego *powierzchnia skuteczna* i *kierunkowość*. Jeśli przez *kąt bryłowy charakterystyki kierunkowej* określimy wielkość:

$$\Omega_A = \int_{4\pi} \mathcal{P}_n(\theta, \varphi) d\Omega \cong 2\pi \int_0^{\pi/2} \frac{\mathcal{P}(\theta)}{\mathcal{P}_{max}} \sin \theta d\theta,$$

gdzie \mathcal{P}_{max} jest mocą w kierunku maksimum promieniowania, to kierunkowość \mathcal{D} obliczymy z:

$$\mathcal{D} = \frac{4\pi}{\Omega_A} = \frac{4\pi}{\lambda^2} \mathcal{A}_{eff}.$$

\mathcal{D} wyraża przybliżoną liczbę radioźródeł, jaką antena może rozdzielić przy równomiernym ich rozkładzie na niebie, (w praktyce liczba źródeł jest o około rząd mniejsza), zaś \mathcal{A}_{eff} to skuteczna powierzchnia anteny, która w danym przypadku (przy wyżej przyjętym modelu charakterystyki) wynosi:

$$\mathcal{A}_{eff} \approx 717 \text{ m}^2.$$

Powyzsza wielkość nie uwzględnia tzw. omowych strat sygnału, strat na skutek rozpraszania na nieidealnych lustrach i wynikających z cieniowania rzucanego przez podpory lustra wtórnego. W praktyce powierzchnię skuteczną wyznacza się z obserwacji radioźródeł o znanych gęstościach strumienia promieniowania. Jeśli źródło o gęstości strumienia F wywoła tzw. temperaturę antenową (patrz rozdz. VII) T_A to:

$$\mathcal{A}_{eff} = 2k \frac{T_A}{F},$$

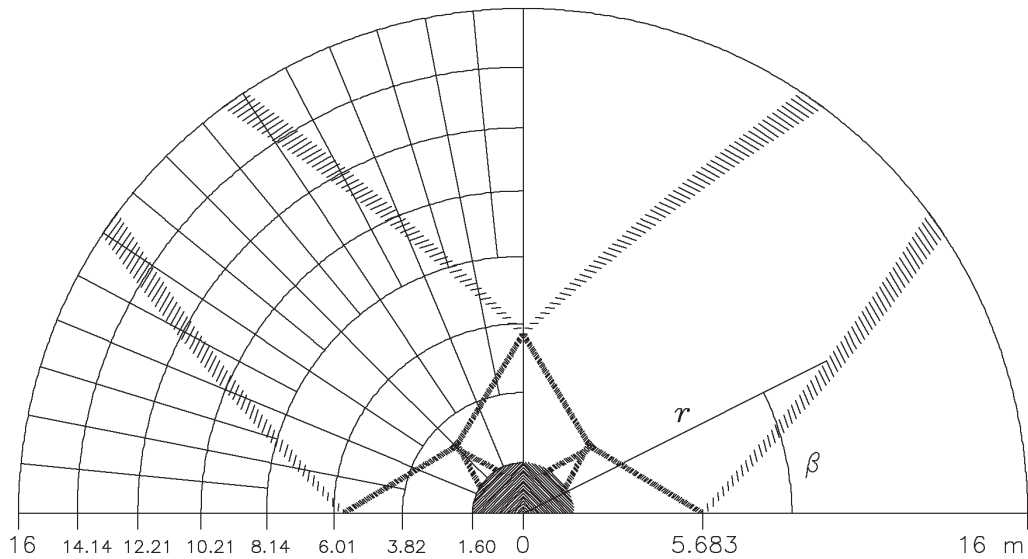
gdzie k jest stałą Boltzmann'a.

II.3 Cienie lustra wtórnego i jego podpór

Od strony długich fal ograniczeniem użyteczności tego teleskopu jest efekt blokowania (przesłaniania) powierzchni reflektora przez konstrukcję nośną urządzeń instalowanych w ognisku pierwotnym. Zjawisko to staje się coraz groźniejsze w miarę jak rośnie długość fali. Można przyjąć, że oświetlacze są całkowicie przesłonięte przez podpory, gdy średnia odległość podpór sięga ok. pół długości fali. To kryterium zezwalałoby na obserwacje nawet na częstotściach znacznie poniżej 100 MHz, ale na dolną granicę przewidziano najniższą ze standartowych częstotści VLBI — 327 MHz.

Składniki cienia na 1/8 apertury

ŹRÓDŁO CIENIA	ROZMIARY [m]	POWIERZCHNIA [m ²]
Lustro wtórne	$\pi \times 1,6^2/8$	1,0053
Ramię ukośne zawieszenia lustra	$\sim 0,150 \times 1,10$	0,1650
Końcówka ramienia	$0,100 \times 0,42$	0,0420
Podpora — cieńsza część (rzut prosty)	$0,114 \times 1,97$	0,2246
Podpora — grubsza część (rzut prosty)	$0,159 \times 2,28$	0,3625
Podpora — przesłanianie ogniska	<i>obl. analit.</i>	5,6407
RAZEM POWIERZCHNIA CIENIA		7,4821
W procentach apertury	$100 \times 8 \times 7,4821 / 804,25 = 7,44$	



Rys. II.4: Rozkład paneli i blokowanie apertury toruńskiego radioteleskopu 32-metrowego. Na rysunku zachowano skalę. Obszar jaśniej zakreskowany (cień zewnętrzny) ma powierzchnię $22,56 \text{ m}^2$, zaś ciemniejszy — $7,62 \text{ m}^2$. Krzywe opisujące brzozy zewnętrznego cienia jednej podpory mają postać $\beta(r) = \beta_0 - \arccos[r/(2r_0) - 2f^2/(rr_0)]$, gdzie f jest ogniskową ($11,2 \text{ m}$), a β_0 i r_0 wynoszą $2,3345 \text{ rad}$ i $60,987 \text{ m}$ dla jednej strony cienia zaś $2,2789 \text{ rad}$ i $62,043 \text{ m}$ — dla drugiej

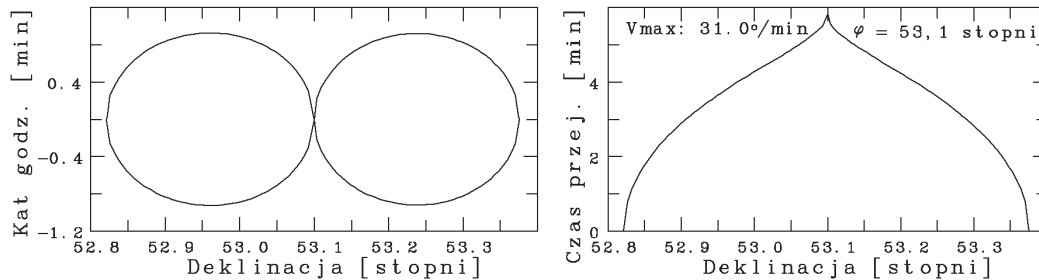
Czynnik blokowania powierzchni pozostaje jednak ważny z powodu wpływu na skuteczność wykorzystania apertury. Ocenia się, że skuteczność anteny maleje o czynnik

$$\eta_b = \left(1 - \frac{\text{powierzchnia zablokowana}}{\text{całkowita powierzchnia apertury}}\right)^2.$$

Na powierzchnię zablokowaną składają się trzy przyczynki: (1) prosty cień subreflektora, (2) prosty cień jego podpór i (3) przesłanianie promieniowania już odbitego od zwierciadła głównego na drodze w kierunku ogniska. Pierwsze dwie składowe jest dość łatwo wyznaczyć, natomiast trzeci składnik może sprawiać pewne trudności — zwłaszcza w konstrukcjach, w których podpory nie leżą w płaszczyznach przechodzących przez oś paraboloidy (tak jest w naszym teleskopie posiadającym 8 podpór lustra Cassegraina). Szczegółowe obliczenia analityczne i w oparciu o graficzne rzutowanie wykazują w sumie ok. $7,44 \%$ strat apertury, co czyni ok. 14% strat w skuteczności anteny wywołanych blokowaniem apertury.

II.4 Martwy obszar przy zenicie

Montaż horyzontalny ma tę własność, że istnieje pewien niewielki obszar na niebie w pobliżu zenitu, gdzie azymutalny napęd teleskopu nie nadąża za ruchem dziennym obiektów niebieskich. Wynika to z faktu, że azymut każdego obiektu przechodzącego przez sam zenit zmienia się w nieskończenie krótkim czasie z 270° (albo -90°) na 90° . Ogólniej: im bliżej obiekt mija zenit (punkt osobliwy), tym szybsze są zmiany azymutu. Można pokazać, że przy szybkości teleskopu w azymucie sięgającej $30^\circ/\text{min}$ owa „ślepa plama” w okolicy zenitu, gdzie (azymutalna) szybkość źródeł przewyższy tę wartość, ma rozmiary ok. $0,5^\circ \times 1,5^\circ$.



Rys. II.5: Z lewej: wokółzenitalny obszar, w którym średnia szybkość zmiany azymutu źródeł kosmicznych jest większa od $31^\circ/\text{min}$ na szerokości geograficznej $\varphi = 53,1^\circ$. Z prawej: czas potrzebny na dogonienie źródła. Pozorne symetrie względem deklinacji równej φ wynikają z małości różnic

Szybkość zmiany azymutu A obiektów poruszających się ruchem dziennym sfery niebieskiej wynosi:

$$\dot{A} = \frac{\sin \varphi - \sin \delta \cos z}{\sin^2 z} = \sin \varphi + \cos \varphi \frac{\cos A}{\operatorname{tg} z},$$

gdzie φ jest szerokością geograficzną (geodezyjną), δ — deklinacją obiektu, a z — jego odległością zenitalną (tj. dopełnieniem do $\pi/2$ kąta wysokości albo elewacji). Obszar krytyczny, w którym teleskop nie nadąży za źródłem, dla teleskopu o maksymalnej prędkości V — wyrażonej w jednostkach naturalnych, tj. rad/rad, albo (obroty teleskopu)/(obroty nieba), i przyjmującej znak minus dla obiektów górujących po stronie południowej — mieści się pomiędzy okręgami deklinacyjnymi:

$$\delta_{\pm} = \varphi - \operatorname{arc} \operatorname{tg} \frac{\cos \varphi}{\pm V - \sin \varphi},$$

a więc obejmuje pas o szerokości $\sim 2 \cos \varphi / V$. Dla Piwnic i $V = 120$ (tzn. $30^\circ/\text{min}$) $\delta_- - \delta_+ = 34,4'$. Kąt godzinny, przy którym śledzony obiekt ucieknie teleskopowi można obliczyć elementarnie w sposób ścisły, ale w praktyce bardzo dobrym przybliżeniem jest następujące proste wyrażenie:

$$t_o \approx - \frac{\sqrt{(\varphi - \delta)(\delta - \delta_{\pm})}}{\cos \delta}.$$

Wielkość $A_o \approx - \operatorname{arc} \cos \sqrt{(\varphi - \delta)(\pm V - \sin \varphi) / \cos \varphi}$ opisuje odpowiedni kąt azymutu (jest on ujemny, gdyż obiekt znajduje się na wschód od południka).

Rozdział III

Sterowanie — *E. Pazderski*

(Wersja z dnia: 2005.07.13)

III.1 System sterowania ruchem radioteleskopu

System sterowania RT32 (RT-4) widziany od strony oprogramowania to szereg współpracujących ze sobą programów na różnego typu komputerach. Rolę nadrzędną w stosunku do wszystkich komputerów pełni komputer przemysłowy klasy PC/486 pracujący w systemie operacyjnym DOS. Komputer ten jest umieszczony w kabinie elektrycznej RT32 i jest połączony z innymi komputerami (kontrolerami) za pośrednictwem światłowodów. Program `c:\rt4\new\rt4.exe` uruchamiany automatycznie po starcie tego komputera inicjuje komunikację ze sterownikiem FESTO, załącza napędy w obu osiach, inicjuje komunikację z kontrolerami przetworników kąta i kontrolerem odczytującym pozycję lustra wtórnego, ustawia parametry startowe w kontrolerze FESTO i napędach LENZE, inicjuje komunikację sieciową, uruchamia interface graficzny użytkownika, przyjmuje i interpretuje komendy z konsoli i z sieci.

W sterowni rolę serwera dla systemu sterowania pełni komputer HP745i z systemem operacyjnym HP-UX 10.01 (`trao2`). Osobna gałąź sieci Ethernet łącząca ze sobą teleskopy i sterownię połączona jest z tą stacją roboczą za pośrednictwem dodatkowej karty Ethernet (EISA). Komunikacja z teleskopami następuje na poziomie warstwy łącza w siedmiowarstwowym modelu komunikacji sieciowej OSI.

Program `rt4link` komunikuje się z RT32. Wysyła on komendy do komputera w kabinie elektrycznej RT32 i przyjmuje parametry sterowania RT32. Parametry te umieszczone są w pamięci dzielonej `trao2`, co umożliwia ich późniejsze wykorzystanie przez inne programy. Program `rt4link` pobiera tylko takie parametry, które mają charakter pierwotny, pozostałe zaś wylicza.

Program `rt4win`, wyświetla część parametrów radioteleskopu w skalowalnym oknie X-Windows.

Program `rt4gov`, jest odpowiedzialny za przekazywanie komend użytkownika do programu `rt4link`.

Program `rt4load` pozwala na pobieranie komend z wcześniej przygotowanego pliku i przekazywanie ich do programu `rt4link`.

Program `rt4diag` wyświetla komunikaty diagnostyczne.

Program `rt4lenze` wyświetla w oknie X-windows wartości jednego z parametrów sterowników Lenze.

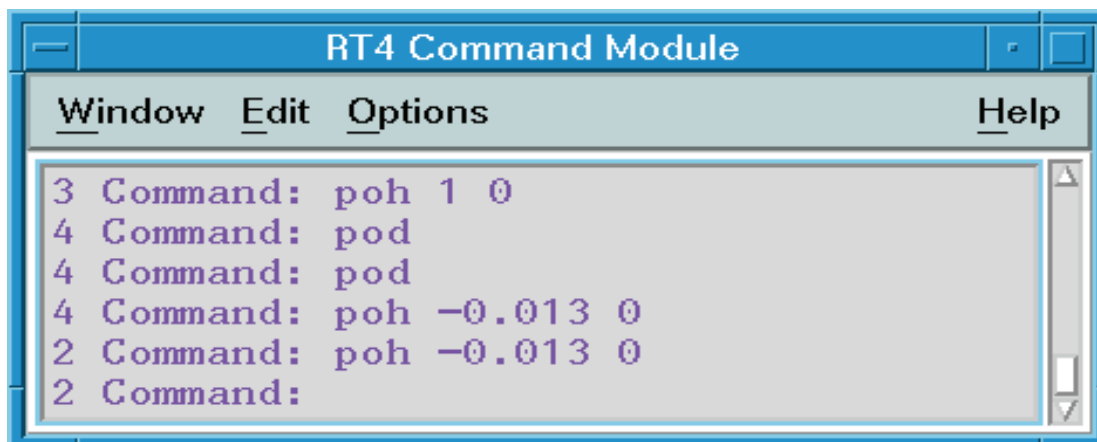
Uruchomienie i zamknięcie programu

Po wlogowaniu się do `trao2` jako użytkownik `oper` (z terminala komputera `envizex` lub `trao3` pracujących pod Linuxem) operator wykonuje skrypt `rt4` (z linii komend lub przez wybranie ikony RT4). Skrypt ten powoduje otwarcie następujących okien:



Rys. III.1: Okna monitorujące: RT4 zawierające czas, rzeczywiste i zadane współrzędne radioteleskopu oraz lustro Cassegraina (u góry), parametry napędów Lenze (w środku) oraz diagnostyka niektórych urządzeń (u dołu)

- RT4 – pokazujące głównie czas i współrzędne,
- Lenze par. 056 – pokazujące parametr 56 napędów Lenze (można wybrać inny parametr),
- RT4 Diagnostics – pokazujący komunikaty diagnostyczne,
- RT4 Command Module – pozwalające „ręcznie” wprowadzać komendy do sterowania ruchem anteny.



Rys. III.2: Okno RT4 Command Module przeznaczone do wpisywania poleceń sterowania radioteleskopem

Ponadto uruchamiane są okna:

- Signal Monitor – pokazujące wartość sygnału w jednym z ośmiu kanałów,
- VXI Command Module – pozwalające wysyłać komendy do systemu akwizycji danych,
- Receivers Kommand Module – pozwalające sterować odbiornikami.

Zamknięcie programów systemu sterowania na **trao2** odbywa się przez wykonanie skryptu `kill_all` (z linii komend lub przez wybranie ikony KILL_ALL).

Komendy sterowania

Sterowanie ruchem anteny

- epoch E – ustawienie epoki współrzędnych źródła na E
(najczęściej $E = 1950.0$ lub $E = 2000.0$)
- ps $\alpha \delta$ – śledzenie radioźródła o rektascensji α [stopnie lub godziny]
i deklinacji δ [stopnie]; kąty te można też zadawać w formacie:
00h00m00.0s i/lub 000d00m00.0s.
- ps $c=nazwa$ – śledzenie źródła $nazwa$ o pozycji i epoce wg aktualnego katalogu
- poh $\Delta a \Delta z$ – *offset* pozycji (α, δ) w przyrostach azymutu a i odległości zenitalnej z
[stopnie]
- poe $\Delta \alpha \Delta \delta$ – *offset* pozycji (α, δ) w przyrostach rektascensji α i deklinacji δ
[stopnie]
- pod – wyzerowanie *offsetu*
- scan $n_1 n_2$ – skanowanie obszaru prostokątnego wokół (α, δ), określonego
przez wcześniej wybrany offset (komenda **poe** lub **poh**). n_1, n_2 – liczby
określające tempo skanowania. Aktualnie określane eksperymentalnie.

<code>roh</code>	– wypisuje wartość <i>offsetu</i> w <i>a</i> i <i>z</i> wynikającego z pozaosiowego położenia <i>feedu</i> (oświetlacza) danego systemu odbiorczego
<code>roh nazwa</code>	– wprowadzanie powyższego <i>offsetu</i> dla odbiornika <i>nazwa</i> ; <i>nazwa</i> może przyjmować wartość 18cm, 6cm lub 5cm
<code>roh nazwa Δa Δz</code>	– zdefiniowanie <i>offsetów</i> dla odbiornika <i>nazwa</i> (polecenie zarezerwowane dla administratora systemu sterowania!)
<code>cor</code>	– wyświetl aktualną nazwę tabeli poprawek oraz wartości poprawek dla aktualnego ustawienia anteny
<code>cor nazwa</code>	– powoduje wybranie tabeli poprawek <i>nazwa</i> ; obecnie tym argumentem może być: none (poprawki zerowe), rf (wyznaczenia RF) lub rfnew
<code>pp a z</code>	– przejazd do pozycji (<i>a</i> , <i>z</i>) [stopnie]
<code>pd</code>	– zatrzymanie anteny
<code>va v</code>	– zadanie prędkości <i>v</i> w azymucie [obroty silnika na min.]
<code>vz v</code>	– zadanie prędkości <i>v</i> w odległości zenitalnej [obroty silnika na min.]
<code>vd</code>	– zadanie prędkości 0 [obr./min.] w obu osiach
<code>vmax v_a v_z</code>	– zadanie maksymalnej prędkości [obr./min.] w obu osiach

Prędkość rotacji silników *v* zawiera się w granicach od 0 do 3400 obrotów na minutę. Zimą maksymalna prędkość jest ograniczana do 2500 obrotów na minutę.

Terminal sterownika FESTO

Uwaga: Komendy sterownika FESTO dotyczą ruchów lustra Cassegraina oraz zasilania w kabinie ogniska wtórnego i służą wyłącznie do celów serwisowych. **Nie wolno ich używać przy normalnej pracy!**

Wszystkie polecenia rozpoczynające się od słowa **festo** oznaczają wysłanie tekstu stanowiącego argument polecenia **festo** do kontrolera FESTO. Mają one zwykle postać **festo mr0.100=\$Nr**. Odpowiedź jest drukowana w oknie *RT-4 Command Module*. Poniżej wypisano kilka przykładowych komend dotyczących sterowania lustrem wtórnym.

<code>festo mr0.100=\$50</code>	– wyłączenie ruchów lustra
<code>festo mr0.100=\$52</code>	– X — ruch w lewo
<code>festo mr0.100=\$53</code>	– X — ruch w prawo
<code>festo mr0.100=\$54</code>	– Y — ruch w lewo
<code>festo mr0.100=\$55</code>	– Y — ruch w prawo
<code>festo mr0.100=\$5a</code>	– A — ruch w lewo
<code>festo mr0.100=\$5b</code>	– A — ruch w prawo
<code>festo mr0.100=\$5c</code>	– B — ruch w lewo
<code>festo mr0.100=\$5d</code>	– B — ruch w prawo

Rejestracja parametrów

<code>lf zbior</code>	– otwarcie zbioru roboczego <i>zbior</i>
<code>no adr par</code>	– zapis parametrów <i>par</i> z napędu Lenze <i>adr</i> do zbioru roboczego
<code>nod</code>	– koniec zapisu

Obsługa katalogów

- `n cat n` – wybór katalogu – n może przybierać wartość od 0 do 9.
 Obecnie dostępne są:
 $n = 0$ – katalog ogólny (domyślny)
 $n = 1$ – katalog pulsarów
 $n = 2$ – katalog źródeł OH
- `cat nazwa epoka α δ` – dodanie źródła *nazwa* do katalogu
- `show nazwa` – wyświetl parametry źródła *nazwa*
- `alias nazwa1 nazwa2` – dla źródła o nazwie *nazwa1* dodaj nazwę *nazwa2*

Inne komendy

- `ct $\pm m$` – przesunięcie wskazań czasu uniwersalnego o m minut (w przód lub w tył)
- `zo n` – odblokowanie ruchu w obszarze wyłącznika krańcowego, co umożliwia osiągnięcie pozycji serwisowej
 $n = 1$ dla anteny w dolnym skrajnym położeniu
 $n = 2$ dla anteny w górnym skrajnym położeniu
 $n = 3$ dla anteny w skrajnym położeniu na lewo od południka
 $n = 4$ dla anteny w skrajnym położeniu na prawo od południka
- `zod` – ponowne zablokowanie po komendzie `zo n`
- `xzero` – przepisanie offsetu Δa i Δz do poprawki pozycji bazowej (normalnie tego polecenia nie należy używać!)
- `lenze n` – w oknie Lenze wyświetl parametr nr n ($0 < n < 250$)

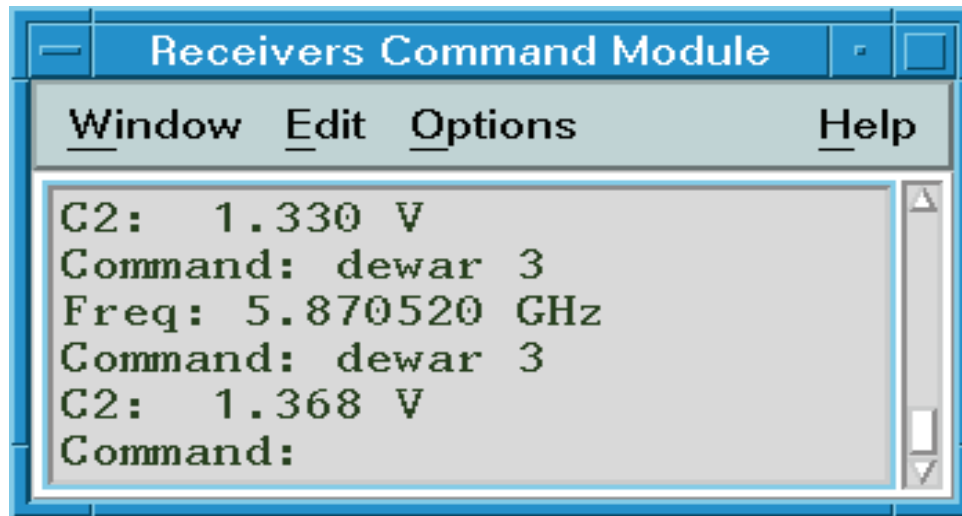
III.2 Obsługa oprogramowania odbiorników (rec)

Nadrzędną rolę w sterowaniu odbiornikami pełni komputer przemysłowy klasy PC/486 w kabinie ogniska wtórnego RT32. Aktualnie steruje on syntezerem HP 83711A pracującym w pasmie od 1 do 20 GHz i dostarczającym sygnału o mocy maksymalnej do 100 mW. Program `gen.exe` wykonuje komendy docierające do kabiny ogniska wtórnego za pośrednictwem światłowodowej sieci Ethernet.

W sterowni rolę serwera dla systemu sterowania pełni komputer HP745i z systemem operacyjnym HP-UX 10.01 (`trao2`). Osobna gałąź sieci Ethernet łącząca ze sobą teleskopy i sterownię połączona jest z tą stacją roboczą za pośrednictwem dodatkowej karty Ethernet (EISA). Komunikacja z teleskopami następuje na poziomie warstwy łącza w siedmiowarstwowym modelu komunikacji sieciowej OSI.

Program `reclink` nawiązuje łączność z komputerem w kabinie ogniska wtórnego, wysyła komendy i odbiera odpowiedzi.

Program `recgov` obsługuje okno Receivers Command Module, umożliwiając wprowadzanie komend i wypisywanie odpowiedzi.



Komendy sterowania: obsługa syntezer częstotliwości, kalibracji fazowej (*phase cal*) i „dewarów”

sl	- sterowany będzie syntezer na pasmo L
sc	- sterowany będzie syntezer na pasmo C
lop	- podaj moc sygnału LO [dBm]
lop <i>n</i>	- ustaw poziom mocy LO na <i>n</i> dBm
lof	- podaj częstotliwość LO [GHz]
lof <i>f</i>	- ustaw częstotliwość LO na <i>f</i> GHz
ref	- podaj rodzaj źródła sygnału [internal/external]
status	- podaj status syntezer
pcal	- podaj stan <i>phase cal</i> [0/1]
pcal 0	- wyłącz <i>phase cal</i>
pcal 1	- włącz <i>phase cal</i>
dewar 1	- podaj napięcie na diodach w odbiorniku na pasmo L
dewar 2	- podaj napięcie na diodach w odbiorniku C1
dewar 3	- podaj napięcie na diodach w odbiorniku C2
dewar 4	- podaj napięcie na diodach w odbiorniku C2 (drugi poziom)
latt 0	- wyłącza tłumik w torze sygnału kalibracji amplitudowej odbiornika 18 cm
latt 1	- włącza tłumik w torze sygnału kalibracji amplitudowej odbiornika 18 cm
catt 0	- wyłącza tłumik w torze sygnału kalibracji amplitudowej odbiornika 6 cm
catt 1	- włącza tłumik w torze sygnału kalibracji amplitudowej odbiornika 6 cm
cfilter 0	- włącza filtr lustrzanki o pasmie 4.3 – 4.9 GHz w odbiorniku na 6 cm
cfilter 1	- włącza filtr lustrzanki o pasmie 4.7 – 5.3 GHz w odbiorniku na 6 cm

Sterowanie modułem dystrybucji częstotliwości pośrednich

Moduł dystrybucji częstotliwości pośrednich znajduje się w kabinie ogniska wtórnego radioteleskopu RT32. Posiada on 8 wejść o numerach 0, 1, 2, ..., 7 oraz 4 wyjścia oznaczone symbolami A, B, C i D (identycznie, jak kable pośredniej częstotliwości do przesyłania odbieranych sygnałów do sterowni). Każde wyjście może zostać połączone z jednym z dwóch wejść.

Aktualnie sygnały na wyjścia systemu dystrybucji podawane są zgodnie z następującym przyporządkowaniem wejść:

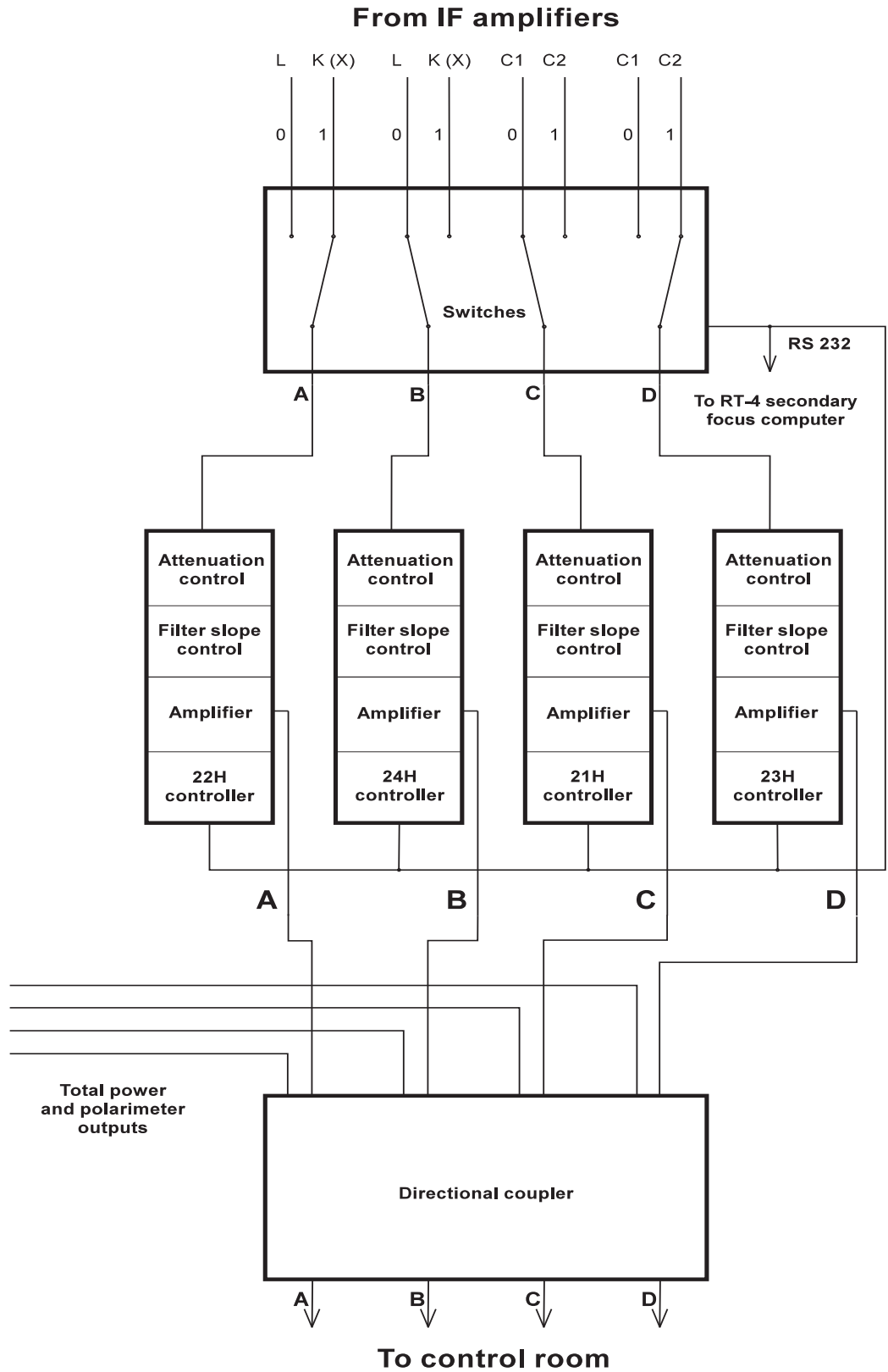
0 system L	LCP	$i = 0$	\searrow	wyjście A
1 system K (X)	LCP	$i = 1$	\nearrow	
2 system L	RCP	$i = 0$	\searrow	wyjście B
3 system K (X)	RCP	$i = 1$	\nearrow	
4 system C1	LCP	$i = 0$	\searrow	wyjście C
5 system C2	LCP	$i = 1$	\nearrow	
6 system C1	RCP	$i = 0$	\searrow	wyjście D
7 system C2	RCP	$i = 1$	\nearrow	

Moduł dystrybucji wzmacnia doprowadzone do niego sygnały i pozwala na kontrolę kształtu ich pasma. Wzmocnienie można redukować sterując tłumikami w zakresie od 0 do 15 dB. Kształtowanie pasma odbywa się przez zmianę pojemności waraktora realizowaną przez zmianę jego napięcia wstecznego, wytwarzanego przez 8-bitowy przetwornik cyfrowo-analogowy i sprowadza się do redukcji wzmocnienia w dolnej części pasma częstotliwości pośredniej (obszaru w okolicy 500 MHz).

Do sterowania dystrybucją służą cztery komendy jednoparametrowe i cztery trójparametrowe:

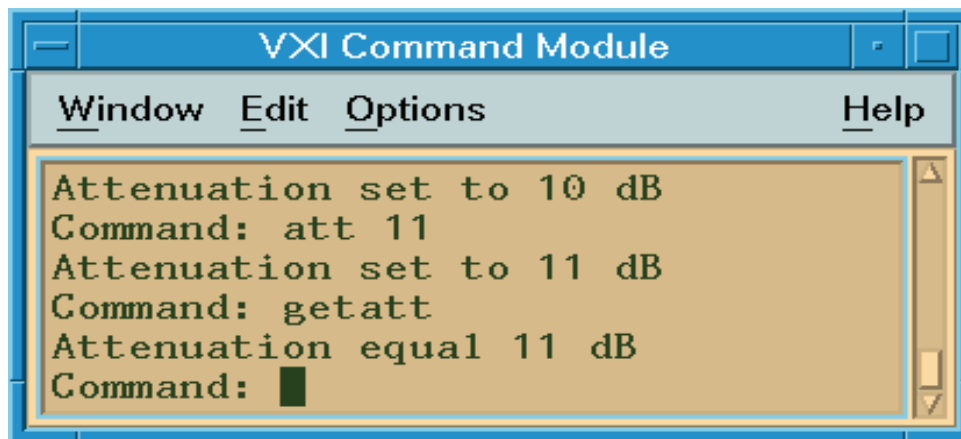
- 1A — zapytanie o aktualny stan połączenia wyjścia A
- 1B — zapytanie o aktualny stan połączenia wyjścia B
- 1C — zapytanie o aktualny stan połączenia wyjścia C
- 1D — zapytanie o aktualny stan połączenia wyjścia D
- 1A i a s — na wyjście A podać sygnał z wejścia i , stłumić go o a dB, a nachylenie charakterystyki ustawić na poziomie s
- 1B i a s — na wyjście B podać sygnał z wejścia i , stłumić go o a dB, a nachylenie charakterystyki ustawić na poziomie s
- 1C i a s — na wyjście C podać sygnał z wejścia i , stłumić go o a dB, a nachylenie charakterystyki ustawić na poziomie s
- 1D i a s — na wyjście D podać sygnał z wejścia i , stłumić go o a dB, a nachylenie charakterystyki ustawić na poziomie s

Parametr i może przyjmować wartość 0 lub 1, parametr a — od 0 do 15 [dB], zaś parametr s — od 0 do 255.



Rys. III.3: Schemat dystrybucji częstości pośrednich

III.3 Okno VXI Command Module

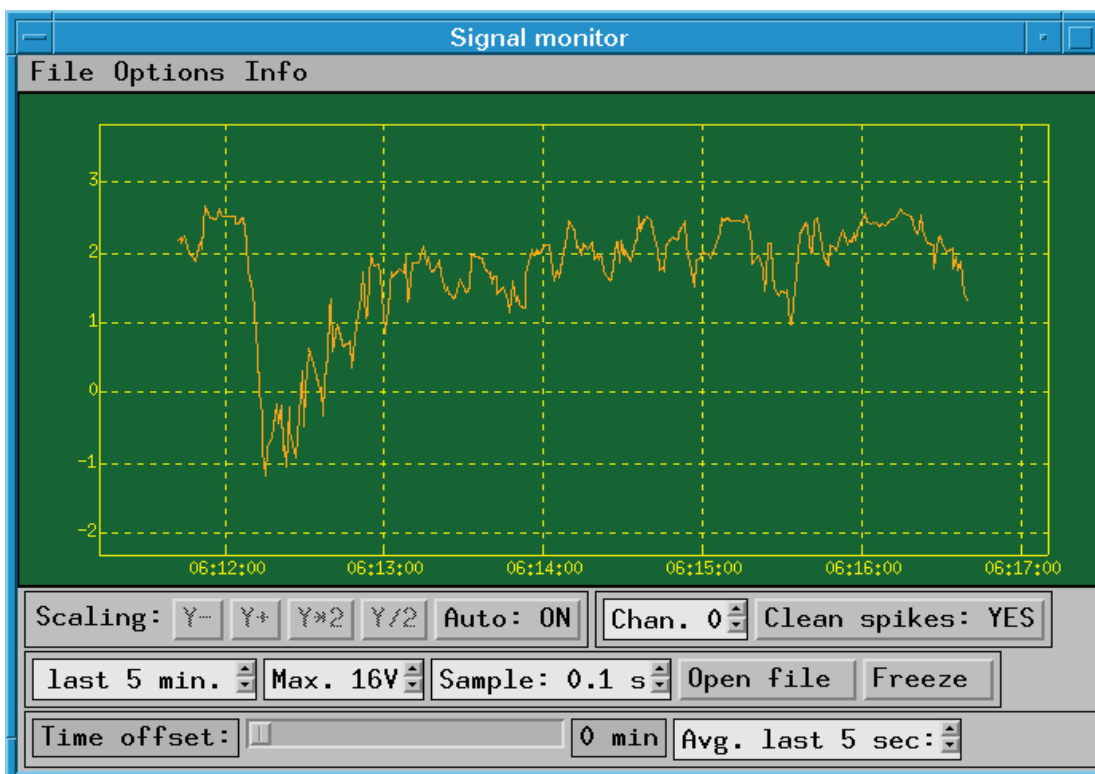


W oknie VXI Command Module możemy wydawać następujące komendy:

- `vxical` — powoduje uruchomienie wewnętrznej kalibracji VXI; następuje kalibracja przetworników własnych VXI; polecenia tego należy używać w przypadku nonsensownych danych o sygnale
- `range N` — ustawia zakres napięcia (w woltach), przy czym użytkownik może podać dowolną wartość, ale VXI ustawi najbliższą stosowną do żądania wartość spośród 2, 4, 16, 32 i 64 V
- `period Δt` — ustawia odstęp próbek sygnału na Δt s; może to być dowolna ilość sekund podana z dokładnością 0.1 s
- `cal Δt` — włączenie diody szumowej w celu pomiaru kalibracji na Δt (całkowitych) sekund; polecenie `cal 0` wyłącza aktualnie wysyłany sygnał kalibracyjny
- `offset ΔV` — dodanie do sygnału podanej wartości V wyrażonej w woltach [wartość domyślna wynosi 0 V]
- `gain G` — pomnożenie wielkości (sygnał + ΔV) przez G [wartość domyślna wynosi 1]
- `att $[n]$` — ustaw tłumienie w torze p.cz. na 0 dB [n dB]
- `getatt` — podaj tłumienie w torze p.cz.
- `trigger 0` — próbkowanie określone przez wewnętrzny zegar VXI
- `trigger 1` — próbkowanie synchroniczne z siecią 220 V
- `spectr 0` — wyłącza obsługę analizatora widma
- `spectr 1` — włącza obsługę analizatora widma
- `fa f` — początkowa częstotać f analizatora widma w megahercach [MHz]
- `fb f` — końcowa częstotać f analizatora widma [MHz]
- `vb Δf` — szerokość pasma wideo Δf analizatora widma [MHz]
- `rl p` — poziom odniesienia (*reference level*) p analizatora widma [dBm].

W katalogu `/home/rt4/vxi/analyser/` znajduje się program graficzny `spectr` służący do prezentacji charakterystyki na analizatorze.

III.4 Okno monitorowania sygnału — *R. Feiler*



Uruchamiane poleceniem `sigmon`, okno o nazwie `Signal monitor` pokazuje wykres napięcia z przetworników analogowo-cyfrowych sygnału przychodzącego z anteny. U dołu okna znajdują się linie „Command bar” pozwalające na wybór opcji poprzez „klikanie” na odpowiednie przyciski:

- ◇ `Y-` — przesunięcie wykresu w dół
- ◇ `Y+` — przesunięcie wykresu w górę
- ◇ `Y*2` — przeskalowanie (zwiększenie) zakresu napięcia o czynnik 2
- ◇ `Y/2` — przeskalowanie (zmniejszenie) zakresu napięcia o czynnik 2
- ◇ `Auto: OFF/ON` — automatyczne (ON) albo ręczne (OFF) skalowanie wykresu.
- ◇ `Chan. n` — nr kanału, $0 \leq n \leq 7$
- ◇ `Clean spikes: YES/NO` — usuwaj (YES) (lub nie, NO) zakłócenia z wykresu
- ◇ `last Δt min./hr` — ustalenie przedziału czasu (oś pozioma wykresu), gdzie $\Delta t = 1, 2, 5, 15, 30$ min. lub 1 hr (godz.)
- ◇ `Max. v V` — ustalenie zakresu osi pionowej wyskalowanej w voltach, gdzie $v = 4, 8, 16, 32$ lub 64
- ◇ `Sample: Δt s` — ustawienie odstępu próbek na Δt sekund
- ◇ `Open/Close file` — otwieranie i zamykanie pliku do zapisu danych (sygnału)
- ◇ `Freeze/Unfreeze` — „zamrożenie” wykresu
- ◇ `Time offset: Δt min.` — pole to pozwala przesuwać wykres wstecz w czasie o Δt minut, gdzie $0 \leq \Delta t \leq 60$
- ◇ `No avg. value xxxx` lub `Avg. last n sec/min.` — brak uśredniania lub uśrednianie z okresem 5, 10, 15, 30 s, 1, 3, 5 min.

Jeśli chcemy obserwowany sygnał rejestrować w pliku, myszką „klikamy” w pole z napisem **Open file**, co powoduje otwarcie nowego okna, w którym ustawiamy katalog `/temp/dat` i wpisujemy nazwę naszego pliku (zaleca się rozszerzenie `.dat`). Po zaakceptowaniu, nazwa ta ukazuje się na górnym marginesie okna **sigmon**, a czwarte pole u spodu okna otrzymuje opis **Close file**. Jego wybranie myszką spowoduje teraz zakończenie zapisu sygnału do naszego pliku. Użytkownik może pobrać swój plik używając systemu FTP w lokalnej sieci:

```
ftp trao2
login: oper
password: tu należy wpisać niejawne hasło
cd /temp/dat
get nazwa_pliku.dat
```

Uwaga: Podczas inicjalizacji programów może wystąpić kłopot z uruchomieniem **sigmon**'a. Należy sprawdzić wtedy w oknie systemu **hpterm** jakie procesy są aktywne. Robimy to komendą UNIX'a `ps -d`. Jeśli jest uruchomiony więcej niż jeden proces `vxi`, należy poprzez komendę `kill nr_procesu` usunąć je (jeśli otwarty jest program `vxi`, jego należy usunąć najpierw, a potem pozostałe aktywne programy).

III.5 Program track — G. Hrynek

Program **track** służy do graficznej prezentacji ruchu radioteleskopu i położenia obiektów na niebie. Wywołujemy go poleceniem **track** z dowolnego miejsca na komputerze **trao2**. Program pokazuje aktualny punkt, na który jest nakierowana antena. Okręgi reprezentują jednakową odległość zenitalną co 10° , od 0° (w centrum) do 90° (ostatni okrąg). Azymut zmienia się wzdłuż okręgu w przedziale $0 \div 180$ oraz $0 \div -180$. Punkt, na który „patrzy” antena jest przedstawiony jako małe czarne koło w żółtym okręgu. Długość wektora łączącego środek z punktem obserwowanym symbolizuje odległość zenitalną (w prawym dolnym rogu przedstawiono rysunek obrazujący wysokość w stopniach nad horyzontem), natomiast kąt pomiędzy osią `x` a wektorem jest azymutem. Na mapie pokazano również aktualną pozycję Słońca i Księżycy na niebie, a czerwony obszar wokół Słońca obrazuje „obszar zakazany” dla obserwacji w dni słoneczne). Na mapie są wyświetlane wszystkie główne dane dotyczące anteny i obserwowanego źródła.

Obsługa myszy

Najazd na wybrany obiekt myszą i kliknięcie lewym przyciskiem spowoduje wyświetlenie nazwy źródła. Klikając prawym przyciskiem otrzymamy bardziej szczegółowe informacje wyświetlone w osobnym oknie.

Sterowanie anteną

Z mapy można również sterować anteną. W tym celu musimy zaznaczyć (zamarkować) dwie opcje (opis niżej) o tej samej nazwie. Jedna znajduje się na panelu, a druga jest ukryta na belce pod nazwą **Options**. Jeśli obie opcje są aktywne, na środku ekranu pojawi się migający napis „WARNING”. Po wydaniu przez program komendy najazdu na źródło, obie opcje automatycznie się dezaktywują. Ponadto program nie wyśle komendy najazdu, jeśli spróbuje się wysłać komendę najazdu gdzieś indziej niż na źródło. Aby skierować antenę na inne źródło, należy powtórnie zamarkować obie opcje.

Opis przycisków (przycisk wciśnięty jest aktywny)

- ◇ **Show:** pokazuje aktualny stan obserwacji (bez źródeł).
- ◇ **Calibration Source:** pokazuje na mapie aktualnie widoczne źródła kalibracyjne.

- ◇ **Blazars:** pokazuje aktualne pozycje 9 blazarów obserwowanych w projekcie RT4.
- ◇ **Pulsars:** pokazuje aktualne pozycje pulsarów (w bazie danych znajdują się dane wszystkich 88 pulsarów obserwowanych anteną RT4).
- ◇ **Masers:** pokazuje wybrane obiekty maserowe (aktualnie ok. 1300 źródeł).
- ◇ **Other:** można wczytać własną bazę danych (szczegóły niżej).
- ◇ **Move telescope:** jedna z dwóch opcji potrzebna do poruszenia teleskopem.

Opis opcji Options

- ◇ **Source name:** zaznaczając tę opcję (kwadracik z lewej strony) otrzymamy wyświetlenie nazw źródeł aktualnie widocznych na mapie; odznaczenie (brak kwadracika) spowoduje usunięcie nazw.
- ◇ **Move telescope:** druga z opcji potrzebna do poruszania teleskopem; zamarkowanie (kwadracik z lewej strony) oznacza aktywność, zatem aby poruszyć teleskopem należy zaznaczyć opcję **Move telescope** w **Options** oraz uaktywnić przycisk o tej samej nazwie na panelu.
- ◇ **Simulation:** za pomocą tej opcji możemy ustalić położenie wybranych obiektów na niebie o dowolnej porze dnia w dowolnym dniu roku i w dowolnym roku.
- ◇ **Search source:** wyszukiwanie obiektu spośród aktualnie wyświetlonych na mapie.
- ◇ **Show source position:** wyświetlenie pozycji dowolnego źródła o dowolnych współrzędnych.

Istnieje możliwość korzystania z własnej bazy danych ze źródłami. Oto wymagany format danych w takiej bazie: nazwa Rah Ram Ras Decd Decm Decs epoka, np.:

```
w3oh 2 23 17 61 38 58 1950
```

Nazwa nie może być dłuższa niż 10 znaków, zaś ilość źródeł nie może przekroczyć 1500.

Program jest ciągle udoskonalany, a więc pojawiają się nowe opcje i możliwości. Wszystkie opcje zostały tak pomyślane, aby mogły być stosowane osobno, bez potrzeby uruchamiania innych opcji (wyjątkiem jest tryb sterowania anteną, w którym trzeba użyć dwóch opcji). Można wszakże stosować różne kombinacje kilku opcji jednocześnie.

III.6 Postępowanie podczas awarii — M. Gleba

W wypadku nieprawidłowej pracy lub zatrzymania się RT32 należy postąpić w sposób zależny od objawów.

- KOMENDY SĄ JESZCZE PRZYJMOWANE PRZEZ SYSTEM STEROWANIA:

Jeśli system jednak nie przyjmuje poleceń wpisywanych w oknie **Receivers Command Module**, to w oknie **RT4 Command Module** należy wpisać komendy

```
festo mr0.100=$76
```

```
festo mr0.100=$77
```

powodujące zresetowanie komputera w kabinie ogniska wtórnego. Powyższe polecenia trzeba wpisywać bardzo uważnie, gdyż błędna komenda może wpłynąć na inne urządzenia.

Może zdarzyć się, że system zachowuje się tak, jak gdyby teleskop stał mimo, że został podany rozkaz najazdu na źródło komendą **ps**. Czy teleskop naprawdę stoi, można przekonać się sprawdzając w oknie **RT4** czy zmieniają się wartości wskazań czasu. Jeśli się nie zmieniają, oznacza to, że rzeczywiście nastąpiła awaria sterowania teleskopu. Jeśli natomiast czas przyrasta, to oznacza to, że system „oszukuje”. Należy wtedy podać komendę **pd** (stop), następnie przejechać teleskopem przez podanie komendy **pp A z i** powtórnie wpisać komendę **ps α δ** . Podobny efekt wystąpi, gdy źródło jest niewidoczne, tj. jego wysokość jest mniejsza niż 3° .

Jeśli te środki nie wystarczają można wpisać komendę **qu** w celu „restartu” systemu.

- KOMENDY NIE SĄ PRZYJMOWANE Z KONSOLI STEROWANIA

Należy pójść do kabiny elektrycznej (nr 163) pod teleskopem i „zresetować” znajdujący się tam komputer.

Uwaga: Poniższa „instrukcja” jest tymczasowa i proponowane w niej czynności może wykonywać tylko osoba upoważniona.

Dalsze czynności to:

1. Sprawdzić stan napędów w elewacji i w azymucie — lampki kontrolne **gotów** w kolorze zielonym
2. Sprawdzić odczyty z napędów *Lenze*:
 - napędy typu *Slave* standardowo podają kod **C56**
 - napędy typu *Master* standardowo podają kod **C51**

Gdy odczyty są inne, świadczy to że system nie pracuje prawidłowo; w tym przypadku najczęściej pojawia się komunikat **Overvoltage...** Gdy napędy są wyłączone (brak odczytów), należy sprawdzić stan bezpieczników termicznych, tzw. *termików*:

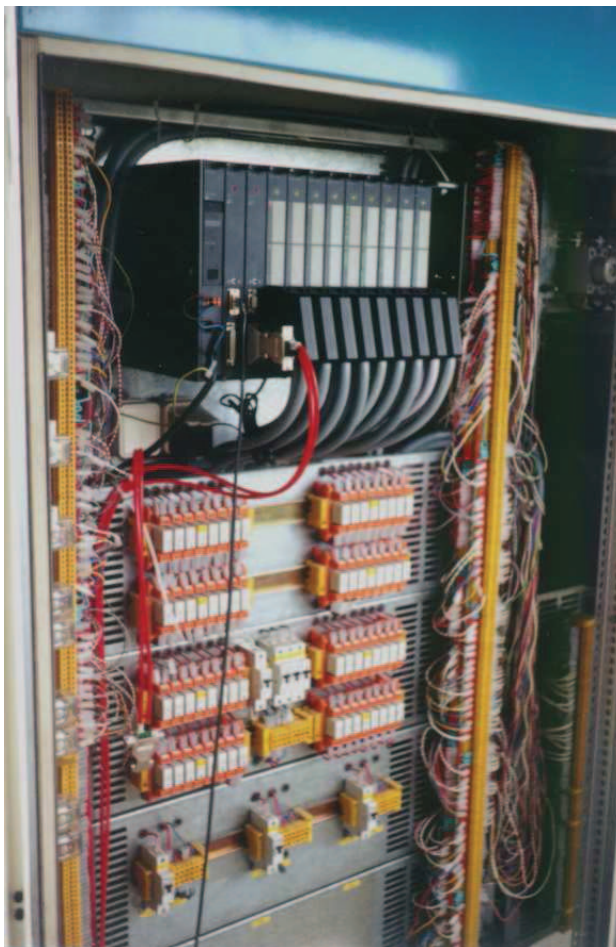
szafa nr 4 — termiki FT11-2 – FT14-2.

szafy nr 6 i 7 — termiki FT21-2 – FT28-2.

W wypadku przeciążeń dochodzi do wyłączenia się automatycznych bezpieczników (termików) oraz innych bezpieczników (np. FT11 – FT14).

3. Złą pracę systemu spowodować może również nieprawidłowa komunikacja pomiędzy napędami *Master* i *Slave* (należy sprawdzić połączenia).
4. Sprawdzić należy również stan bezpieczników odpowiadających za hamulce (szafa nr 8); lampki kontrolne na drzwiach szafy powinny palić się na zielono.
5. W szafie nr 10 na stałe wyłączone są termiki FF 33.
6. Sprawdzić termiki w szafach 6 i 7.

W rozdzielni R1 (tzw. „bunkier”) znajdują się bezpieczniki, z których na stałe wyłączone są trzy z lewej strony: B23.



Rys. III.4: Sterownik FESTO

Odczyt kodów błędów FESTO: Pod systemem operacyjnym DOS należy wpisać komendę `fest0`, następnie wpisać `md=h` aby otrzymać kod błędu w systemie szesnastkowym; poleceniem `dr 1.1` wyświetlamy kod podawanego błędu. Odczytany kod należy sprawdzić w tabeli błędów znajdującej się w kabinie elektrycznej (obok komputera). Ponowne wpisanie komendy `dr 1.1` spowoduje wyświetlenie kodów ewentualnie innych błędów podczas startu systemu.

Rozdział IV

Systemy odbiorcze — *S. Jakubowicz*

(Wersja z dnia: 2004.05.13)

Zadaniem systemu odbiorczego jest precyzyjny pomiar natężenia pola elektromagnetycznego w ognisku czaszy radioteleskopu. Każdy z zainstalowanych w ognisku wtórnym systemów odbiorczych zapewnia dobre oświetlenie lustra wtórnego, niski poziom szumów własnych i odpowiednio szerokie pasmo odbieranych częstotliwości.

Systemy odbiorcze zostały wykonane w Katedrze Radioastronomii w oparciu o własne projekty i obliczenia. Podzespoły zakupione u innych wytwórców wymieniono w tekście.

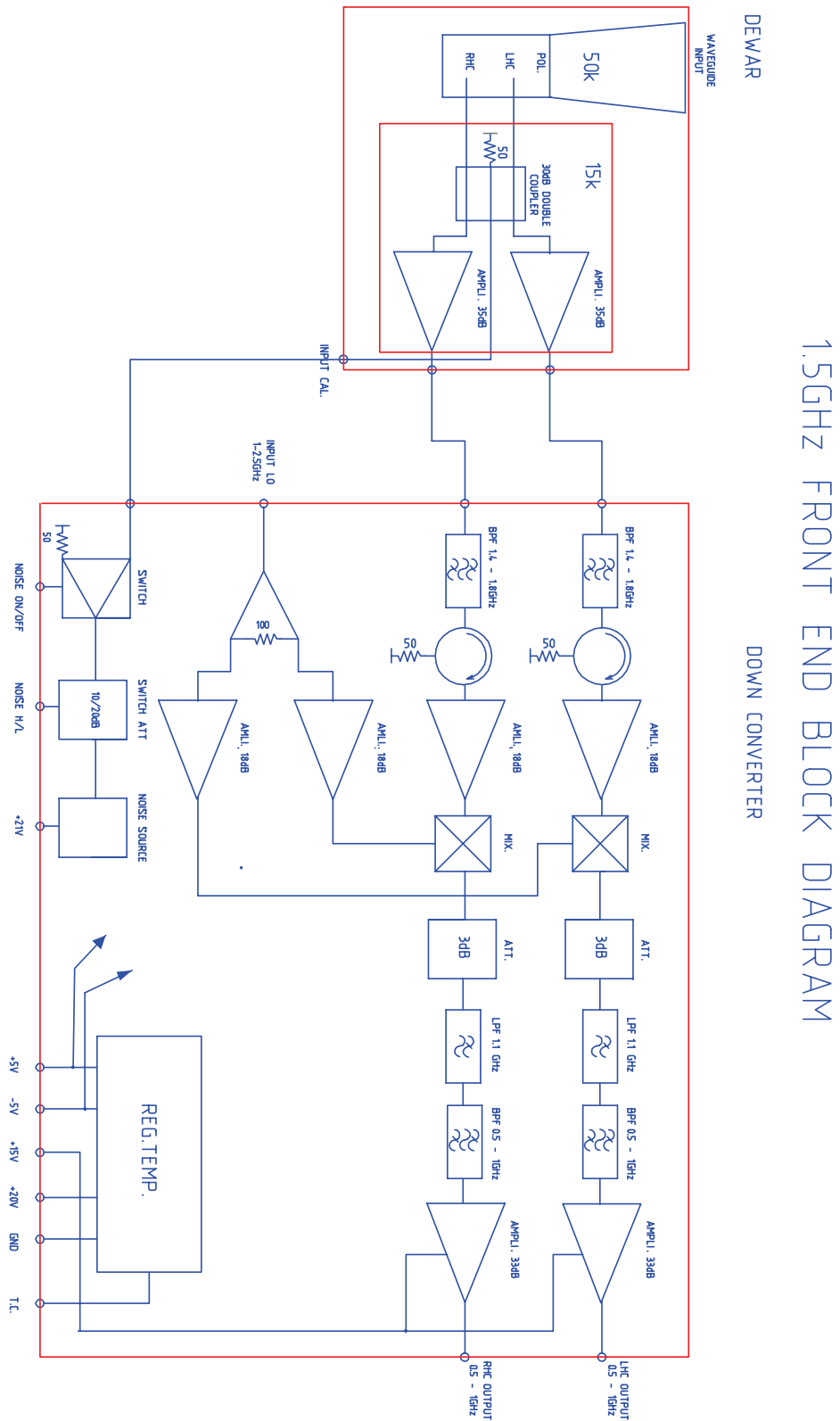
IV.1 Odbiornik na pasmo L

Ze względów konstrukcyjnych falowodu oświetlacz systemu na pasmo L, został wykonany z blachy i ma formę ostrosłupa. W falowodzie okrągłym, na przedłużeniu oświetlacza mieści się przesuwnik fazy $\lambda/4$ (w formie odcinka falowodu z wkładką dielektryczną), który transformuje każdą ze składowych polaryzacji kołowej sygnału do składowych polaryzacji liniowej.

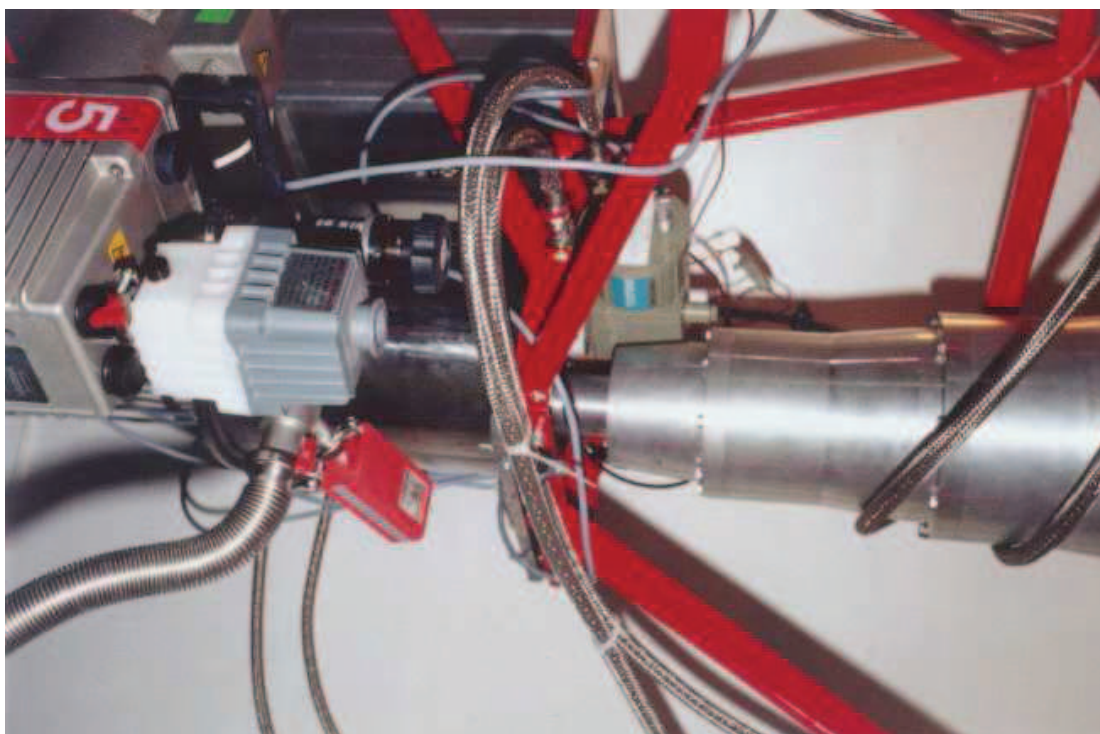
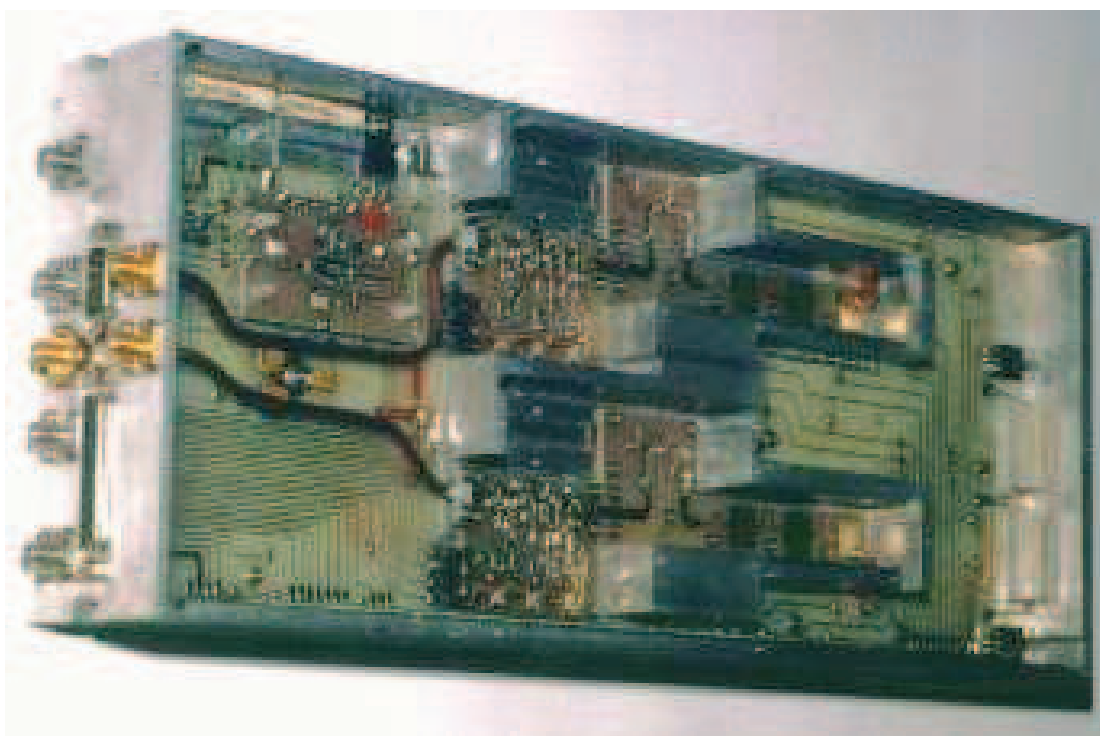
Zakończeniem falowodu jest ochłodzony do 70 kelwinów przekształtnik (ang. *ortho-mode transducer*) firmy Gamma-f Corp. (przy współpracy NRAO), zapewniający konwersję dwóch składowych polaryzacyjnych fali elektromagnetycznej na dwa sygnały elektryczne wysokiej częstotliwości w bardzo szerokim paśmie.

Oba sygnały przesyłane są kablami koncentrycznymi z ekranami ze stali nierdzewnej do symetrycznego sprzęgacza kierunkowego, który pozwala na wprowadzenie do obu torów kalibrowanego sygnału szumów. Następnie sygnały są wzmacniane w przedwzmacniaczach z tarnzystorami HEMT. Cechą tych wzmacniaczy, wykonanych w NFRA (Holandia), jest bardzo dobre dopasowanie do linii przesyłowych na wyjściu i wejściu, niskie szumy własne (5 K przy schłodzeniu do 15 K) i szerokie pasmo przenoszenia. Wadą jest obniżające się z częstotliwością wzmocnienie (rzędu 5 dB na 500 MHz).

Sprzęgacz i wzmacniacze wejściowe są schłodzone do temperatury 15 kelwinów i razem z przekształtnikiem znajdują się w naczyniu próżniowym, wykonanym w naszym warsztacie. Kriogeniczną temperaturę pracy tych urządzeń uzyskuje się przez zastosowanie chłodziarki helowej model 350 firmy CTI, współpracującej z kompresorem 1020R tejże firmy (Rys. IV.3). Stan schłodzenia można określić, mierząc napięcia na dwóch diodach umieszczonych wewnątrz naczynia próżniowego i zasilanych stałym prądem. Dalsze podzespoły systemu odbiorczego umieszczone są w termostatowanym pojemniku. Każdy z dwóch torów sygnałowych zawiera filtr częstotliwości lustrzanej określający maksymalny



Rys. IV.1: Schemat blokowy systemu odbiorczego na pasmo 1.5 GHz



Rys. IV.2: Elementy systemu odbiorczego na pasmo 5 GHz

zakres odbieranych częstotliwości (1400 – 1800 MHz), izolator firmy Harris, drugi wzmacniacz, mieszacz firmy Anzac, oraz filtry i wzmacniacz pośredniej częstotliwości.

Wspólnym dla obu torów źródłem sygnału lokalnego oscylatora jest syntezer HP-83711A firmy Hewlett-Packard, pracujący w zakresie 1 – 20 GHz. Syntezer ten jest synchronizowany fazowo do zewnętrznego sygnału referencyjnego 10 MHz dostarczanego z wzorca wodorowego.

Obserwator ma możliwość zdalnej zmiany pasma obserwacji poprzez zmianę częstotliwości lokalnego oscylatora (komenda `lof`), regulacji mocy sygnału lokalnego oscylatora (komenda `lop`), regulacji mocy sygnału kalibracyjnego (komenda `latt`) oraz włączania go i wyłączania (komenda `cal`). Może też zdalnie odczytywać napięcie na diodzie określającej stopień schłodzenia przedwzmacniaczy (komenda `dewar 1`). W kabinie ogniska wtórnego bezpośrednio przy odbiorniku można też odczytać wartości napięć zasilających i prądów przedwzmacniaczy.

IV.2 Odbiornik na pasmo C1

Odbiornik ten posiada rowkowany (korugowany) oświetlacz o przekroju kołowym, zapewniający bardzo dobre oświetlenie lustra wtórnego. Sygnał przechodzi z niego do szerokopasmowego polaryzatora firmy Atlantic Microwaves, ochłodzonego do temperatury 70 K. Sygnały obu składowych polaryzacyjnych są przesyłane krótkimi kablami koncentrycznymi do symetrycznego sprzęgacza umożliwiającego kalibrację amplitudy przez dostarczanie szumowego (szerokopasmowego) sygnału o znanej mocy, a stamtąd przechodzą do przedwzmacniaczy wykonanych przez nas przy współpracy z MPIfR. Przedwzmacniacze te mają płaską charakterystykę wzmocnienia, dobre dopasowanie do linii przesyłowej na wejściu i wyjściu oraz bardzo niskie szумы (5 K przy ochłodzeniu do 15 K). Ich pasmo przenoszenia wynosi 4,5 – 5,3 GHz. Sprzęgacz i przedwzmacniacze utrzymywane są w temperaturze 15 K i wraz z polaryzatorem mieszczą się w naczyniu próżniowym wykonanym ze stali nierdzewnej.

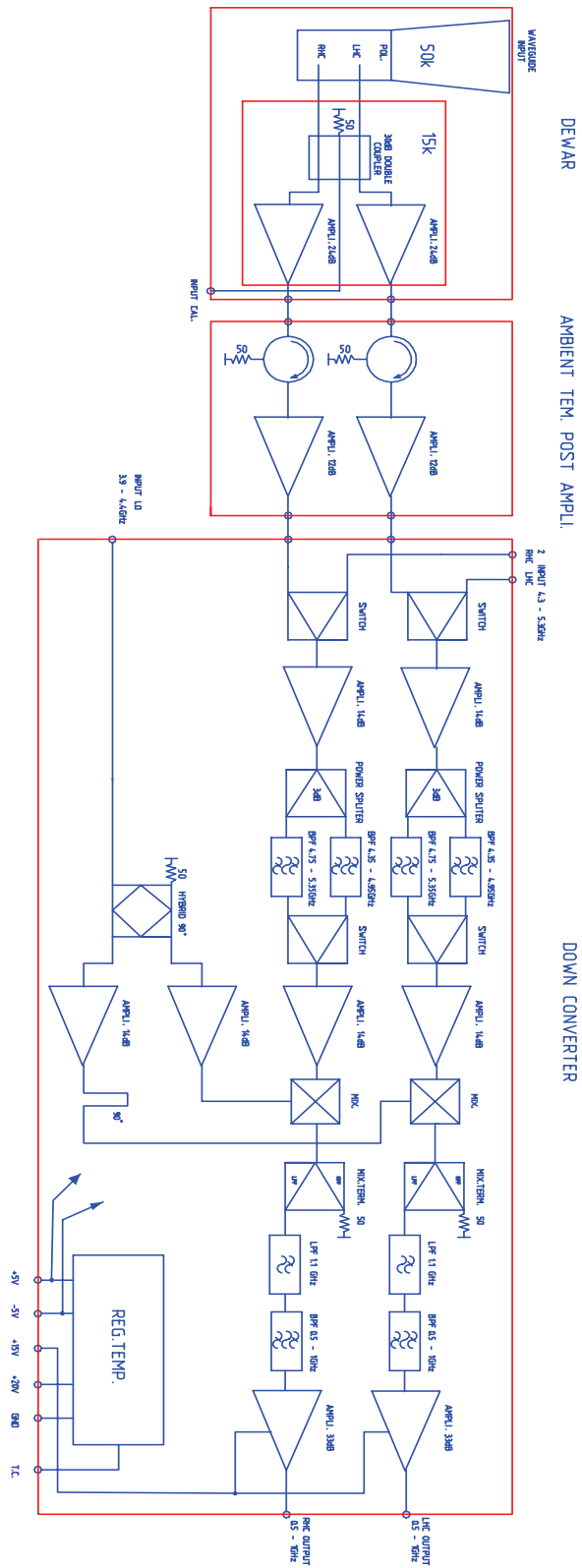
Chłodziarka helowa model 350 firmy CTI współpracująca z tym samym co powyżej kompresorem 1020R zapewnia utrzymywanie kriogenicznej temperatury urządzeń w naczyniu próżniowym. Ze względu na mniejszą masę i powierzchnię zewnętrzną chłodzonych urządzeń funkcjonowanie systemu chłodzenia jest tu bardziej niezawodne niż w systemie na pasmo L.

Dalsze podzespoły odbiornika mieszczą się w termostатовanym pojemniku. Każdy z dwóch torów posiada szerokopasmowy izolator firmy Harris, drugi wzmacniacz, mikrofalowy przełącznik do podłączenia referencyjnego toru odbiorczego, trzeci wzmacniacz, dwa wybierane cyfrowo filtry częstotliwości lustrzanej, czwarty wzmacniacz, mieszacz firmy Anzac, filtry i wzmacniacz pośredniej częstotliwości.

Źródłem sygnału LO jest ten sam, co w paśmie L, syntezer HP-83711A firmy Hewlett-Packard. Sygnał LO wewnątrz odbiornika jest podawany na dzielnik mocy. Każdy z dwóch wychodzących z dzielnika sygnałów jest następnie wzmacniany i podawany do stosownego mieszacza, przy czym jeden z sygnałów przesunięto w fazie w stosunku do drugiego o 90° .

Podobnie jak w systemie na pasmo L, operator może zdalnie zmieniać częstotliwość odbieraną przez zmianę częstotliwości LO, zmieniać moc LO, włączać kalibracyjne źródło szumów i regulować jego moc. Dodatkowo może też wybierać jeden z dwóch filtrów lustrzanki (komenda `cfilter`). Może też zdalnie odczytywać napięcie na diodzie okre-

5GHz FRONT-END BLOCK DIAGRAM



Rys. IV.3: Schemat blokowy systemu odbiorczego na pasmo 5 GHz

śląjącej stopień schłodzenia przedwzmacniaczy (komenda `dewar 2`). W kabinie ogniska wtórnego bezpośrednio przy odbiorniku daje się też odczytać wartości napięć zasilających i prądów każdego z tranzystorów HEMT w przedwzmacniaczach.

IV.3 Odbiornik na pasmo C2

Odbiornik ten także posiada korugowany oświetlacz o przekroju kołowym, zapewniający bardzo dobre oświetlenie lustra wtórnego. Sygnał przechodzi do szerokopasmowego polaryzatora w formie odcinka falowodu z wkładką teflonową. Zakończeniem falowodu jest szerokopasmowy przekształtnik (ang. *orthomode transducer*) pracujący w temperaturze 70 K. Szumowy sygnał kalibracyjny jest wprowadzany do systemu za pośrednictwem sondy umieszczonej w falowodzie. Jej konstrukcja zapewnia dobre dopasowanie sygnału kalibracyjnego do impedancji linii przesyłowej w bardzo szerokim paśmie. Przekształtnik jest oryginalną konstrukcją Katedry Radioastronomii.

Wewnątrz naczynia próżniowego mieszczą się dwa w pełni własnej konstrukcji przedwzmacniacze o bardzo niskich szumach (6 K) i szerokim paśmie (5 – 7 GHz), pracujące w temperaturze 15 K, oraz wymieniony wyżej przekształtnik. Niska temperatura chłodzonych elementów jest utrzymywana przez chłodziarkę helową model 22 firmy CTI współpracującą z tymże samym co wyżej kompresorem 1020R.

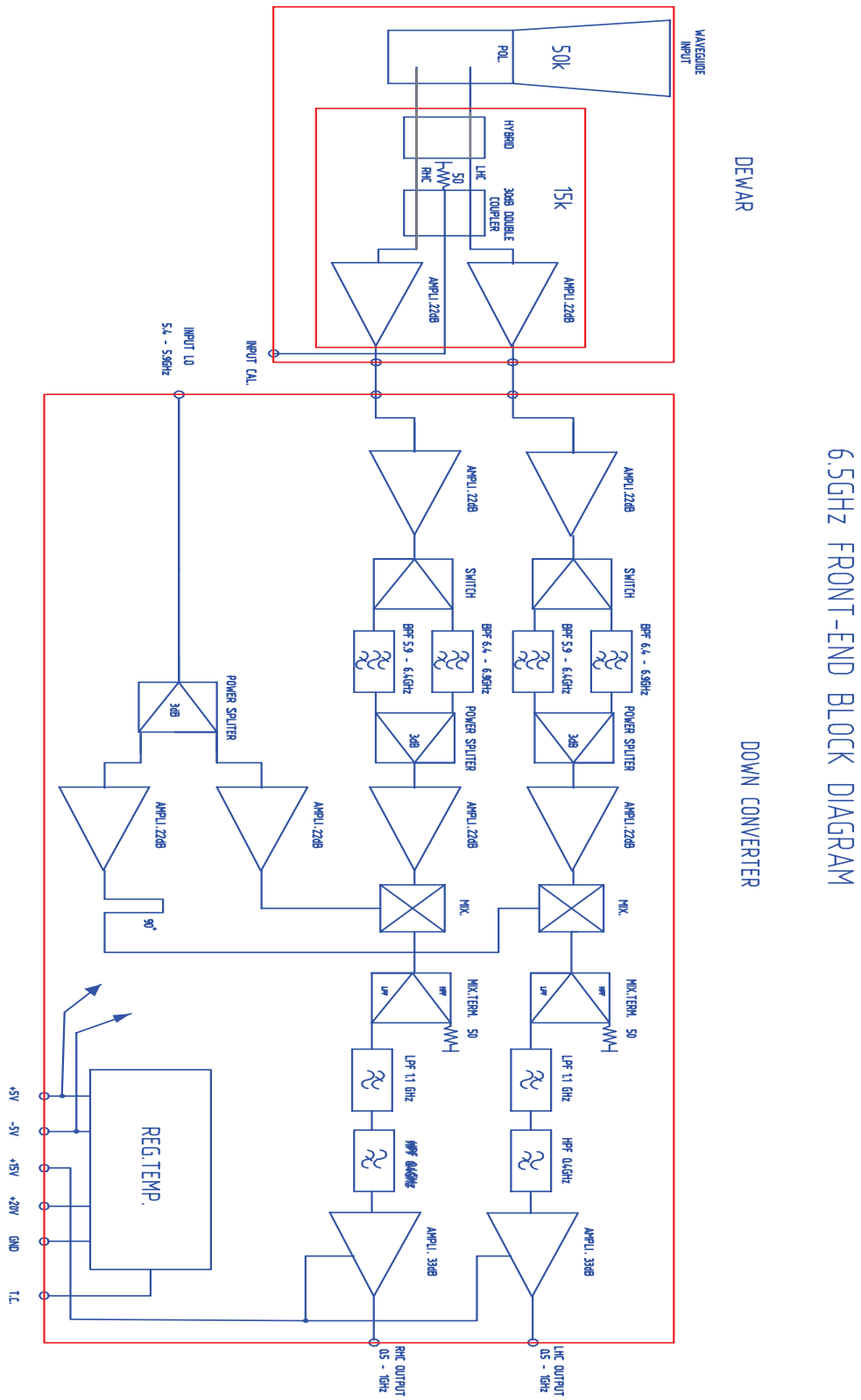
Każdy z dwóch torów odbiornika na pasmo C2 posiada drugi wzmacniacz, wybierany przełącznikami zestaw dwóch filtrów częstotliwości lustrzanej, trzeci wzmacniacz, mieszacz firmy Anzac oraz filtry i wzmacniacz częstotliwości pośredniej.

Źródłem sygnału LO jest ten sam, co w paśmie L, syntezer HP-83711A firmy Hewlett-Packard. Sygnał ten jest wewnątrz odbiornika podawany na dzielnik mocy. Każdy z dwóch wychodzących z dzielnika sygnałów jest następnie wzmacniany i podawany do stosownego mieszacza, przy czym jeden z sygnałów przesunięto w fazie w stosunku do drugiego o 90°.

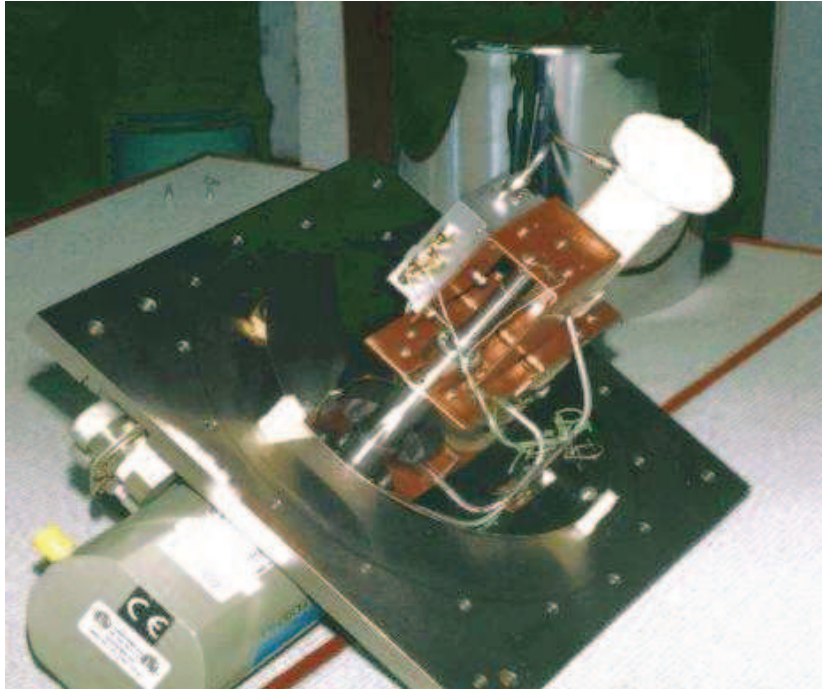
Trzeba stwierdzić, że od strony konstrukcyjnej odbiornik ten stanowi duże osiągnięcie: godne podkreślenia jest własne opracowanie wykonanie przekształtnika i niskoszumowych przedwzmacniaczy w oparciu o najnowsze technologie i elementy, przy założonym bardzo szerokim paśmie pracy.

Podstawowe parametry systemów odbiorczych

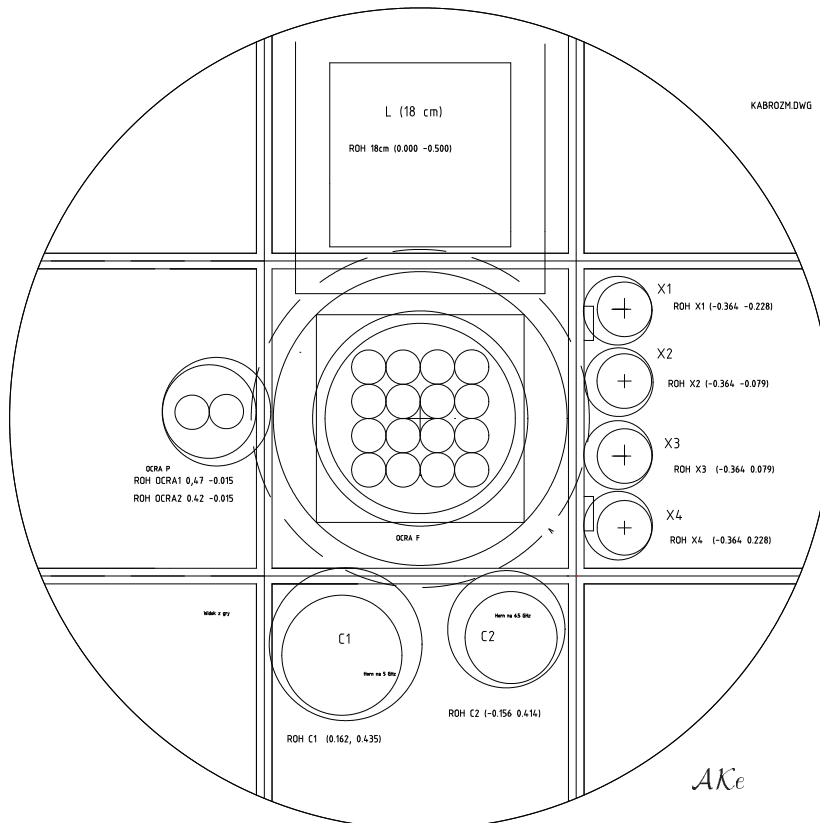
Odbiornik (pasmo)		L	C1	C2
Pasmo	[GHz]	1.4 – 1.75	(I) 4.35 – 4.95 (II) 4.75 – 5.35	(I) 6.4 – 6.9 (II) 5.9 – 6.4
Temperatura szum. odbiornika	[K]	~15	~15	~25
Temperatura systemowa	[K]	~30	~30	~40
Polaryzacje		LHC i RHC	LHC i RHC	LHC i RHC
Zakres częstotści LO	[GHz]	1 – 2.5	3.9 – 4.4 5.0 – 5.6	5.4 – 5.9
Poziom sygnału LO	[dBm]	≥ -5	≥ -5	≥ -5
Zakres wyjścia p.cz.	[GHz]	0.5 – 1	0.5 – 1	0.5 – 1
Poziom sygnału p.cz.	[dBm]	0	0	0



Rys. IV.4: Schemat blokowy systemu odbiorczego na pasmo 6.5 GHz



Rys. IV.5: Układ chłodzący (*dewar z otwartym pojemnikiem*)



Rys. IV.6: Rozkład oświetlaczny w pobliżu ogniska — widok z góry. „Offsets” (poprawki w azymucie i odległości zenitalnej; komenda roh) podano w stopniach

Rozdział V

Urządzenia do analizy i rejestracji danych

(Wersja z dnia: 1999.07.07)

Ogólny schemat instalacji radioteleskopu 32-metrowego oraz miejsce przedstawianych tu urządzeń znajduje się na stronie V-6.

V.1 Terminal VLBI

Aktualnie używany terminal produkcji Penny & Giles (Wielka Brytania) jest wzorowany na systemie VLBA. Składa się on z trzech głównych bloków: zespołu konwerterów, formatera i rejestratora. Blok konwerterów IF (częstości pośrednich) realizuje przemianę częstości sygnału wejściowego z zakresu 500 – 1000 MHz do zakresu wideo. Zawiera on 8 (z możliwością powiększenia tej liczby do 14) konwerterów częstości, tzw. BBC. Każdy konwerter ma własną przemianę częstości z krokiem oscylatora 10 kHz, zestaw filtrów 0,064 – 16 MHz (w postępie dwójkowym) oraz wyjście sygnałowe (0 dBm) górnej (USB) i dolnej (LSB) wstęgi bocznej.

W bloku formatera następuje zamiana sygnałów analogowych pochodzących z BBC do postaci cyfrowej (konwersja jedno- lub dwubitowa) i przesłanie ich wraz z innymi ważnymi informacjami do rejestratora magnetycznego.

Blok rejestratora jest oparty o *Sirius* Laboratory Data Recorder firmy Penny & Giles zmodyfikowany przez dodanie lub zmianę specjalnej elektroniki *read-write*, stosów głowic (*headstack*) zgodnych z terminalem VLBA zamontowanych na specjalnej ruchomej platformie i kontrolera VME sterowanego przez mikroprocesor 68000. Rejestracja sygnału odbywa się na taśmach magnetycznych o szerokości 1 cala i długości ok. 8000 lub 17000 stóp. Zapisu można dokonywać jednocześnie na 16 ścieżkach. Częstość pracy terminala synchronizowana jest do atomowego wzorca częstości, a zasilanie całości odbywa się poprzez UPS.

Cały terminal pracuje pod kontrolą komputera PC Pentium 130 (HP) i oprogramowania „Field System” opracowanego w GSFC, NASA. Szczegółowy opis tego urządzenia zawiera dokumentacja: *Single/Dual Head Data Acquisition Recorder Rack Incorporating VME Control Rack*, Penny & Giles Data Systems Ltd., Wookey Hole, Somerset (Anglia), 1995.

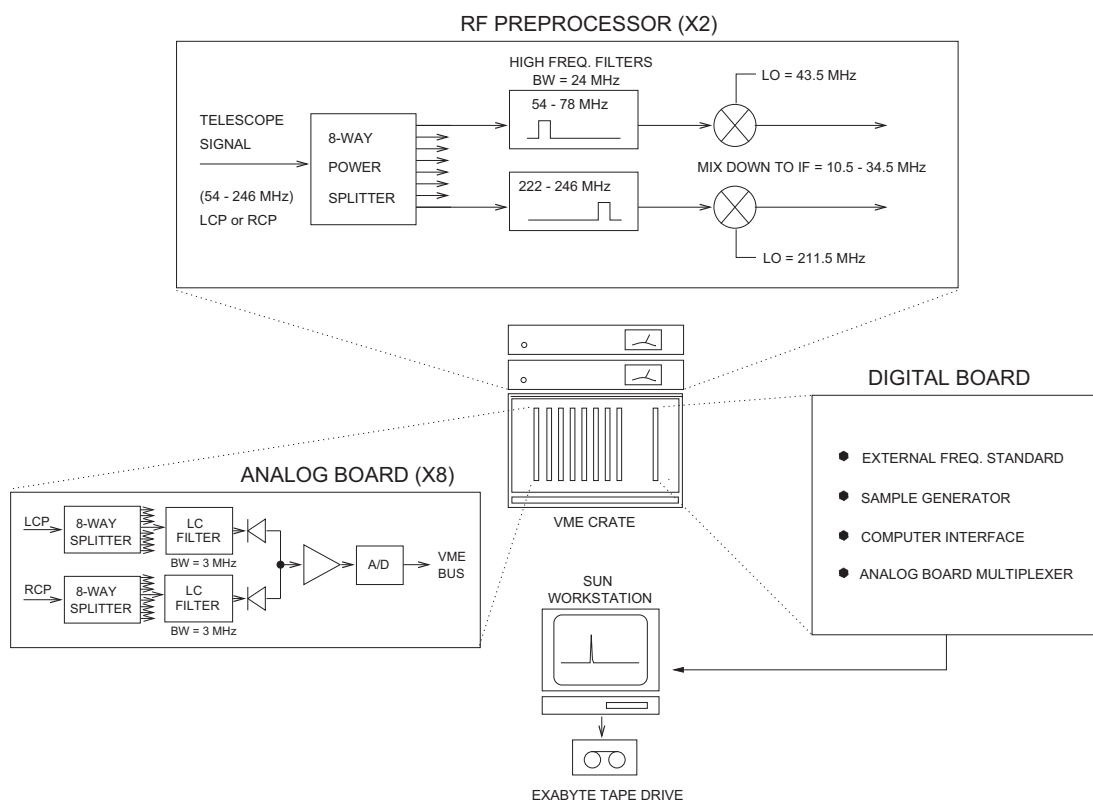


Rys. V.1: Terminal VLBI (u góry) i maszyna pulsarowa PSPM II (u dołu)

V.2 Maszyna pulsarowa

Maszyna pulsarowa, PSPMII, została zbudowana (budowę rozpoczęto w czerwcu 1995 r.) na Pennsylvania State University i w czerwcu 1996 r. zainstalowana w Centrum Astronomii. Jest to rodzaj odbiornika, z zestawem 64 szerokopasmowych (3 MHz) filtrów na każdą polaryzację, przewidziany do obserwacji pulsarów w paśmie 1.4 GHz.

Szczegóły konstrukcyjne tego urządzenia znajdują się w 4-tomowej dokumentacji pt. *Maszyna pulsarowa*. Poniższy schemat pochodzi z pracy: Bryan A. Jacoby, *A Broadband Receiver for High Frequency Observations of Radio Pulsars*, Pennsylvania State University, 1997.



Rys. V.2: Niektóre szczegóły budowy maszyny pulsarowej

V.3 Spektrograf cyfrowy 16 384-kanałowy — A. Kępa

Urządzenie zostało wykonane w CA UMK w latach 1997 – 1998 w oparciu o technologię układów scalonych CMOS wielkiej skali integracji. Układy korelatorów cyfrowych zakupione zostały w USA. Każdy z nich zawiera 1024 kanały korelatorów cyfrowych. Spektrograf składa się z modułu korelatorów zawierającego 16 takich układów w układzie czterech torów po 4096 kanałów, modułu samplerów zawierającego cztery szybkie, trzypoziomowe samplery zbudowane w oparciu o technologię ECL, modułu syntezy częstotliwości zegarowej do próbkowania sygnału, modułu chłodzenia płyty korelatorów z zabezpieczeniem termicznym, modułu komputera PC Pentium sterującego całym procesem korelacji i odczytem danych oraz blokiem zasilaczy.



Rys. V.3: Spektrograf cyfrowy: płyta czołowa (na tle radioteleskopu 15-metrowego; zdjęcie z lewej) i płyta główna z 16 1024-kanalowymi scalonymi układami korelatorów (z prawej)

Moduł korelatorów zbudowany na bazie płyty drukowanej również zakupionej w USA. Został zaadoptowany do technologii CMOS by mógł być sterowany przez typową kartę I/O komputera PC, jedynie jego wejścia sygnałowe pracują w technologii ECL by osiągnąć pełną szybkość pracy. Maksymalna częstotliwość pracy wynosi ponad 100 MHz, ograniczona została jednak do 100 MHz ze względu na własności samplersów cyfrowych. Oznacza to, że wstęga obrabianego sygnału wynosi maksymalnie 50 MHz. Płyta korelatorów zawiera cztery tory, każdy po 4096 kanałów, zatem używając czterech samplersów można złożyć wstęgę 200 MHz w modzie pracy autokorelacyjnej. Możliwy jest także korelacyjny mod pracy, wtedy w każdym kanale dwa pierwsze korelatory dokonują autokorelacji sygnału a dwa kolejne kroskorelacji. 32-bitowe dane z każdego ze wszystkich 16 384 kanałów są wczytywane szeregowo do komputera sterującego w czasie 0,6 s. Komputer dokonuje wymaganej obróbki i prezentacji danych.

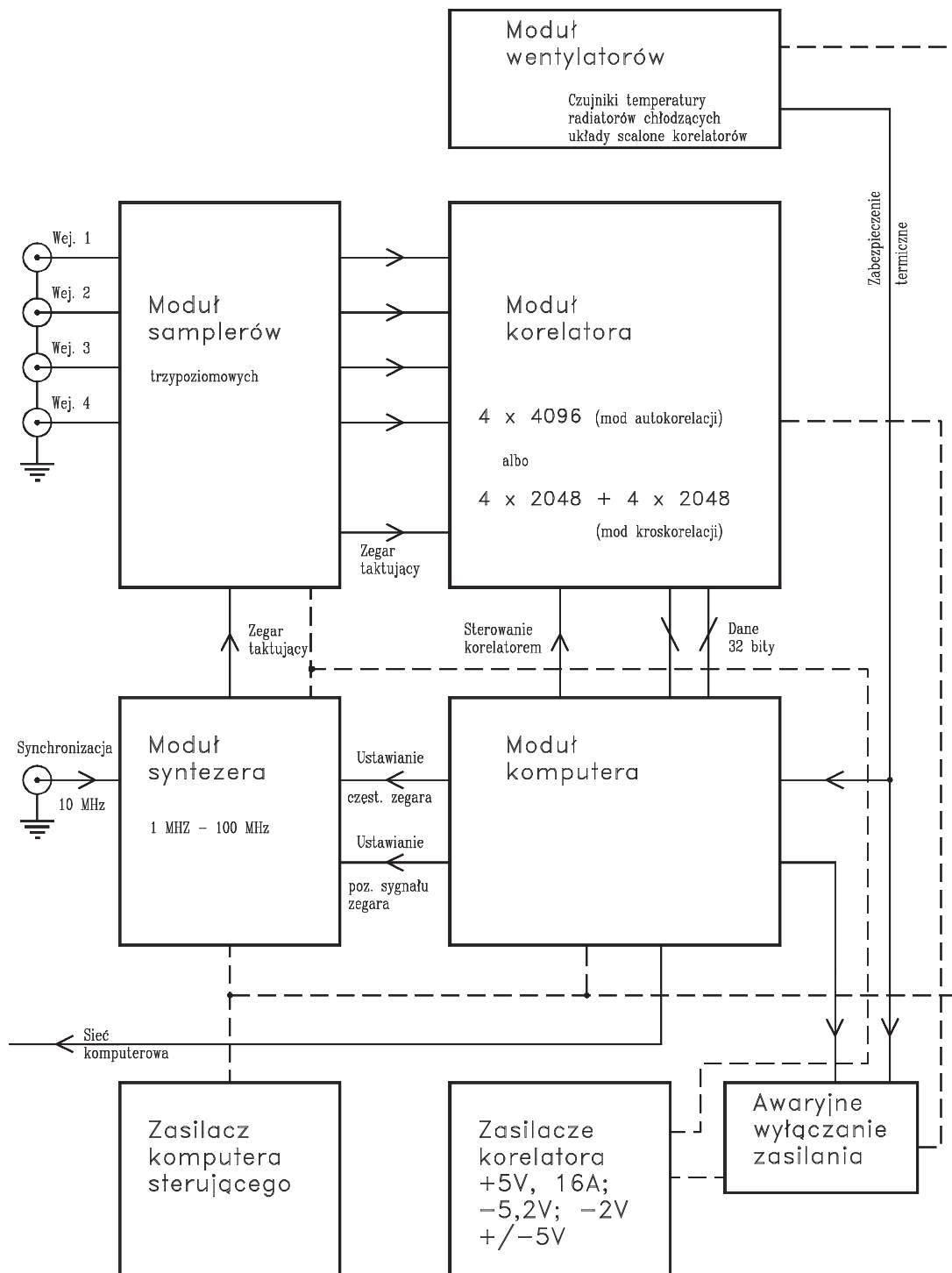
Moduł samplersów opracowany i wykonany całkowicie w CA UMK zawiera cztery samplery pracujące z maksymalną prędkością 100 MHz. Wykonany jest w technologii ECL. Czułości wejść dopasowano do poziomu sygnałów wyjściowych z BBC terminala VLBI. Samplery są w istocie dwubitowymi przetwornikami analogowo-cyfrowymi. Ich cztery logiczne stany wyjściowe są przekształcane na trzy liczby dwubitowe akceptowane przez korelatory. Moduł samplersów zawiera także układ formowania i dystrybucji częstotliwości taktowania, układy automatyki poziomu zera i stabilne źródło napięć odniesienia (poziomy próbkowania sygnału w.cz.).

Moduł syntezy sygnałów zegarowych wytwarza 16 częstotliwości od 1 MHz do 64 MHz w postępie dwójkowym oraz dodatkowo 100 MHz by uzyskać pełną szybkość korelatora. Częstotliwości te są synchronizowane fazowo (PLL) do wzorcowej częstotliwości 10 MHz pochodzącej z wzorca wodorowego. Moduł ten wykonano w technologii ECL.

Moduł komputera PC Pentium w wersji przemysłowej zawiera 32 MB RAM, dysk twardy 2,3 GB, dwie typowe karty I/O, kartę sieciową do komunikacji zewnętrznej. Pracuje pod systemem operacyjnym LINUX.

Moduł chłodzenia płyty korelatorów jest niezbędny ze względu na dużą moc rozpraszaną w każdym z układów scalonych korelatorów (około 4 W, około 64 W na płycie). Aby dodatkowo zabezpieczyć układy korelatorów zastosowano czujniki termiczne, które w razie uszkodzenia wentylatorów chłodzących odcinają zasilanie płyty modułu korelatora.

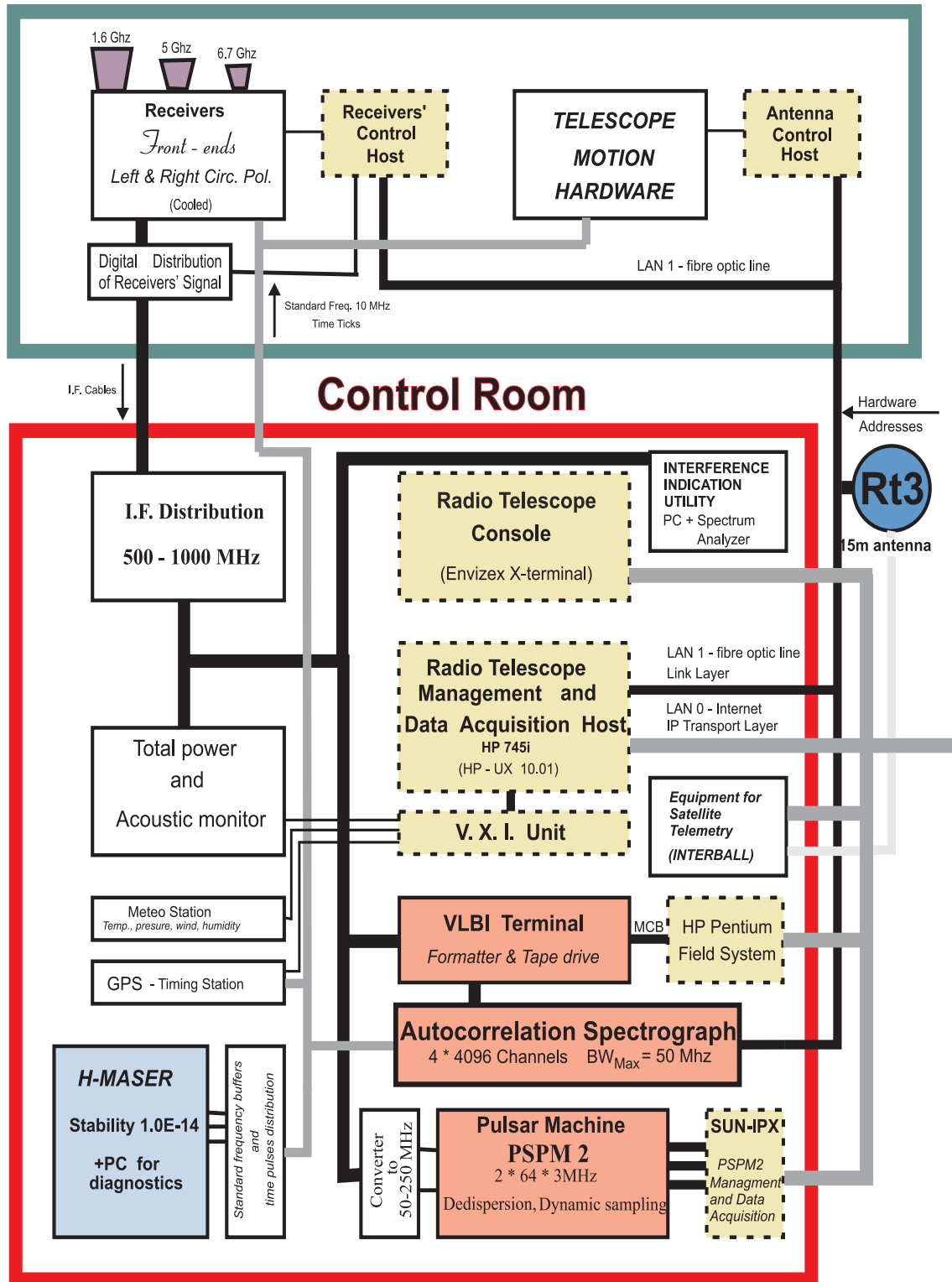
Moduł zasilaczy układu składa się z dwóch typowych zasilaczy komputerowych o mocy 200 W do zasilania komputera i płyty korelatora oraz wykonanych w CA UMK zasilaczy do logiki ECL ($-5,2\text{ V}$, -2 V) i zasilania części analogowej $\pm 5\text{ V}$.



Rys. V.4: Schemat blokowy spektrogramu szerokopasmowego

Ogólny schemat instalacji RT32

32 Meter Antenna - RT4



LB

Rozdział VI

Służba czasu — *K. Borkowski, J. Usowicz*

(Wersja z dnia: 2003.02.12)

Jednym z najczulszych punktów prawie wszystkich systemów VLBI są wzorce częstości występujące w roli oscylatorów lokalnych. Ich niestabilność narzuca ograniczenie czasu spójnej integracji funkcji korelacji, a zatem także czułości całego systemu odbiorczego, a dalej — dokładności pomiaru obserwabli. Stabilność, jaką wykazuje współczesny wzorec wodorowy (nawet poniżej 10^{-15}), czyni zadość najostrożniejszym ocenom.

Wszystkie atomowe wzorce częstości (albo czasu) opierają się na wykorzystaniu przejść kwantowych między parą poziomów energetycznych atomów lub cząsteczek.

Dla wszystkich użytkowników wzorców częstości najistotniejszą ich charakterystyką jest *stabilność*. Spośród wielu parametrów opisujących stabilność najczęściej korzysta się z dwupróbkowej statystyki zwanej *wariancją Allana* i oznaczanej przez $\sigma_y^2(\Delta t)$, która charakteryzuje fluktuacje fazy i częstości sygnału wzorca w dziedzinie czasu na odcinku Δt . Przebieg funkcji σ_y typowego wzorca częstości można podzielić na trzy charakterystyczne obszary. Dla małych wartości czasów pomiaru Δt jest to funkcja proporcjonalna do Δt^{-1} (biały szum fazowy albo szum migotania), lub $\Delta t^{-1/2}$ (biały szum częstości) zależnie od podstawowych własności szumowych wzorca. Źródłem tych niestabilności może być np. tzw. *szum śrutowy* we wiązce atomów cezu, fotonowy szum śrutowy w fotokomórce urządzenia rubidowego, czy szum addytywny powstający w odbiorniku mikrofalowym masera wodorowego. Od pewnego (większego) czasu uśredniania niestabilność nie zależy już od Δt , a szumy przypisuje się takim źródłom, jak fluktuacje zasilania i zewnętrznego pola magnetycznego, zmiany zachodzące w elementach składowych wzorca, zmiany natężenia promieniowania mikrofalowego i in. Wreszcie, jest trzecia część funkcji σ_y , którą opisuje Δt w potęgze od 0 do 1. Jeśli jest to po prostu Δt^{+1} , to fragment ten wyraża czystą zmianę częstości (*dryf*, np. wskutek starzenia się wzorca), która nie degraduje stabilności wzorca, gdyż można ją dokładnie zmierzyć. Często jednak wykładnik potęgowy nie jest jedynką i sam jest niestabilny, a jego wyznaczenie nie jest łatwe ze względu na wymóg długich czasów uśredniania. Z tego powodu w specyfikacjach konkretnych wzorców ta część charakterystyki stabilności często jest pomijana lub opatrzona uwagą „dryf usunięty”.

Czas koherentnej integracji sygnału Δt dla interferometrów wielkobazowych w przybliżeniu określa wyrażenie (Klemperer 1972):

$$\omega_0 \Delta t \sigma_y(\Delta t) = 1 \text{ rad},$$

gdzie ω_0 jest częstością kołową oscylatora lokalnego. Wyrażenie to oznacza warunek, by w przeciągu czasu integracji zmiana fazy oscylatora nie przekroczyła radiana. Maksymalna częstość obserwacji (w rad/s) bez znaczącej straty spójności wynosi zatem w przybliżeniu

$1/(\Delta t \sigma_y)$. Stosując wzorce rubidowe, dla których $\sigma_y(10) = 10^{-12}$, i przyjmując czas integracji równy 10 s, znajdujemy ok. 10 GHz na górną granicę częstości obserwacji. Wartość ta jest 100 razy większa dla maserów wodorowych, dla których $\sigma_y(10) = 2 \cdot 10^{-14}$. Użycie wzorca wodorowego w parze (jaką stanowi prosty interferometr) z rubidowym niewiele polepsza czas spójności takiego interferometru w stosunku do przypadku dwóch wzorców rubidowych (Rogers i Moran 1981).

Kartaschoff (1979) pokazał, że odchylenie standartowe czasu mierzonego wzorcem na odcinku Δt wynosi ok. $\Delta t \sigma_y$. Przy czasie integracji nieco powyżej 100 s σ_y wzorca rubidowego przestaje maleć [utrzymując się na poziomie $(2 - 3) \cdot 10^{-13}$], co sprawia, że wyrażenie $\Delta t \sigma_y$ rośnie z upływem czasu powodując wzrost szumu zegara (wzorca). O ile dla czasu koherentnej integracji mniejszego niż 10^4 s czynnikiem limitującym w eksperymentach z maserami wodorowymi jest atmosfera lub jonosfera, to w przypadku wzorców rubidowych (też cezowych) ograniczenie praktycznie zawsze stanowi sam wzorec (Rogers i Moran 1981).

VI.1 Wzorec wodorowy

Maser wodorowy, najlepszy z punktu widzenia potrzeb VLBI, jest urządzeniem aktywnym w takim sensie, że generuje sygnał wprost z przejścia z górnego do dolnego poziomu struktury nadsubtelnej wodoru atomowego w stanie podstawowym. Przy braku pola magnetycznego i w temperaturze zera bezwzględnej, kiedy atomy są nieruchome, przejściu temu odpowiada częstość 1 420 405 751,768 Hz, czyli dobrze znana astronomom emisja fal o długości 21 cm. W celu wydzielenia atomów o odpowiednim stanie energetycznym we wzorcu wodór cząsteczkowy dysocjuje się przez wyładowania elektryczne, a następnie wiązkę otrzymanych atomów przepuszcza przez selektor magnetyczny, w którym następuje przestrzenne rozdzielanie atomów o różnych stanach. Właściwe atomy są teraz kierowane do mikrofalowej komory rezonansowej, gdzie następuje wymuszone uwolnienie energii i wytwarzanie sygnału. Sygnał ten pobiera się za pomocą sondy i używa go do dostrajania fazy oscylatora kwarcowego.

VI.2 Wzorec rubidowy

W rubidowym wzorcu częstości stabilizuje się 5-megahercowy oscylator kwarcowy względem naturalnego rezonansu atomowego — nadsubtelnego przejścia między dolnym i górnym poziomem rubidu 87 w stanie podstawowym (6 834 685 Hz). Technicznie uzyskuje się to przez optyczne pompowanie atomów ^{87}Rb (w celu ich depopulacji) wiązką pochodzącą z takich właśnie atomów, ale dokładnie odfiltrowaną przy pomocy izotopu ^{85}Rb . Przejście rezonansowe z powrotem na niższy poziom stymuluje się sygnałem mikrofalowym wytwarzanym przez powielenie do odpowiednio wysokiej częstości sygnału oscylatora lokalnego (kwarcowego). Stopień dostrojenia do rezonansu monitoruje się fotokomórką oświetloną wiązką użytą wcześniej do pompowania. Ponieważ wiązka ta jest absorbowana tym bardziej, im lepsze jest dostrojenie do rezonansu sygnału mikrofalowego, to możliwe staje się użycie sygnału z fotokomórki w pętli sprzężenia zwrotnego do dostrajania częstości drgań oscylatora kwarcowego.

Ustawianie zegara wzorca rubidowego — A. Kępa, W. Szymański

Poniższa instrukcja dotyczy „ZEGARA CYFROWEGO – 2” znajdującego się w pomieszczeniu 47) i korzystającego z rubidowego wzorca firmy Hewlett Packard (5065A Rubidium Vapor Frequency Standard).

1. Wstępne nawiązanie do zegara w odbiorniku GPS (zegarek osobisty lub *walkie talkie*):

Do *USTAWIENIA CZASU SŁONECZNEGO* i *daty juliańskiej* (JD) służą następujące klawisze:

stop — jedyny bistabilny przycisk zatrzymujący wszystkie liczniki

M — minuty czasu

H — godziny czasu

D1 — jednostki i dziesiątki dni juliańskich

D2 — setki (i tysiące) dni juliańskich

D3 — tysiące i dziesiątki tysięcy dni juliańskich

+1^m — inkrementacja licznika minut (rzadko używany)

Ustawianie właściwej liczby tysięcy dni juliańskich należy wykonać klawiszem **D3** po ustawieniu setek za pomocą **D2**. W liczniku JD wyświetlane jest tylko końcowe 5 cyfr po stałych „24”. Inkrementacja tego licznika następuje w południe (o godz. 12:00).

2. Ponownie sprawdzić sekundy.

3. Ustawić dopełnienie POPRAWKI chodu zegara, wyrażonej w mikrosekundach (μs), do całkowitej liczby sekund (np. dla poprawki równej $1 \mu s$ dopełnienie wyniesie 999999): — na klawiszach \bar{D} \bar{C} \bar{B} \bar{A} , o wagach 8 4 2 1 (odpowiednio) wpisać kolejne cyfry dopełnienia kodem BCD w taki sposób, że każdą cyfrę „wyciska się” na tych klawiszach. Np., aby wprowadzić cyfrę 9 należy pozostawić niewciśnięte klawisze \bar{D} i \bar{A} (których wagi sumują się do 9), tj. nadusić klawisze \bar{C} i \bar{B}

— po wprowadzeniu cyfry nacisnąć czerwony klawisz **P** w celu jej wyświetlenia

— cyfry wprowadzać od najstarszej

— po wprowadzeniu wszystkich 6 cyfr (jeśli wypadnie mniej, to z przodu powinny być zera otrzymywane naciśnięciem wszystkich czterech klawiszy) wcisnąć klawisz **L** (powodujący załadowanie wprowadzonej poprawki do rejestru wewnętrznego), a po nim **+** lub **-** powodujące dodanie albo odjęcie poprawki od wskazań zegara

— w przypadku pomyłki przy wprowadzaniu (przed wciśnięciem **L**) wyświetlacz można „wyzerować” (**Z**) i wprowadzić wszystko od nowa

— sprawdzić, czy wprowadzona poprawka miała właściwy znak i ewentualnie obliczyć następną poprawkę oraz jej dopełnienie i wprowadzić je do zegara.

Na końcu należy sprawdzić, czy po tych wszystkich operacjach wyświetlana jest właściwa sekunda!

4. *USTAWIANIE CZASU GWIAZDOWEGO*:

— obliczyć czas gwiazdowy dla jednej z przyszłych pełnych minut

— czerwonym (skrajnym z prawej strony) klawiszem **stop** zatrzymać zliczanie sekund zegara gwiazdowego aż do chwili, gdy będą zgodne z wybranym czasem

— minuty i godziny ustawić za pomocą klawiszy **M** i **H** (odpowiednio).

(Klawisz **Z** służy do zerowania liczników **M** i **H**.)

Miejscowy czas gwiazdowy

Konwencjonalny [*Transactions of the International Astronomical Union, XVIII B* (1983), 67] średni czas gwiazdowy Greenwich definiuje wyrażenie (w sekundach):

$$\text{GMST} = \text{UT1} + 24110,54841 + 8640184,812866T + 0,093104T^2 - 6,2 \cdot 10^{-6}T^3,$$

gdzie UT1 to czas wyznaczany przez rotację Ziemi (po uwzględnieniu ruchu biegunów), a $T = (\text{JD} - 2451545)/36525$; w okresie 1900.03.01 r. – 2100.02.28 r. kalendarza gregoriańskiego dla daty (dnia) juliańskiej, JD, mamy:

$$\text{JD} = 367R - [(7(R + [(M + 9)/12]))/4] + [275M/9] + D + 1721013,5 + \text{UT1}/24^h$$

gdzie [...] oznacza część całkowitą, R — rok, M — miesiąc, D — dzień miesiąca.

Miejscowy czas jest większy od tego w Greenwich o długość geograficzną miejsca (liczoną dodatnio na wschód od Greenwich), $\text{LMST} = \text{GMST} + \lambda$. Dla położenia RT32 z pomiarów VLBI mamy:

$$\lambda = 18,56405740^\circ = 1,237603827^h = 1^h 14^m 15,3738^s$$

Opuszczając w równaniu na GMST wyrazy wyższego rzędu niż liniowy, w okresie obejmującym lata 1900–2100 wprowadzamy błąd mniejszy niż $0,1^s$. Dla praktycznych celów na średni miejscowy czas gwiazdowy możemy więc bezpiecznie przyjmować (w godzinach):

$$\text{LMST} \cong 6,6973745583 + \lambda + 0,06570982442 \cdot (\text{JD} - 2451545,0) + \text{UT1}$$

$$\cong 7,902124 + 0,06570982442 \cdot (\text{JD}_{12} - 2451545,0) + 1,002737909351 \cdot \text{UTC}$$

gdzie JD_{12} to juliańska data w południe danego dnia (tzn. wyrażająca się liczbą całkowitą), zaś UT1 zastąpiliśmy przez czas koordynowany, UTC (różnią się mniej niż o 1^s).

Aby otrzymać czas prawdziwy, należy do średniego dodać aktualną wartość nutacji w długości ekliptycznej ($|\Delta\psi \cos \epsilon| < 1,2^s$).

VI.3 Odbiorniki GPS

Global Positioning System

GPS (*Global Positioning System*) jest satelitarnym systemem rządu Stanów Zjednoczonych przeznaczonym do celów nawigacji, synchronizacji czasu i geodezji. Składa się on z trzech segmentów: kosmicznego (obejmującego 24 satelity, w tym 3 zapasowe), kontrolnego (monitorującego położenia satelitów, synchronizującego ich pracę i przesyłającego poprawki czasu) oraz użytkowników.

Satelity systemu nazywa się NAVSTARami (*Navigation System with Time and Ranging*). NAVSTARy odbierają sygnały kontrolnego segmentu i wysyłają do użytkowników:

- Dane o poprawności pracy satelity (informacje o jakości wysyłanych sygnałów nawigacyjnych — czy są wiarygodne).
- Efemerydy (szczegółowe dane o orbicie satelity).
- Almanach konstelacji satelitów (przybliżone dane o orbitach wszystkich satelitów).
- Czas.
- Sygnały do pomiaru odległości (*ranging signals*).
- Dane o poprawkach atmosferycznych.

Każdy NAVSTAR krąży wokół Ziemi po kołowej orbicie na wysokości 20 200 km na jednej z sześciu płaszczyzn nachylonych do równika pod kątem 55° . Okres orbitalny satelitów to 12 godzin. Cała konstelacja zapewnia praktycznie ciąglą jednoczesną widoczność przynajmniej 4 satelitów GPS z każdego miejsca Ziemi.

Segment użytkowników składa się z aparatury, która śledzi satelity NAVSTAR, odbiera ich sygnały i przetwarza je w zależności od konkretnego zastosowania (nawigacja, pomiary pozycyjne). Wspólną, podstawową funkcją wszystkich zastosowań jest wykorzystywanie sygnałów do poprawiania położenia względem powierzchni Ziemi z dokładnością od kilku milimetrów do 100 m, zeależnie od użytego instrumentarium i warunków jego pracy.

Dla użytkowników cywilnych normalnie dostępne są pomiary w oparciu o tzw. kod C/A przesyłany na częstotści L1 (1575,42 MHz), który zapewnia dokładność pozycji w granicach 10 – 30 m (dokładność ta może być celowo degradowana, tzw. tryb SA, o czynnik 1,8 czyli do ~ 50 m).

Główne źródła błędów wyznaczania położenia to: [1] zamierzona degradacja (30 m), [2] opóźnienie jonosferyczne (20 – 30 m w dzień i 3 – 6 m nocą), [3] opóźnienie troposferyczne (do 30 m), [4] błędy efemeryd (< 3 m), oraz [5] błędy rubidowych zegarów satelitarnych (< 3 m). Te błędy pozycji transformują się na błędy czasu GPS (30 m to ok. 100 ns).

Odbiornik 1 (GPSTR1): Model 8812 GPS Station Clock

Podstawowe charakterystyki Modelu 8812 firmy TRAK Systems (Tampa, Florida) to:

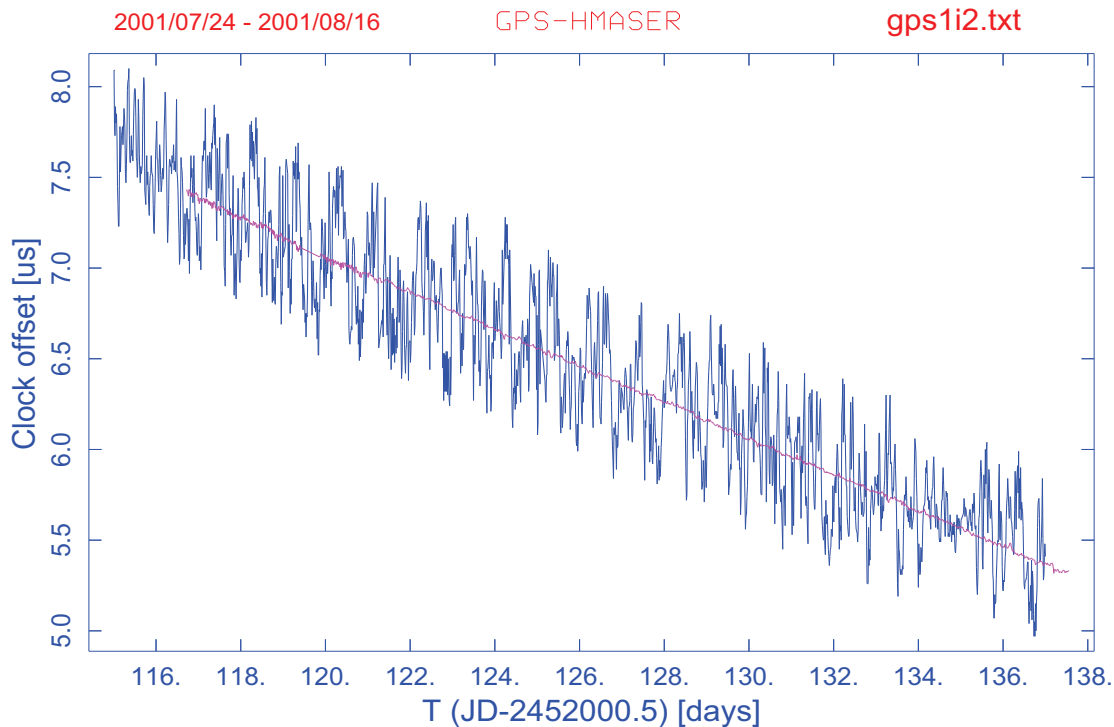
- Termostatowany wewnętrzny oscylator kwarcowy (B7A) na 10 MHz.
- Wyjścia: 1 PPS (puls na sekundę), ustawialne wyjście wysokiej częstotści (do 1 MPPS) i podobne niskiej częstotści pulsów (1 – 12 PPH).
- Jeden z czterech (wybieralnych) kodów sygnałów czasu.
- Komputerowy *interface* RS-232.
- Śledzenie do 6 satelitów.
- Dokładność synchronizacji czasu z UTC/GPS: $0,1 \mu\text{s}$ (przy celowej degradacji $0,2 - 0,3 \mu\text{s rms}$; jeśli żaden satelita nie jest śledzony, to wewnętrzny zegar dryfuje z szybkością $1 \mu\text{s/godz.}$)
- Okres nawiązywania do czasu satelitów: typowo ~ 2 min.
- Dokładność pozycji (długość, szerokość i wysokość): 30 m.
- Nawiązanie do wzorca zewnętrznego: 1 PPS musi być w przedziale ± 5 ms od UTC; rozdzielczość pomiarów różnicy wskazań zegarów: 20 ns.

Odbiornik 2 (GPSTR2): CNS Clock

CNS Clock, firmowany jako typ CNS01-P (P oznacza, że dostarczono go z oprogramowaniem Tac32Plus), pochodzi z CNS Systems Inc. (Communication, Navigation and Surveillance), USA. Głównym podzespołem tego urządzenia, 'zegara', jak się formalnie nazywa, jest odbiornik Motorola Oncore VP. Najważniejsze jego cechy to:

- Dwa niskoimpedancyjne (BNC) wyjścia 1 PPS (puls na sekundę).
- Dwa wyjścia RS232 (1 PPS).
- Bateryjny *backup* (umożliwia *smart start*).
- 5V zasilania anteny GPS.
- Dokładność w trybie ustalonej pozycji: < 50 ns (1σ , przy włączonym SA).

Do mierzenia różnicy czasów pojawiają się impulsów 1 pps z tego urządzenia i z masera wodorowego służy uniwersalny licznik firmy Hewlett Packard, HP 53131A, z 10-cyfrowym wyświetlaczem. U nas jest on zamontowany w tej samej obudowie, co CNS Clock. Ten system monitorowania chodu masera pracuje od lipca 2001 r.



Rys. VI.1: Porównanie pomiarów za pomocą obu odbiorników, GPSTR1 (odpowiada mu przebieg z dużym rozrzutem) i GPSTR2 (linia biegnąca środkiem 'szumów'), w okresie 24 lipca – 16 sierpnia 2001 r.

VI.4 Monitorowanie wzorca wodorowego

Znaczenie dla VLBI

Sprawna korelacja obserwacji VLBI wymaga znajomości zachowania się wzorców wodorowych w poszczególnych stacjach. Praktycznie wszystkie stacje VLBI wyposażone są w odbiorniki sygnałów GPS, które zapewniają stabilną długookresową skalę czasu. Monitorowanie chodu lokalnych zegarów polega zwykle na pomiarze czasu upływającego między lokalnym impulsem sekundowym (sygnał 1 pps) i analogicznym pulsem z odbiornika GPS. Na ogół jest tak, że znak takiego pomiaru jest ujemny jeśli zegar maserowy spóźnia się względem GPS. Dodatkowa droga sygnału z masera po kablach do teleskopu zwiększa tę różnicę (ma to istotne znaczenie, jeśli stacja posiada więcej niż jedną antenę).

Dla wysokich częstotliwości obserwacji tak monitorowany zegar może stanowić dobrą ocenę spodziewanego *zapóźnienia* (co jest ważne podczas korelacji obserwacji), ale dla bardzo niskich częstotliwości głównym źródłem niestabilności staje się atmosfera Ziemi. Np. na częstotliwości 327 MHz atmosferyczne opóźnienie może sięgać nawet 1 μ s. Przy ocenie *częstości listków* (*fringe rates*), niedokładne współrzędne stacji i źródeł mogą zdominować predykcje. Ponieważ obecnie korelatory nie interpolują aberracji i parametrów orientacji Ziemi w ciągu doby, podczas analizy obserwacji VLBI obserwuje się skoki o godz. 0 UT rzędu 1,5 ps/s. Można więc spodziewać się tego rzędu rozbieżności podczas procedury *fringe search* (poszukiwania listków).

Dotychczasowe analizy wskazują, że obecnie w większości obserwacji astronomicznych monitorowanie maserów względem GPS może zapewnić wystarczająco dokładne wartości (epoki i przyspieszenia) *a priori* zegara stacyjnego, aby można było zrezygnować z procedury *fringe search*. Zapóźnienie można przewidzieć przynajmniej z dokładnością 200 ns.

Predykcje przyspieszenia zegara (*clock rate*) z pomiarów GPS jest ograniczone. Jasne jest jednak, że tą drogą można określić *rates* znacznie dokładniej niż mogą to obecnie sprawdzić korelatory. Wartości 0,5 ps/s są już zauważalne w korelacjach.

Zalecenia co do monitorowania maserów

Ze względu na niedokładność pojedynczych odczytów i potrzebę wielu wyników do oceny *rates*,

NIE ZALECA SIĘ REGULARNEGO PRZESTAWIANIA ZEGARÓW

— dobrze określone opóźnienia i przyspieszenia są lepsze niż wartości bliskie zera. Z tego samego powodu proponuje się **nie przeprowadzać konserwacji masera na mniej niż 4 tygodnie przed sesją VLBI**.

- Różnicę między pulsem sekundowym GPS i formatera (masera) należy mierzyć i uśrednić przez około 1000 s. Jest to zwykle dostatecznie długo, aby wygładzić lokalne obciążenia (*biases*) pomiarów 1 pps.
- Wyeliminować odstające pomiary; chodzi tu o obserwacje GPS zaznaczone (*flagged*) przez odbiornik (wartości $>0,5$ s).
- Uśrednić wyniki z jednej doby czasu uniwersalnego (UT). Na krótszych odcinkach czasowych stabilność masera powinna być zadowalająca, zaś czas GPS posiada zbyt duże fluktuacje. Uśrednione dane powinny składać się z:
 - średniego czasu (MJD) pomiarów (przynajmniej 3 cyfry po kropce)
 - średniej różnicy w μ s (przynajmniej 2 cyfry po kropce)
 - średniokwadratowego (rms) błędu pomiarów różnicy (2 cyfry po kropce).
- Wyeliminować błędne średnie dzienne (rms > 200 ns)

Zegar powinien być monitorowany w sposób ciągły. Pomiary winny być sprawdzane przynajmniej raz na miesiąc (ręcznie) i odpowiedni plik wyedytowany w celu wpisania komentarzy o znanych lokalnych zmianach. Jako minimalne wymaganie należy przyjąć, że *monitoring* prowadzi się PRZYNAJMNIEJ NA 1 TYDZIEŃ PRZED SESJĄ, PODCZAS SESJI I 1 DZIEŃ PO SESJI.

Gromadzenie i opracowanie danych

Odczyty różnicy czasu impulsu sekundowego zegara GPS i masera wodorowego są zapisywane do dziennika (specjalny zeszyt) przez obserwatorów z częstością ok. jeden raz na godzinę. Dane te następnie są przepisywane do pliku `gps-h.dat` zawierającego wszystkie dotychczasowe pomiary w formie `yy mm dd hhmm wartość`, gdzie datę (rok, miesiąc i dzień) można pominąć, jeśli wystąpiła już wcześniej w pliku. W pliku tym mogą ponadto występować komentarze (wiersze rozpoczynające się od znaku `#`) i opisy zmiany ciągłości (wiersze ze znakiem `&`).

Do opracowania tych danych z wzorca GPSTR1 służy program `gps-h`, który generuje m.in. pliki miesięczne gotowe do złożenia na komputerze w Bologni. Zarówno ten program, jak i plik danych znajdują się w komputerze EUKA (pok. 31) w katalogu `e:\VLBI\gps`.

Dane z odbiornika GPSTR2 są od lipca 2001 r. gromadzone automatycznie na komputerze FS w katalogu `/usr3/gpsdata` w formie plików ASCII, jeden plik na dzień, o nazwach Tyyyyddd.TR, w których zakodowany jest rok i dzień roku (np. T2003033.TR — plik z 2 lutego 2003 roku). Pliki te zawierają wiersze (najczęściej w liczbie 90, czyli co 16 minut) odpowiadające pojedynczym wyznaczeniom. Tak wyglądają pierwsze 3 wiersze w pliku T2003033.TR:

```
52672.00555556 5.524644 0.032195 GPSTR2 # 960 0
52672.01667246 5.528502 0.031576 GPSTR2 # 960 0
52672.02778357 5.530518 0.031932 GPSTR2 # 960 0
```

W pierwszej kolumnie widzimy tutaj moment wyznaczenia (MJD), a kolejne dane to: różnica wskazań zegara lokalnego i czasu GPS (μs), średnikwadratowy błąd tego pomiaru (μs), lokalna nazwa odbiornika GPS (tu GPSTR2) oraz (po znaku #) liczby pomiarów wziętych do wyznaczenia i odrzuconych. Do sporządzania raportu miesięcznego z takich danych służy program `MonthRep` znajdujący się w katalogu `e:\VLBI\gps\GPS2` w komputerze EUKA (pok. 31).

Format i rozpowszechnianie wyników

Plik z danymi o stabilności masera uzyskanymi z pomiarów względem zegara GPS ma mieć nazwę `gps.tr`, w której człon `tr` jest standartowym kodem toruńskiej stacji VLBI. Plik ten, redagowany w ASCII, może zawierać trzy typy linii (wierszy), np.:

```
# wiersz samego komentarza zaczyna sie od znaku #
& specjalny komentarz wskazujacy miejsca nieciaglosci zaczyna sie od &
50389.581 0.435 0.087 GPSTR1 komentarz do tego wyniku — wiersz danych
```

W wierszu danych pierwsze cztery kolumny (oddzielone odstępem) zawierają (1) zmodyfikowaną datę juliańską ($MJD = JD - 2400000,5$) pomiaru, (2) wynik pomiaru w μs (w naszym przypadku ta wartość musi być opatrzona **przeciwным znakiem** niż ten z bezpośrednich pomiarów w celu dostosowania do konwencji przyjętej na korelatorach VLBI), (3) błąd tego pomiaru w μs , oraz (4) nazwę i numer odbiornika GPS (nazwa ta zawiera człon będący kodem stacji, u nas TR, oraz kolejny numer odbiornika GPS w stacji, u nas 1 lub 2). Po czwartej kolumnie można zamieszczać komentarze.

Pliki należy składać przynajmniej raz w miesiącu (w czasie sesji VLBI zaraz po każdym testowym eksperymencie) na komputerze VAX w Bologni do podkatalogu `/data/vlb_arc/home/gps/MMMY`, gdzie MMY oznaczają miesiąc i rok (np. feb03):

```
ftp vlbeer.ira.bo.cnr.it
user: evn
password: ***** (tu podać niejawne hasło)
cd gps/feb03
put FEB03GPS.TR gps.tr    (FEB03GPS.TR to lokalna nazwa pliku)
bye
```

Fragment pliku gps-h.dat

Plik gps/apr97/gps.tr na vlbeer.ira.bo.cnr.it

```

97 5 6 704 10.78          # Apr97          [05/02/97]
&7:20 UT -new synth. freq. 5751.6631 # Data based on irregular number
725 10.8                  # of readings (N) made manually
750 10.82                 #   MJD      offset   rms  GPSTname  N
836 10.76                 50539.456  -5.907  0.037 GPSTR1   6
920 10.66                 50540.547  -6.017  0.059 GPSTR1  12
1021 10.8                 50541.626  -6.152  0.086 GPSTR1  12
1125 10.88               50542.369  -6.191  0.100 GPSTR1   9
1225 10.82               50543.874  -6.423  0.039 GPSTR1   6
1317 10.7                 50544.068  -6.407  0.031 GPSTR1   3
1404 10.7                 50545.525  -6.630  0.080 GPSTR1  10
1410 10.74               50546.503  -6.729  0.115 GPSTR1  11
1548 10.68               50547.652  -6.860  0.069 GPSTR1  15
 97 5 7 707 10.66        50548.480  -6.929  0.117 GPSTR1  14
946 10.84                 50549.441  -7.042  0.103 GPSTR1   9
1128 10.54                50550.568  -7.312  0.072 GPSTR1   5
1256 10.54                50552.503  -7.500  0.049 GPSTR1   6
1412 10.7                 50553.490  -7.617  0.117 GPSTR1   8
1546 10.5                 50554.556  -7.692  0.085 GPSTR1  10
 97 5 8 515 10.52        50555.632  -7.871  0.076 GPSTR1  18
625 10.3                  50556.593  -8.022  0.110 GPSTR1  18
747 10.46                 50557.305  -8.080  0.101 GPSTR1   7
819 10.44                 50558.681  -8.320  0.000 GPSTR1   1
1140 10.4                 50559.402  -8.440  0.108 GPSTR1   4
1234 10.5                 50560.453  -8.526  0.098 GPSTR1  10
1327 10.38                50561.554  -8.702  0.086 GPSTR1  11
 97 5 9 702 10.36        50562.446  -8.817  0.136 GPSTR1   7
732 10.3                  50563.442  -8.956  0.084 GPSTR1   9
817 10.38                 50564.557  -9.150  0.104 GPSTR1   4
905 10.4                  50566.478  -9.394  0.056 GPSTR1   7
1010 10.24                50567.426  -9.485  0.098 GPSTR1   8
1108 10.3                 50568.500  -9.680  0.097 GPSTR1   6
1154 10.26
1330 10.14
1404 10.3
1533 10.2
 97 5 10 907 10.12       926 10.04
1005 10.1
1042 10.12
 97 5 11 1033 9.86       1200 9.88
1308 10

```

Korekcja częstości wzorca

Zakładając, że częstość podstawowa wzorca zmienia się liniowo z czasem standartowym T (UT, GPS lub innym), $\nu(T) = \nu + pT$, wskazanie opartego na nim zegara opisuje wyrażenie:

$$t(T) = \int_{T_0}^T \frac{\nu(T')}{\nu_0} dT' = a + \frac{\nu}{\nu_0} T + \frac{p}{2\nu_0} T^2,$$

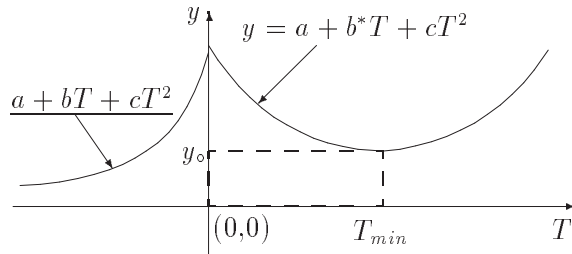
gdzie ν_0 jest nominalną częstością wzorca (dla masera H $\nu_0 = 1420\,405\,751$ Hz), zaś a jest pewną stałą. Odchyłkę chodu tego zegara od czasu standartowego można więc przedstawić w postaci wzoru

$$y = t(T) - T = a + \left(\frac{\nu}{\nu_0} - 1\right)T + \frac{p}{2\nu_0} T^2.$$

Liniowy dryf częstości wzorca prowadzi zatem do parabolicznego przebiegu odchyłki wskazań takiego zegara: $y = a + bT + cT^2$. Jeśli do pomiarów y_i (w μs) dopasujemy parametry a [μs], b [$\mu\text{s}/\text{d}$] i c [$\mu\text{s}/\text{d}^2$], to można będzie stąd wyznaczyć rzeczywistą częstość ν w chwili $T = 0$ oraz prędkość jej zmiany:

$$\begin{aligned} \frac{\nu}{\nu_0} &= (1 + b \cdot 10^{-6}/86400) \\ \frac{p}{\nu_0} &= 2c \cdot 10^{-6}/86400^2 \quad [1/\text{d}], \end{aligned}$$

gdzie współczynniki liczbowe zmieniają wymiar b i c z $\mu\text{s}/\text{d}$ i $\mu\text{s}/\text{d}^2$ na s/s i $\text{s}/(\text{sd})=\text{d}^{-1}$, odpowiednio (86400 to ilość sekund w dobie), a wyniki otrzymuje się w podanych jednostkach, jeśli ν_0 zostanie wyrażone w Hz.



Aby odchyłkę y utrzymać w „przyzwoitym” zakresie (np. $0 \div 10 \mu\text{s}$), co pewien okres czasu trzeba korygować częstość wzorcową. Rozsądne jest takie przestrojenie, które zapewni najdłuższy odstęp czasu między kolejnymi korekcjami. Jeśli zegar systematycznie śpieszy (tak jest w naszym przypadku), optymalną poprawkę można obliczyć przyjmując, że nowa wartość b^* powinna zapewnić

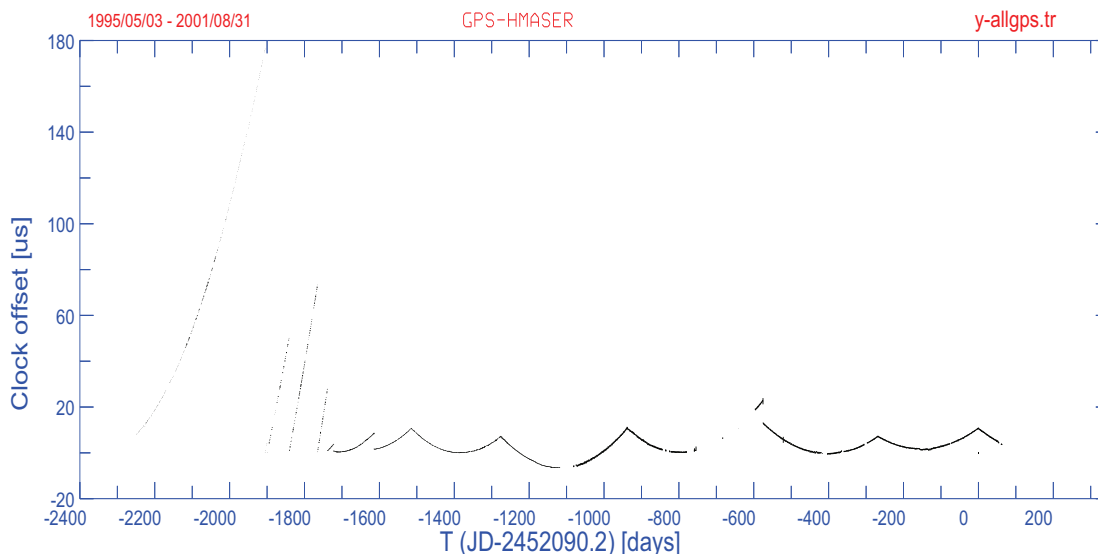
zmniejszenie się odchyłki y od wskazania bieżącego do pewnej minimalnej wartości y_0 (nie powinna być mniejsza od $-10 \mu\text{s}$). Będzie to zatem minimum funkcji $y(T)$ i przypadnie dla $T = T_{min}$ spełniającego równość $y'(T_{min}) = 0$, czyli $b^* + 2cT_{min} = 0$, albo $T_{min} = -b^*/(2c)$. Nowa wartość b^* spełnia również równanie $a + b^*T_{min} + cT_{min}^2 = y_0$, skąd:

$$b^* = -\sqrt{(a - y_0)4c}.$$

Częstość wzorca należy więc zmniejszyć o wartość odpowiadającą różnicy b i b^* , czyli o

$$\delta\nu = \nu_0(b + 2\sqrt{(a - y_0)c}) \cdot 10^{-6}/86400,$$

gdzie a oraz y_0 wyrażone są w μs , b w $\mu\text{s}/\text{d}$, c w $\mu\text{s}/\text{d}^2$, a $\delta\nu$ dostaje się z tego wzoru w takich samych jednostkach jak ν_0 (np. Hz).



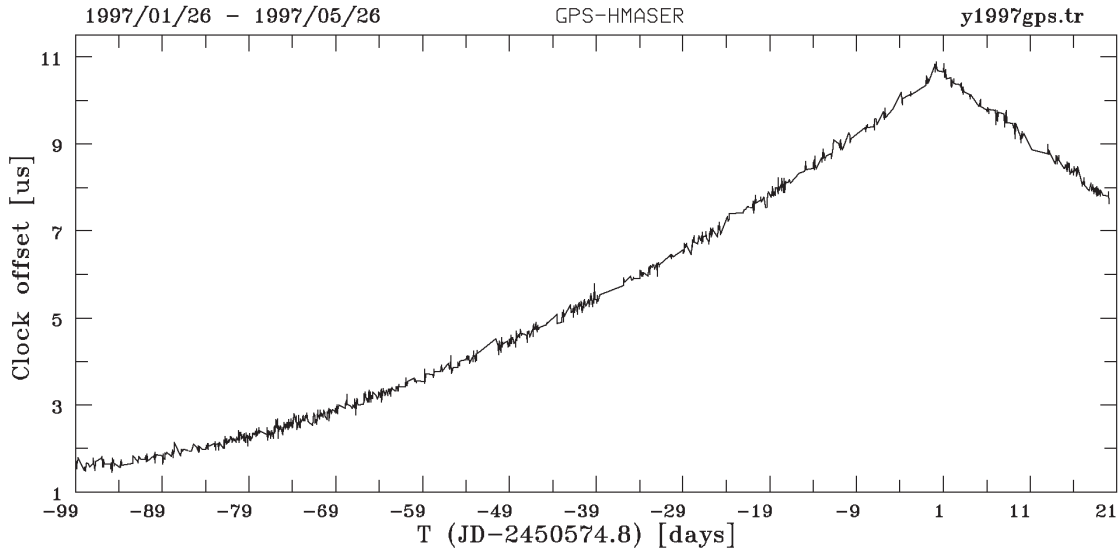
Rys. VI.2: Wyniki (w μs) pomiarów chodu wzorca EFOS-15 względem czasu GPS w okresie 3 maj 1995 r. – 31 sierpień 2001 r. Wszystkie te wyniki uzyskano przy użyciu odbiornika GPSTR1.

Wyniki dopasowania parabol do pomiarów chodu masera H

Oprócz zakresu słuszności (okres między przestrojeniami wzorca) i współczynników funkcji parabolicznej w tabeli podano oszacowanie dokładności całego dopasowania ($\sigma = \text{sigma}$), błąd parametru c ($\text{sigma}(c)$) oraz wielkość $\delta\nu = \text{df}$ (dla $y_0 = 0$) i ilość danych wziętych do dopasowania (N).

No	MJD1	MJD2	a	b	c	sigma	sigma(c)	df[Hz]	N
1	49841.38	50184.47	176.915	0.8159	0.000945	0.2623	0.000002	0.02686	205
2	50184.47	50189.32	4.050	0.8085	0.002865	0.0014	0.000387	0.01683	4
3	50190.36	50248.34	50.010	0.9027	0.000759	0.0631	0.000043	0.02125	31
4	50249.52	50324.36	73.307	1.0272	0.000831	0.0635	0.000018	0.02500	64
5	50324.66	50349.47	26.236	1.0512	0.000522	0.0785	0.000335	0.02113	23
6	50349.73	50350.33	0.000	0.0000	0.000000	0.0000	0.000000	0.00000	2
7	50350.51	50351.30	0.000	0.0000	0.000000	0.0000	0.000000	0.00000	2
8	50351.52	50367.47	3.757	0.1889	0.000807	0.0337	0.000386	0.00491	17
9	50367.63	50374.39	0.407	-0.0938	-0.005263	0.0212	0.001817	-0.00154	7
10	50374.66	50475.42	8.666	0.1735	0.000908	0.0667	0.000009	0.00577	97
11	50475.52	50574.29	10.608	0.1587	0.000678	0.0389	0.000005	0.00540	94
12	50574.47	50813.80	7.148	0.1325	0.000615	0.0733	0.000001	0.00436	215
13	50814.09	51151.27	10.703	0.1937	0.000544	0.1033	0.000001	0.00569	293
14	51151.78	51514.30	22.889	0.2101	0.000486	0.2001	0.000001	0.00692	172
15	51514.80	51821.23	7.207	0.1140	0.000431	0.1202	0.000001	0.00371	279
16	51821.74	52089.21	10.784	0.1215	0.000403	0.1234	0.000001	0.00417	265
17	52089.73	52152.50	3.686	-0.1022	0.000125	0.0832	0.000037	-0.00097	59

Do praktycznych obliczeń zgodnych z powyższymi rozważaniami służy program `plot-ps2` lub jego starsza wersja `plot-gps` (oba znajdują się w katalogu `e:\VLBI\gps\plots` na komputerze EUKA) analizujący dane pomiarowe (przygotowane programem `gps-h`). Załączona tabelka stanowi wynik obliczeń wykonanych tym programem. Obejmuje ona pomiary wzorca wodorowego od początku maja 1995 r. do końca sierpnia 2001 r. Warto zauważyć, że instrukcja producenta informuje, że EFOS-15 może wykazywać dryfy częstotliwości rzędu $1 - 2 \cdot 10^{-14}$ na dobę czyli $0,00086 - 0,00170 \mu\text{s}/\text{d}^2$, tj. w jednostkach parametru c .



Rys. VI.3: Wyniki (w μs) pomiarów chodu wzorca EFOS-15 w okresie od 26 stycznia do 26 maja 1997 r. Najlepiej dopasowana parabola do pierwszych 949 pomiarów (do 6 maja) ma postać: $10,592 + 0,1580 \cdot T + 0,00067 \cdot T^2$, gdzie T liczone jest w dobach od 6 maja, a wartości numeryczne wyrażają mikrosekundy.

Korekcji należy dokonać przez zmniejszenie *aktualnej* częstotliwości syntezer maserowego (której *nominalna* wartość wynosi $5751,68930$ Hz) o obliczoną wartość $\delta\nu$. Wprowadzanie poprawek częstotliwości umożliwia program MONIT7 na *laptopie* (Epson L2) wzorca. Należy mianowicie wybrać opcję F i zmodyfikować syntezerowaną częstotliwość korzystając z klawiszy numerycznych oraz \leftarrow i \rightarrow . Przykładowo, w dniu 6 maja 1997 r. przestrojono wzorzec przez zmianę częstotliwości syntezer o $0,0051$ Hz, z dotychczasowej wartości $5751,66820$ na $5751,66310$ Hz. Poprawkę $0,0051$ uzyskano z wyznaczenia a , b i c w okresie 26-01-97 - 2-05-97 oraz przyjęcia $y_0 = 0,75 \mu\text{s}$. Takiemu przestrojeniu odpowiada nowe b (czyli b^*) ok. $-0,16 \mu\text{s}/\text{d}$, oznaczające, że najbliższe minimum przypadnie za $-b^*/(2c) \approx 90 \div 120$ dni (przy założeniu, że utrzyma się warunek $0,00065 < c < 0,00090$).

W przypadku niestabilnego chodu wzorca (po 2001 r. takie niestabilności obserwujemy coraz częściej) może nie udać się dopasować sensownej paraboli do wyników pomiarów. W razie dużych szybkości zmian w pomiarach należy wtedy ocenić tylko liniowy składnik zmian (b , wg naszych oznaczeń, w $\mu\text{s}/\text{d}$) i obliczyć wartość poprawki częstotliwości wzorca (w hercach), niwelującej ten dryf, ze wzoru:

$$\delta\nu = b \cdot 1420\,405\,751 \cdot 10^{-6} / 86400 = 0,016440 b \cong b/61 \text{ [Hz]}.$$

Rozdział VII

Kalibracje — *A. Kus, K. Borkowski*

(Wersja z dnia: 1997.05.10)

VII.1 Podstawowe definicje

Moc sygnału szumowego radioastronomowie często wyrażają w *równoważnych temperaturach szumowych*, gdyż mierzony sygnał swym charakterem nie różni się od szumów generowanych w pomiarowej aparaturze elektronicznej, a te z kolei przyrównuje się do szumów termicznych dostępnych z opornika umieszczonego w temperaturze T .

Zwykły nieobciążony rezystor o oporności \mathcal{R} podgrzany do temperatury T (w skali Kelvina) na swych zaciskach generuje napięcie fluktuujące losowo, którego źródłem są chaotyczne ruchy elektronów. Średnią wartość kwadratu tego napięcia w przedziale częstości $\Delta\nu$ określa zależność Nyquista (1928):

$$\langle v^2 \rangle = 4kT\mathcal{R}\Delta\nu g(\nu), \quad (\text{VII.1})$$

gdzie k jest stałą Boltzmanna ($1,38066 \cdot 10^{-23}$ J/K), zaś mnożnik Plancka ma postać $g(\nu) = h\nu/(kT)[e^{h\nu/(kT)} - 1]^{-1}$ i ma wartość bliską jedności w dużym zakresie częstości ν i temperatur T (h jest stałą Plancka: $h = 6,62076 \cdot 10^{-34}$ Js). Na dopasowanym obciążeniu urządzenia mierzącego odłoży się tylko połowa fluktuacji napięcia, a więc dostępna moc szumiącego opornika wynosi w przybliżeniu

$$\langle \left(\frac{v}{2}\right)^2 \rangle = kT\Delta\nu. \quad (\text{VII.2})$$

Przybliżenie mnożnika Plancka jednością jest równoważne przybliżeniu *Rayleigha-Jeansa* prawa Plancka dla promieniowania ciała doskonale czarnego i jest słuszne, gdy $h\nu \ll kT$. Ten warunek przestaje jednak być spełniony dla zbyt niskich temperatur i zbyt wysokich częstości. Popelniamy już błąd 3,5 % oceniając moc szumów na częstości 22 GHz przy $T = 15$ K¹.

Gęstość widmową $\sigma^2/\Delta\nu$, gdzie σ^2 jest wartością średniokwadratową pomiarów napięcia mierzonego sygnału losowego (odpowiadającą wielkości $\langle (v/2)^2 \rangle$), możemy zatem przyrównać do gęstości sygnału z opornika: \boxed{kT} . Równoważna temperatura szumowa sygnału wyniesie zatem $T = \sigma^2/(k\Delta\nu)$.

Szumom innego pochodzenia także przypisuje się równoważne temperatury szumowe. Tak np. *temperatura systemowa*, T_{sys} , odpowiada mocy mierzonej na wyjściu systemu

¹Ogólniej, jeśli długość fali λ wyrazimy w centymetrach, a temperaturę w kelwinach to błąd oceny mocy jest mniejszy od 1 % gdy $\lambda T > 72$. Dla niektórych nowoczesnych interferometrów na fale milimetrowe może być konieczne używanie pełnej formy mnożnika Plancka.

odbiorczego (wraz z anteną, ale zwykle bez znaczącego źródła w jej wiązce). Na T_{sys} składają się szумы wygenerowane w aparaturze odbiorczej² (T_R), w liniach przesyłowych oraz szумы dochodzące do anteny z otoczenia (Ziemia, atmosfera i tło nieba). Po skierowaniu anteny na kosmiczny obiekt na wyjściu systemów odbiorczych pojawi się pewien przyrost rejestrowanego sygnału spowodowany wzrostem całkowitej mocy o *temperaturę antenową*, T_A .

Kiedy antena „patrzy” na źródło rozciągle, znacząco większe od rozmiarów jej głównej wiązki charakterystyki kierunkowej, wtedy temperatura antenowa jest równa fizycznej temperaturze źródła jeśli owo promieniowanie jest *termiczne*. Niezależnie jednak od mechanizmu promieniowania źródła mówimy o jego *temperaturze jasnościowej*, T_b , mierzonej temperaturą antenową. Gdy rozmiary kątowe źródła są mniejsze od wiązki radioteleskopu, to mierzona temperatura antenowa jest mniejsza od jasnościowej proporcjonalnie do stosunku kątów bryłowych źródła, Ω , i wiązki anteny, $\Omega_A = \lambda^2 / \mathcal{A}_{eff}$, gdzie \mathcal{A}_{eff} jest *skuteczną (efektywną) powierzchnią* anteny. Jest więc

$$T_A = \frac{\Omega}{\Omega_A} T_b = \Omega \frac{\mathcal{A}_{eff}}{\lambda^2} T_b.$$

Kąt bryłowy regularnego źródła (Księżyc, planety) można obliczyć znając jego średnicę ρ i odległość od Ziemi R (dane te zawiera poniższa tabela oraz efemerydy opisane w części XII.2):

$$\Omega = 2\pi \left[1 - \sqrt{1 - \left(\frac{\rho}{2R}\right)^2} \right] + \pi \left(\frac{\rho}{2R}\right)^2 \approx \frac{\pi}{2} \left(\frac{\rho}{R}\right)^2. \quad (\text{VII.3})$$

Średnice i temperatury jasnościowe Słońca,
Księżyc i planet (Kraus 1967, Wielebinski 1977?)

Obiekt	Średnica ρ [km]	T_b [K]	
		$\lambda = 21$ cm	$\lambda = 6$ cm
Słońce	13 920 000	>100 000	>50 000
Księżyc*	3 476	225–7	225–25?
Merkury	4 878	400	385
Wenus	12 100	640	700
Mars	6 788	230	190
Jowisz	141 700	2 250	
Saturn	120 000	260	160
Uran	49 000	200	180
Neptun	50 200		130

* Temperatura jasnościowa Księżycy zależy od jego fazy; podano przybliżoną amplitudę zmian. Maksimum jasności przypada w ok. 3,5 dnia po pełni.

²W praktyce radimetrycznej własności szumowe odbiorników wyraża się nierzadko tzw. *liczbą szumową*, którą (w decybelach) oblicza się ze wzoru $10 \lg(1 + T_R/290)$, gdzie T_R oznacza temperaturę fizyczną (w kelwinach) opornika umieszczonego na wejściu idealnie bezszumowego odbiornika powodującą, że na jego wyjściu pojawia się szum o mocy równej szumom własnym danego odbiornika.

Moc promieniowania źródła niezależną od własności systemu odbiorczego charakteryzuje się wielkością zwaną *gęstością strumienia*, F , i wyraża w $W/(m^2Hz)$. Jest to więc gęstość w sensie widmowym (na Hz) i przestrzennym (na m^2). Ten parametr występuje w *katalogach* radioźródeł dyskretnych (punktowych). Jeśli powierzchnia zbierająca (apertura) anteny wynosi \mathcal{A} (w m^2), a jej *skuteczność* η (wielkość bezwymiarowa, $0 \div 1$), tak że $\mathcal{A}_{eff} = \eta\mathcal{A}$, to na każdy herc pasma odbieramy $\boxed{F\mathcal{A}_{eff}/2}$ watów. Występuje tutaj czynnik 2, gdyż pojedynczą anteną zwykle odbiera się tylko jedną składową polaryzacji sygnału. Jeśli sygnał jest niespolaryzowany (spolaryzowany losowo), to odbieramy połowę całkowitej mocy. Równoważna temperatura antenowa wynosi zatem:

$$T_A = \frac{\mathcal{A}_{eff}}{2k} F = \frac{\eta\mathcal{A}}{2k} F. \quad (VII.4)$$

Widać stąd, że wygodną charakterystyką systemu jest wielkość $\boxed{\Gamma = \mathcal{A}_{eff}/(2k)}$ nazywana *czułością anteny*. Czulość mówi o ile przyrasta temperatura antenowa na każdą jednostkę strumienia i wyraża się ją w K/Jy (kelwinach na jański), gdzie $Jy = 10^{-26} W/(m^2Hz)$. Zależy ona przede wszystkim od grawitacyjnych zniekształceń lustra głównego anteny, które są funkcją kąta wysokości (odległości zenitalnej), a w przypadku montażu biegunowego (równikowego) do pewnego stopnia także kąta godzinowego (albo azymutu). Tę zależność zwykle modeluje się wielomianami niskiego (2-go) stopnia.

Bardzo ważną charakterystyką systemu antena–odbiorniki jest tzw. *temperatura systemowa*, T_{sys} , odpowiadająca całkowitej mocy sygnału zapisywanej na wyjściu systemu. Zmienia się ona z powodu niestabilności odbiorników, zmian wielkości sygnału docierającego do anteny z tła nieba i z ziemi przez listki boczne (efekt *spillover*) oraz, szczególnie na wyższych częstotliwościach, zmian wkładu atmosfery.

Wzór na *czułość odbiornika (radiometru)* ma postać:

$$\boxed{\Delta T_{min} = \frac{T_{sys}}{\sqrt{\Delta f \Delta t}}}. \quad (VII.5)$$

Mówi on, że najmniejszy jeszcze wykrywalny sygnał jest odwrotnie proporcjonalny do pierwiastka kwadratowego z iloczynu szerokości odbieranego pasma częstotliwości ($\Delta\nu$) i czasu integracji (Δt). W praktyce detekcję uważa się za wiarygodną przy sygnale przewyższającym kilkakrotnie (5–6 razy) wartość ΔT_{min} . *Czułość radioteleskopu* [w Jy] można ocenić z wyrażenia $\boxed{6\Delta T_{min}/\Gamma}$.

Analogiczny wzór dla interferometru korelacyjnego, w którym sygnały szumowe z dwóch anten są mnożone przez siebie (operacja odpowiadająca detekcji kwadratowej) i uśredniane zawiera w liczniku, zamiast temperatury systemowej, średnią geometryczną temperatur systemowych obu teleskopów, $\sqrt{T_{sys1}T_{sys2}}$.

Zwykle T_A stanowi mały ułamek całkowitej odbieranej mocy. Jeśli ten warunek nie jest spełniony, wówczas dla interferometru korelacyjnego o identycznych systemach odbiorczych i antenowych zachodzi (Crane i Napier 1989):

$$\Delta T_{min} = \sqrt{\frac{T_A^2 + T_A T_{sys} + T_{sys}^2/2}{\Delta\nu \Delta t}}.$$

Przy $T_A \approx 0$ K, wzór ten redukuje się do podanego wyżej przypadku (tj. do wzoru (VII.5)), lecz z dodatkowym czynnikiem $1/\sqrt{2}$. Wyraża to wyższą czułość interferometru w stosunku do pojedynczego teleskopu, jednak nie o czynnik 2, jak moglibyśmy się spodziewać po dwukrotnie większej powierzchni zbierającej.

O skuteczności detekcji czy pomiaru decyduje stosunek temperatury antenowej do najmniejszego wykrywalnego sygnału, tj. do ΔT_{min} , nazywany *stosunkiem sygnału do szumu*:

$$\mu = \frac{T_A}{T_{sys}} \sqrt{\Delta\nu \Delta t}. \quad (\text{VII.6})$$

W przypadku obserwacji VLBI, w procesie próbkowania sygnału przez *terminal* traci się całkowicie informację o amplitudzie sygnału (nawet w systemach z próbkowaniem dwubitowym, w których poziomy progów ustawiane są w zależności od wielkości sygnału). Podczas korelacji obserwacji uzyskuje się bezwymiarowe, zespolone współczynniki C_{ij} (i oraz j reprezentują dwie stacje), które można wyrazić przez:

$$C_{ij} = bV_{ij} \sqrt{\frac{\Gamma_i}{T_{sysi}} \frac{\Gamma_j}{T_{sysj}}},$$

gdzie V_{ij} jest widzialnością (*visibility*) obserwowanego źródła na bazie ij wyrażoną w J_y , a bezwymiarowe b reprezentuje straty na skutek próbkowania.

Znając wartości b oraz temperatur systemowych i czułości anten, z pomiarów C_{ij} można wyznaczyć widzialność V_{ij} .

VII.2 Kalibracja temperatury systemowej

Gdyby odbiorniki były dostatecznie stabilne, za miarę temperatury systemowej możnaby brać moc sygnału na wyjściu odbiorników. Tak jednak nie jest i w praktyce co określony czas na wyznaczony okres na wejście odbiorników podaje się dodatkowe stabilne i szerokopasmowe sygnały szumowe o stałej temperaturze szumowej, T_{cal} , których wielkość mierzona na wyjściu odbiorników może być miarą ich wzmocnienia. Oznaczając moc wyjściową bez włączonego sygnału kalibracyjnego przez P_{off} , a przez P_{on} — z włączoną kalibracją, temperaturę systemową można wyrazić przez:

$$T_{sys} = T_{cal} \frac{P_{off}}{P_{on} - P_{off}}. \quad (\text{VII.7})$$

Aby móc wykorzystywać tę formułę, konieczna jest dobra znajomość wartości T_{cal} . Można ją wyznaczyć przez włączenie po kolei na wejście źródeł szumów o znanej różnicy w temperaturach ($T_{hot} - T_{cold}$):

$$T_{cal} = (T_{hot} - T_{cold}) \frac{P_{on} - P_{off}}{P_{hot} - P_{cold}}.$$

W warunkach laboratoryjnych za źródło *hot* można użyć kawałka absorbującego odbicia materiału i zakrycie nim wejścia do falowodu, który da sygnał o temperaturze otoczenia. Jako źródło *cold* można wykorzystać ten sam materiał ale nasycony ciekłym azotem. Podobne testy można przeprowadzić na odbiorniku zamontowanym na teleskopie, ale w tym przypadku źródła te muszą zostać umieszczone przed oświetlaczami, co może nastęrczać pewne problemy.

Alternatywą powyższych wyznaczeń T_{cal} może być skierowanie teleskopu na niebo w miejscu bez źródeł (temperatura ok. 2,7 K) i na ziemię (jeśli montaż na to pozwala) albo pobliskie wzgórze, które mają temperaturę otoczenia. Jeśli wiązka anteny jest dostatecznie zwarta, do kalibracji można użyć Księżyca, którego temperatura zależy od jego fazy.

Praktyczne wyznaczenia w oparciu o pomiary przyrostu sygnału na silnych źródłach

W celu określenia temperatury systemowej należy wykonać po kolei niżej wymienione czynności.

1. Wyznaczyć gęstość strumienia F_ν dla środkowej częstotliwości odbieranego pasma ν dla wybranego silnego radioźródła kalibracyjnego (Tau A, Cyg A lub Vir A).
2. Ustawić antenę na wybrane źródło.
3. Przeszukać antenę zjeżdżając o 1° w azymucie z kierunku źródła i wyznaczyć poziom „zera”.
4. Ponownie ustawić antenę na źródło kasując *offset* w azymucie.
5. Stopniowo (co jeden decybel) włączać tłumienie w torze odbiorczym, tak aby pokryć cały przyrost wywołany przez promieniowanie radioźródła.
6. Ustawić tłumik w stanie początkowym.
7. Wyznaczyć przyrost mocy wyjściowej odbiornika x (w dB) spowodowany obecnością źródła kalibracyjnego.
8. Korzystając z wyznaczonej wartości czułości anteny Γ wyliczyć wartość temperatury antenowej:

$$T_A = \Gamma F_\nu$$

skąd:

$$T_{sys} = \frac{T_A}{10^{0.1x} - 1}$$

Z wykorzystaniem kalibracyjnej diody szumowej (generatora szumów)

- W przypadku użycia terminala VLBI i systemu operacyjnego FS9 wywołać procedurę TSYS, w odpowiednim momencie włączyć i wyłączyć generator szumów, zapisać w dzienniku obserwacyjnym wartości T_{sys} z poszczególnych kanałów BBC.
- Włączyć diodę szumową na ok. 30 s, następnie zmniejszyć o 1 dB tłumienie w torze odbiorczym (we wzmacniaczu częstotliwości pośredniej). Wyznaczyć przyrost sygnału (mocy na wyjściu radiometru *total power*) w decybelach. Jeśli przyrost ten wynosi np. x dB, to:

$$T_{sys} = \frac{T_{cal}}{10^{0.1x} - 1}$$

Wartość temperatury kalibracyjnej dla danego toru/odbiornika należy odczytać z odpowiedniej dokumentacji.

VII.3 Wyznaczanie czułości anteny

Czułość albo *gain* anteny, wyrażona w K/Jy, teoretycznie jest proporcjonalna do skutecznej powierzchni zbierającej anteny i wynosi:

$$\Gamma[\text{K/Jy}] = \frac{\eta \mathcal{A}}{2760},$$

gdzie \mathcal{A} jest powierzchnią geometryczną wyrażoną w m^2 , a η skutecznością wykorzystania apertury. W celach kalibracji, Γ musi zostać wyznaczona obserwacyjnie przez pomiar zmiany temperatury systemowej przy przejściu z i na źródło o znanej gęstości strumienia. Wtedy skuteczność wykorzystania powierzchni η można wyznaczyć z powyższego wzoru. Parametr Γ zależy od odległości zenitalnej z . Często (np. w pakiecie AIPS) wyraża się go w postaci:

$$\Gamma(z) = \Gamma_0(a_0 + a_1z + a_2z^2 + a_3z^3 \dots),$$

gdzie a_i są współczynnikami wielomianu, a Γ_0 — absolutną czułością nazywaną DPFU (*Degrees Per Flux Unit*).

Praktyczne pomiary wartości Γ można wykonywać według następującego schematu:

1. Wybrać kilka źródeł kalibracyjnych, dla których temperatura antenowa (T_A) zawiera się między 3 i 9 K (ok. 25 – 75 Jy). Mogą to być np. radiogalaktyki o stabilnym strumieniu. Wyznaczyć gęstość strumienia F_ν dla częstotści środka odbieranego pasma, ν .
2. Ustawić teleskop na wybrane źródło kalibracyjne i odnaleźć pozycję, przy której uzyskuje się maksymalny przyrost sygnału wyjściowego.
3. Przeszawić teleskop poza źródło zjeżdżając w azymucie o 1° i wyznaczyć poziom „zerowy” względem przyrostu spowodowanego sygnałem źródła.
4. Włączyć diodę szumową (T_{cal}) na około 30 s.
5. Po wyłączeniu diody ponownie ustawić teleskop na kierunek źródła kalibracyjnego i wyznaczyć różnicę poziomów w jednostkach T_{cal} , co jest równoznaczne z pomiarem T_A (K):

$$T_A = T_{cal} \frac{P_{onsource} - P_{offsource}}{P_{oncal} - P_{offcal}}. \quad (\text{VII.8})$$

6. Obliczyć czułość anteny w K/Jy: $\Gamma = \frac{T_A}{F_\nu}$.

Pomiary dla systemu 6cm dały następującą zależność (w której z wyrażono w stopniach):

$$\Gamma(z) = 0.14(1 - 1.0825 \cdot 10^{-4}z - 8.377 \cdot 10^{-7}z^2 - 5.491 \cdot 10^{-8}z^3).$$

Wygodnym sposobem zbierania danych kalibracyjnych jest wykorzystanie programu AQUIR należącego do *Field Systemu*. Program ten cyklicznie przebiega dostarczoną listę źródeł kalibracyjnych obserwując wszystkie te, które są aktualnie nad horyzontem. Każde źródło jest najpierw obserwowane w kilku miejscach wokół nominalnych współrzędnych, a następnie do pomiarów dopasowywany jest *offset* współrzędnych odpowiadający maksymalnej mocy. Z kolei można wykorzystać program ONOFF do wyznaczenia stosunku mocy we wzorze VII.8.

Rozdział VIII

Pomiary strumienia całkowitego –

A. Kus, K. Katarzyński

(Wersja z dnia: 2003.02.05)

VIII.1 Pozycjonowanie anteny

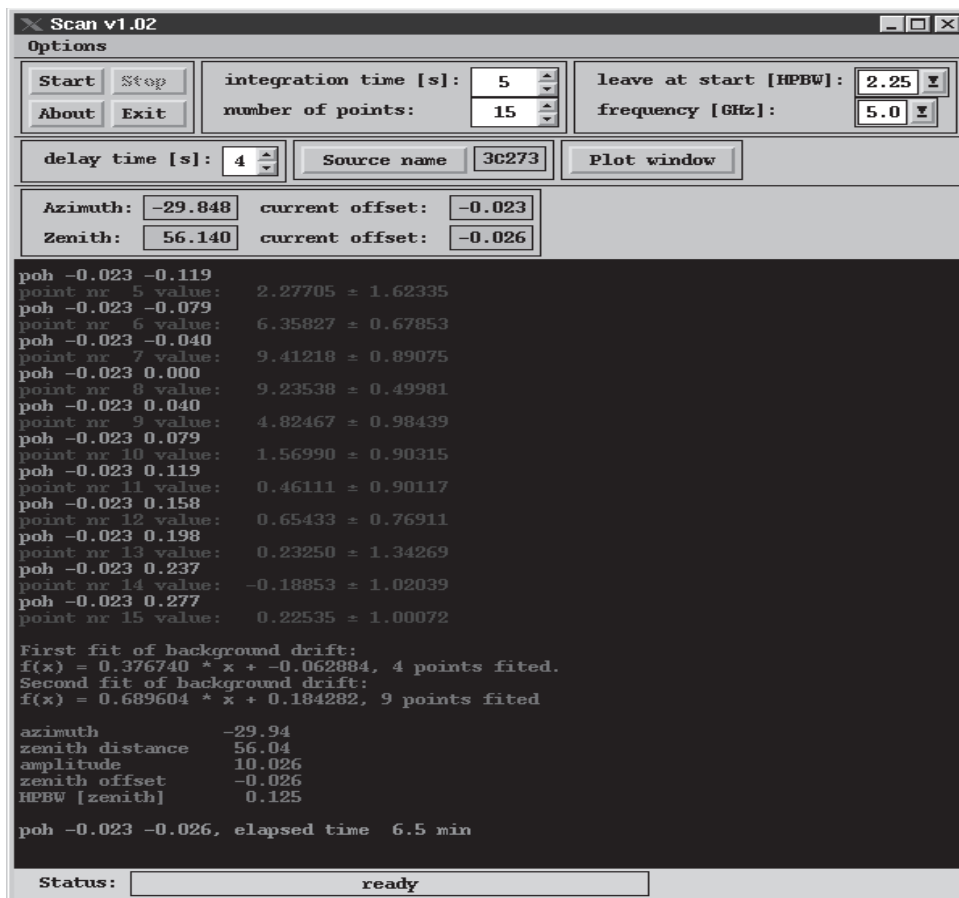
Zmierzenie całkowitego strumienia pochodzącego od danego radioźródła wymaga precyzyjnego ustawienia anteny. Standardowe tabele poprawek są zbyt mało dokładne i przy precyzyjnych pomiarach ($\Delta S_{5GHz} < 50$ mJy) mogą wprowadzać znaczące błędy. Do precyzyjnego wyznaczania wartości poprawek został napisany specjalny program. Program ten wykonuje skany radioźródła w azymucie i odległości zenitalnej, rejestrując jednocześnie względne zmiany amplitudy odbieranego sygnału w zależności od położenia anteny. Po wykonaniu skanu w jednej z osi do zapisanych danych dopasowuje on funkcje Gaussa i na podstawie przesunięcia jej maksimum określa wartość poprawki.

Program do pozycjonowania nazywa się **Scan**. Uruchamia się go pisząc w okienku terminala (**hpterm** lub **xterm**) komputera **trao2/trao3** komendę **scan**. Wymaga on otoczenia graficznego więc nie powinno się go uruchamiać z terminala wyłącznie tekstowego. Po uruchomieniu powinno się otworzyć okno główne programu. Przed przystąpieniem do wyznaczania poprawek należy ustawić szereg parametrów decydujących o pracy programu. Parametry te to:

1. Czas integracji jednego punktu pomiarowego wyrażony w sekundach. Dłuższy czas integracji oznacza większą dokładność pomiaru, ale jednocześnie dłuższy czas całego skanu. Należy dążyć do maksymalnego skrócenia czasu trwania skanu, gdyż dla niektórych obiektów antena może bardzo szybko zmieniać swoje położenie, a tym samym wartości poprawek. Standardowo dla silnych radioźródeł (powyżej 10 Jy) ustawia się czas integracji na 5 sekund. Dla słabszych obiektów można go zwiększyć, ale nie powinien on przekraczać 15 sekund. Sygnał próbkowany jest raz na sekundę.
2. Ilość punktów pomiarowych na skan. Większa ilość punktów pomiarowych oznacza lepsze dopasowanie krzywej Gaussa, a co za tym idzie lepsze wyznaczenie poprawki lecz jednocześnie wydłuża czas skanu. Standardowo stosuje się 15 punktów pomiarowych na skan.
3. Pozycja starowa do skanu wyrażona w szerokościach połówkowych charakterystyki kierunkowości mocy anteny (ang. HPBW, *Half Power Beam Width*). Parametr ten ustawia się w zależności od rozmiarów kątowych radioźródła na danej częstotliwości. Dla obiektów punktowych stosuje się ustawienie 2.25 HPBW. Dla obiektów rozciągniętych trzeba dobrać ten parametr, tak aby co najmniej trzy pierwsze i trzy ostatnie punkty pomiarowe wypadły poza źródłem.

Tak zadana pozycja startowa jest przez program dodatkowo dzielona przez wartość sinusa aktualnej odległości zenitalnej. Zapewnia to start skanu zawsze w takiej samej odległości kątovej od źródła.

4. Częstotliwość obserwacji wyrażona w GHz. Na podstawie tej informacji program przyjmuje szerokość połówkową charakterystyki kierunkowości mocy anteny (przykładowo, dla 1.6 GHz HPBW = 0.375°, dla 5 GHz HPBW = 0.123° i dla 6.5 GHz HPBW = 0.09°).



Rys. VIII.1: Okno główne programu Scan v1.02.

5. Kanał odbiornika mocy całkowitej, z którego pobierany będzie sygnał. Kanałem wybranym automatycznie po starcie programu jest kanał zerowy.
6. Czas opóźnienia sygnału wyrażony w sekundach. Parametr zależny w głównej mierze od stałej czasowej w dobiorniku mocy całkowitej, ale także uwzględnia różnicę czasowe pomiędzy odczytem współrzędnych, a próbkowaniem amplitudy sygnału. Należy go tak dobierać aby poziom sygnału w momencie rozpoczęcia integracji był stały. Standardowo przy jednosekundowej stałej czasowej, ustawia się czterosekundowe opóźnienie.

7. Nazwa radioźródła (najlepiej aby była ona z katalogu 3C). Nazwa ta używana jest tylko do automatycznego tworzenia nazw plików, w których zawarte są dane zbierane podczas pracy programu.
8. Numer skanu. Używany do numerowania plików z danymi. Po uruchomieniu programu lub po wpisaniu nazwy radioźródła, ustawiany jest on automatycznie na 1.
9. Precyzja z jaką program ma uznawać, że teleskop osiągnął zadany ofset. Standardowo wartość ta jest ustawiona na 0.005°.

Sekwencję pozycjonowania rozpoczyna się poprzez naciśnięcie przycisku "Start". Program na podstawie wcześniej określonych parametrów wyznacza pozycję startową do skanu w azymucie i krok z jakim będzie wykonywał pomiary sygnału. W czasie trwania skanu w oknie głównym programu wypisywane są wartości ofsetów kolejno podawanych na antenę. Wartość sygnału zarejestrowana podczas jednego pomiaru jest uśredniana a następnie liczone jest średnie odchylenie standardowe średniej i jej błąd graniczny. Wartości te również są wypisywane w oknie głównym programu.

Po wykonaniu skanu przed dopasowaniem krzywej Gaussa konieczne jest wyeliminowanie ewentualnego dryfu poziomu tła. W tym celu do dwóch pierwszych i dwóch ostatnich punktów pomiarowych dopasowuje on linię prostą. Następnie na podstawie tego dopasowania sprawdza czy ewentualnie jeszcze jakieś inne punkty można zaliczyć jako punkty tła. Jeżeli znajdzie on takie punkty to powtarza dopasowanie prostej i na tej podstawie koryguje dryf tła. Jeżeli nie znajdzie takich punktów to korekcja ta zostaje przeprowadzona na podstawie pierwszego dopasowania. Wartości współczynników dopasowania są wypisywane w oknie głównym programu.

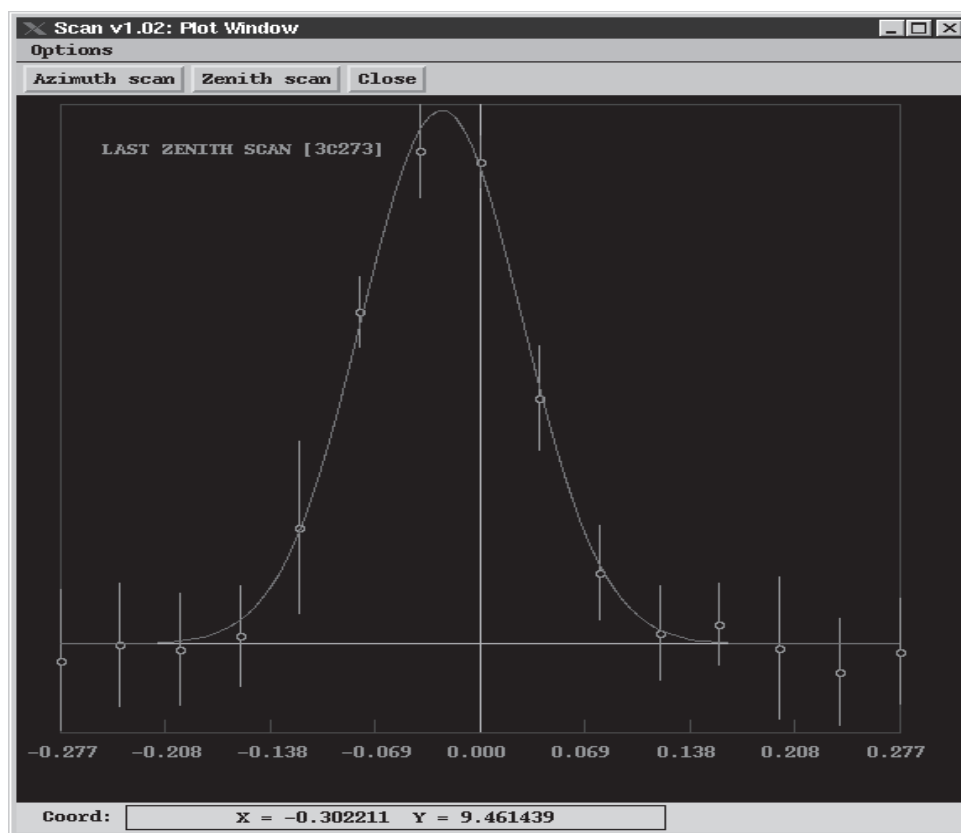
Po wykonaniu tych obliczeń do tak zmodyfikowanych danych pomiarowych program dopasowuje funkcję Gaussa.

$$f(x) = a * e^{-(x - dx)^2/s^2} \quad (\text{VIII.1})$$

gdzie: a to maksimum krzywej Gaussa, dx określa położenie maksimum (a więc wartość poprawki), a s to parametr pośrednio określający jej szerokość połowkową. W programie użyta została metoda dopasowywania funkcji nieliniowych Levenberga-Marquardta. Po wykonaniu dopasowania w oknie głównym programu wypisywane są azymut, odległość zenitalna, amplituda dopasowanej funkcji Gaussa, obliczony ofset w azymucie oraz wyliczona z dopasowania wartość szerokości połowkowej charakterystyki kierunkowości mocy anteny. Podawane przez program azymut i zenit są wartościami średnimi wyliczonymi na podstawie wartości odczytanych na początku i końcu skanu.

Po wyznaczeniu poprawki w azymucie program wykonuje identyczne operacje dla odległości zenitalnej. Gdy zakończy on skan w tej współrzędnej otrzymane poprawki zostają przekazane do systemu sterowania teleskopu, a program gotowy jest do następnej sekwencji pozycjonowania.

Podczas całej pracy programu wyświetla on wartości azymutu, odległości zenitalnej oraz aktualne wartości ofsetów w tych współrzędnych. Aktualne wartości ofsetów są liczone na podstawie zadanej i odczytywanej pozycji teleskopu (nie są to te same wartości, które są podawane w oknie sterowania teleskopu), dlatego w momencie przejazdu teleskopu na inny obiekt ich wartości mogą wynosić do kilkuset stopni. U dołu okna głównego programu znajduje się belka pokazująca jaką czynność program wykonuje aktualnie. Punkty pomiarowe z błędami oraz dopasowanie jest przedstawiane w osobnym okienku programu **Scan**.



Rys. VIII.2: Okno programu Scan v1.02 przedstawiające dopasowanie krzywej Gaussa.

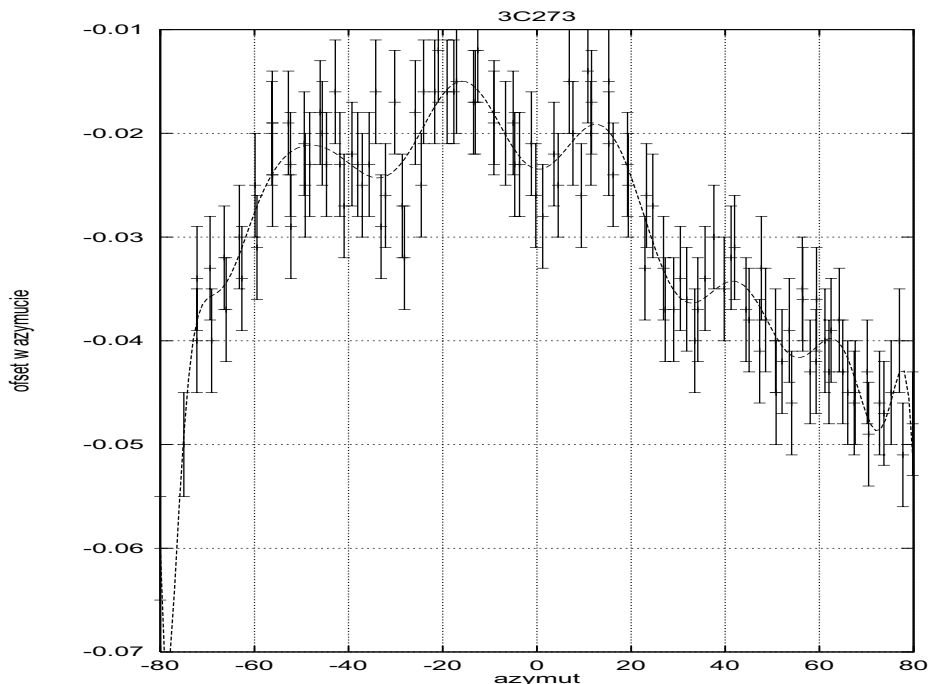
Wszystkie dane zbierane przez program są zapisywane w pięciu różnych plikach w katalogu, w którym program został uruchomiony, dlatego warto przed uruchomieniem programu przejść do katalogu, w którym chcemy mieć wyniki jego pracy.

Nazwa plików, w których zapisywany jest sygnał pobierany z odbiornika mocy całkowitej, jest tworzona przez program poprzez dodanie do nazwy radioźródła: skrótu angielskiej nazwy aktualnego miesiąca, aktualnego dnia tego miesiąca oraz trzyznakowej końcówki (np. 3C273Jan28.S01). Końcówka takiej nazwy zawiera informację o tym, że jest to plik ze sygnałem oraz numer skanu. W pliku tym w pierwszej kolumnie zapisywany jest czas w sekundach od momentu rozpoczęcia pozycjonowania. Druga kolumna zawiera informację wartości sygnału. Dwie następne kolumny to ustawione wartości offsetów w azymucie i odległości zenitalnej. Ostatnia kolumna zawiera informację o czasie liczonym od północy pierwszego stycznia 1970 roku. Informację tą można łatwo zamienić na format: godzina, minuta, sekunda, dzień, miesiąc oraz rok używając standardowej funkcji języka C++ `ctime`.

Punkty pomiarowe dla poszczególnych skanów są zapisywane w plikach o takich samych przedrostkach jak pliki ze sygnałem. Końcówki ich zawierają literę A lub Z w zależności czy jest to skan w azymucie, czy w odległości zenitalnej oraz numer skanu (np. 3C273Jan28.A01, 3C273Jan28.Z01). W pierwszej kolumnie takiego pliku zawarta jest informacja o ofsecie w azymucie lub odległości zenitalnej. Druga kolumna to uśredniona

wartość sygnału w danym punkcie, a trzecia to błąd graniczny tej wartości.

Końcowe rezultaty pozycjonowania w azymucie i odległości zenitalnej zapisywane są odpowiednio w plikach `ResAz.dat` i `ResZe.dat`. Pliki te zawierają w kolejnych kolumnach informacje o: azymucie, odległości zenitalnej, poprawce w azymucie lub odległości zenitalnej, numerze skanu, nazwie radioźródła i dokładnym czasie. Informacje te są dopisywane zawsze na koniec plików, o takich nazwach tak, że nie istnieje niebezpieczeństwo skasowania danych w nich zawartych przy ponownym uruchomieniu programu.



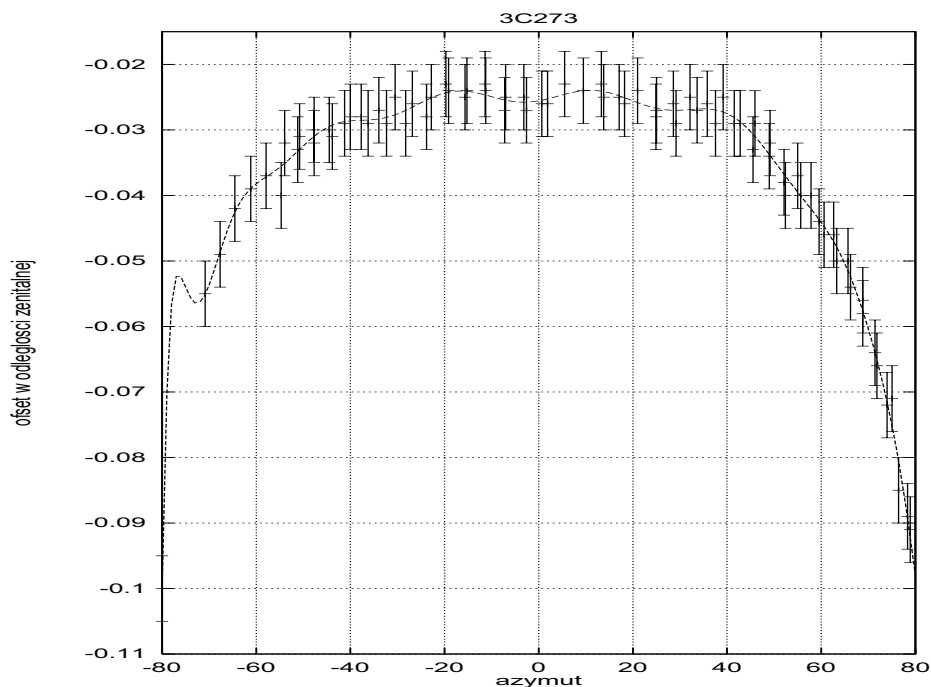
Rys. VIII.3: Przykład poprawek w azymucie wyznaczonych przy pomocy programu `Scan v1.02` dla radioźródła 3C273 na częstotliwości 5 GHz.

Załączone rysunki pokazują poprawki w obydwu współrzędnych wyznaczone dla stosunkowo silnego radioźródła 3C273 na częstotliwości 5 GHz. Błąd wyznaczenia pojedynczego punktu na tych wykresach jest trudny do bezpośredniego wyznaczenia. Wpływa na niego wiele czynników począwszy od błędów dopasowania krzywej Gaussa, a skończywszy na niestabilnościach odbieranego sygnału, czy problemach z płynnym śledzeniem obiektów przez antenę powodowanym na przykład przez silne podmuchy wiatru. Generalnie autor programu zakłada, że przy standardowych ustawieniach można uzyskać poprawki z dokładnością $\pm 0.005^\circ$.

Na rysunkach tych przedstawiono również dopasowania wielomianów siedemnastego stopnia na podstawie, których utworzone zostały tabele poprawek dla tego radioźródła.

Znane błędy jakie mogą wystąpić podczas pracy programu `Scan v1.02`:

- Program nie może dopasować prostej do dwóch pierwszych i dwóch ostatnich punktów skanu. Punkty te posiadały zbyt duże błędy. Program przerywa sekwencje



Rys. VIII.4: Przykład poprawek w odległości zenitalnej wyznaczonych przy pomocy programu Scan v1.02 dla radioźródła 3C273 na częstotliwości 5 GHz.

pozycjonowania i przechodzi w tryb gotowości do następnej sekwencji.

- Wystąpiło błędne dopasowanie krzywej Gaussa. Poprawka wyznaczona na podstawie takiego dopasowania jest zbyt duża, aby podać ją do systemu sterowania teleskopu. Program przechodzi w tryb gotowości do następnej sekwencji.
- Program traci łączność z oprogramowaniem sterującym anteną. Błąd ten występuje jeżeli oprogramowanie sterujące anteną zostanie zrestartowane. Należy wtedy dokonać restartu programu.

Pierwsze dwa błędy wystąpić mogą jedynie gdy pozycjonowany obiekt jest stosunkowo słaby (gęstość strumienia radiowego na poziomie kilku Jy) lub występują znaczne niestabilności w rejestrowanym sygnale. Praktyka pokazuje jednak, że zdarzają się one bardzo rzadko.

Pozycjonowanie powinno się wykonywać jedynie przy bardzo dobrej pogodzie bez jakichkolwiek opadów atmosferycznych. Dla słabszych obiektów wskazany byłby również brak zachmurzenia. Siła wiatru nie powinna przekraczać kilku metrów na sekundę.

Często jednak obiekty, których strumienie chcemy mierzyć są tak słabe, że pozycjonowanie ich jest niewykonalne. Jedynym wyjściem z takiej sytuacji jest wyznaczenie poprawek dla silnego obiektu, o tej samej deklinacji i użycie ich podczas pomiarów.

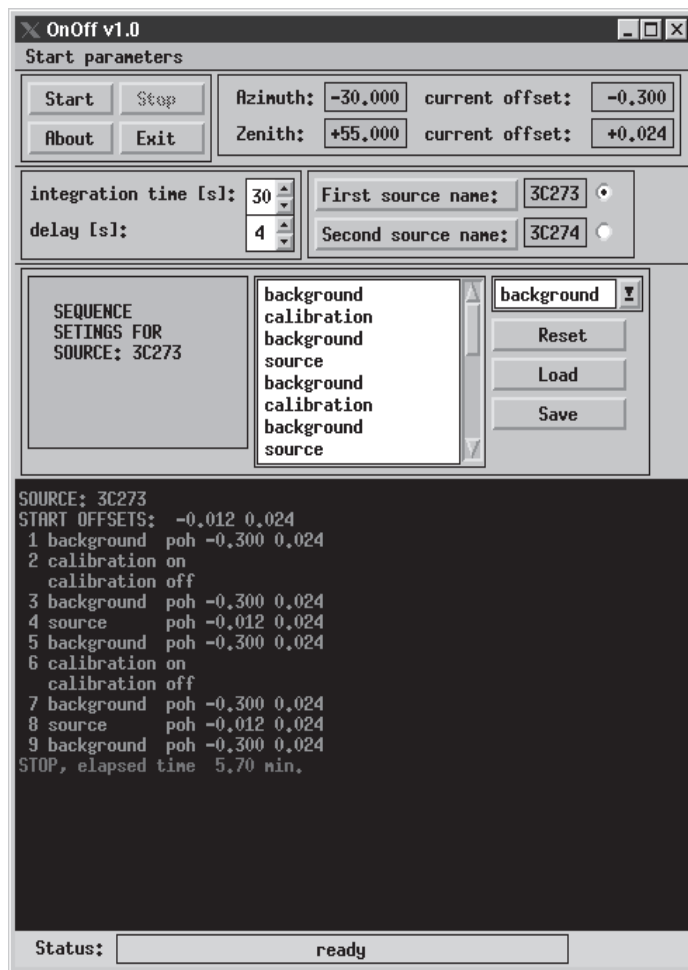
VIII.2 Wykonywanie pomiarów różnicowych

Do zmierzenia wartości całkowitej gęstości strumienia radiowego musimy posiadać informację o względnym przyroście sygnału odbieranego przez antenę dla badanego obiektu i

znać taki sam przyrost dla jakiegoś stabilnego radioźródła kalibracyjnego. Oczywiście antena nie może obserwować równocześnie obydwóch obiektów, dlatego trzeba pomiary badanego radioźródła i obiektu kalibracyjnego wykonywać oddzielnie. Przy pomiarach tego typu nie możemy jednak polegać na względnych przyrostach sygnałów, gdyż mogą być one obciążone znacznym błędem związanym chociażby z nieznaczną zmianą wzmocnienia systemu odbiorczego. Względne przyrosty sygnału na radioźródłach trzeba wyznaczać względem sztucznego stabilnego źródła sygnału generowanego przez diodę kalibracyjną. Sygnał takiej diody jest podawany prawie na samym początku toru odbiorczego i podlega on takiemu samemu wzmocnieniu jak sygnał pochodzący od obiektów badanych. Do wyznaczenia względnego przyrostu sygnału dla badanego obiektu musimy wykonać sekwencję pomiarów poziomu odbieranego sygnału na tle nieba z włączoną i wyłączoną diodą kalibracyjną oraz w momencie gdy antena jest skierowana na źródło.

W celu usprawnienia tego typu pomiarów napisany został specjalny program, który pozwala na prowadzenie na zmianę pomiarów dwóch różnych radioźródeł. Program ten nazywa się **OnOff**, a uruchamia się go pisząc w okienku terminala komputera **trao2** komendę **onoff**. Podobnie jak program do pozycjonowania anteny wymaga on otoczenia graficznego i nie należy uruchamiać go z terminala wyłącznie tekstowego. Tak samo jak w programie **Scan** trzeba po jego uruchomieniu, przed rozpoczęciem sekwencji pomiarowej ustawić szereg parametrów decydujących o jego pracy. Parametry te to:

1. Czas integracji sygnału podczas pojedynczego pomiaru sekwencji wyrażony w sekundach. Można go zmieniać w zakresie od 5 do 90 sekund. W praktyce nie powinien on jednak przekraczać jednej minuty gdyż może się zwiększyć niedokładność pomiaru ze względu na zmiany poziomu sygnału powodowane przez nestabilności atmosferyczne.
2. Czas opóźnienia sygnału. Ten sam parametr co w programie **Scan**. Standardowo przy jednosekundowej stałej czasowej w odbiorniku mocy całkowitej, powinien on wynosić cztery sekundy.
3. Nazwa pierwszego i drugiego z obserwowanych radioźródeł. Jedno z nich powinno być obiektem badanym, a drugie kalibracyjnym. Na podstawie tych informacji program tworzy nazwy plików, w których będą zapisywane dane oraz próbuje wczytać pliki z poprawkami współrzędnych azymutalnych dla tych obiektów.
4. Sekwencja pomiarów. Dla każdego z obserwowanych obiektów można ustawić osobną sekwencję pomiarową. Można to ustawić ręcznie wybierając z listy kolejne pozycje i przyporządkowując im odpowiednie wartości (**none** — stop, **background** — tło, **calibration** — sygnał diody kalibracyjnej, **source** — radioźródło) lub wczytać wcześniej zapisaną sekwencję.
5. Tryb wprowadzania poprawek. Standardowo po uruchomieniu programu jest on ustawiony w ten sposób, że w momencie rozpoczęcia sekwencji pomiarowej będzie on pobierał aktualne wartości ofsetów i wykorzystywał je do „najazdu” na źródło. Tryb taki jest użyteczny w momencie gdy nie mamy wyznaczonej tabeli poprawek dla obserwowanego obiektu. Jeżeli „odhaczymy” tą opcję w menu programu to będzie on używał poprawek z wczytanych wcześniej tabel.
6. Szerokość połówkowa charakterystyki kierunkowości mocy anteny (ang. *Half Power Beam Width*). Parametr potrzebny do obliczenia w jakiej odległości od źródła należy wykonywać pomiar tła.



Rys. VIII.5: Okno główne programu OnOff v1.0.

- Numer sekwencji pomiarowej dla pierwszego i drugiego radioźródła. Używany jest on do numerowania plików z danymi.

Po ustawieniu wszystkich parametrów programu wydajemy przy pomocy oprogramowania sterującego teleskopem komendę najazdu na radioźródło, dla którego chcemy wykonać pomiar. Jeżeli chcemy ręcznie wprowadzać poprawki dla danej pozycji anteny, to po rozpoczęciu śledzenia wybranego obiektu przez antenę podajemy do jej systemu sterowania właściwe ofsety. Jeżeli jednak mamy gotowe tabele poprawek i program wcześniej wczytał je prawidłowo to możemy rozpocząć sekwencję pomiarową naciskając przycisk **Start**. Program powinien wykonać pomiary zgodnie z zadaną listą i przejść w tryb oczekiwania na następny pomiar. Najlepiej aby pomiary badanego obiektu i obiektu kalibracyjnego były wykonywane na zmianę. Jeżeli chcemy wykonać pomiar dla drugiego obiektu, to wydajemy w systemie sterowania teleskopu rozkaz najazdu na ten obiekt, opcjonalnie ustawiamy właściwe dla tej pozycji anteny ofsety, a w programie **OnOff** wybieramy właściwy obiekt (naciskając jeden z dwóch okrągłych przycisków przy nazwach radioźródła). Następnie wystarczy nacisnąć przycisk **Start** w celu rozpoczęcia sekwencji pomiarowej.

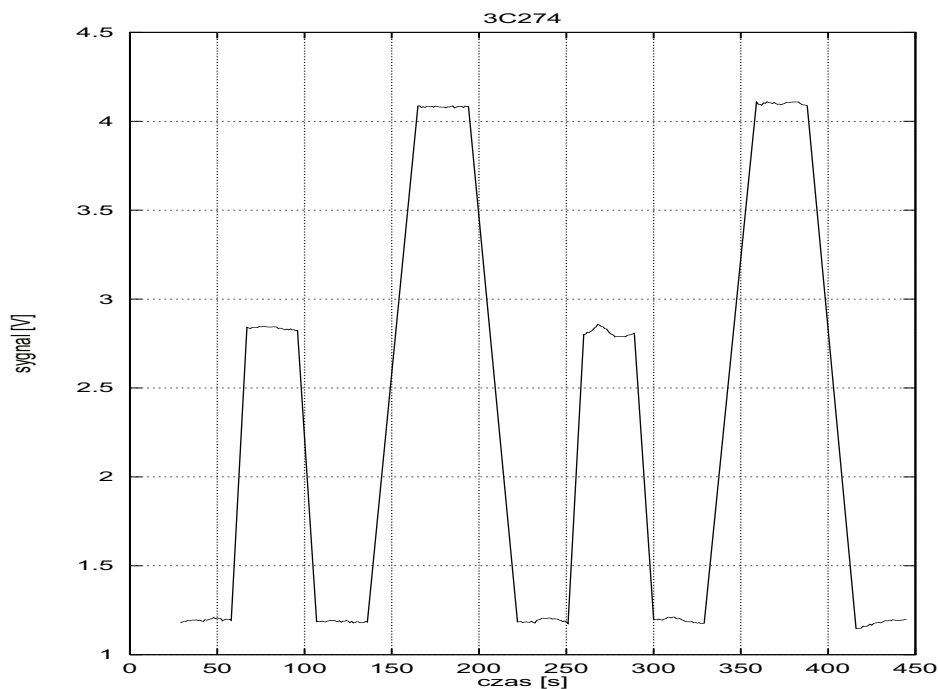
W czasie pracy program **OnOff** podobnie jak program **Scan** podaje wartości azymutu,

odległości zenitalnej i aktualne wartości poprawek w tych współrzędnych. Ponadto na dolnej belce informuje on, o aktualnie wykonywanej operacji. W oknie głównym programu wyświetlane są informacje o rozpoczęciu wykonywania kolejnego kroku z sekwencji pomiarowej.

Sygnal rejestrowany podczas pracy programu zapisywany jest w katalogu, z którego program został uruchomiony w pliku, którego nazwa utworzona zostaje przez dodanie do nazwy obserwowanego radioźródła: trzyliterowego skrótu angielskiej nazwy miesiąca, numeru dnia miesiąca oraz numeru pomiaru (np. 3C273Feb11.001). W pliku takim w kolejnych kolumnach zawarte są informacje o: azymucie, odległości zenitalnej, czasie jaki upłynął od rozpoczęcia sekwencji pomiarowej w sekundach, względnej wartości sygnału, czasie liczonym w sekundach od północy pierwszego stycznia 1970 roku oraz o tym, do jakiego rodzaju pomiaru należy zapisana wartość sygnału (1 — tło, 2 — kalibracja, 3 — źródło).

Po wprowadzeniu nazwy radioźródła program próbuje odczytać pliki zawierające poprawki dla danego obiektu. Pliki te powinny mieć nazwę, której przedrostek składałby się z nazwy radioźródła plus *az* lub *ze* w zależności, czy zawierają one poprawki w azymucie, czy w odległości zenitalnej oraz końcówki *tab*. Plik taki powinien zawierać dwie kolumny. Pierwsza z informacją o azymucie, a druga z informacją o poprawce w azymucie lub odległości zenitalnej. Zakres azymutu powinien być conajmniej taki w jakim chcemy obserwować dany obiekt i zmieniać się co jeden stopień.

Program potrafi również czytać pliki, w których zapisana jest sekwencja pomiarowa. Standardowo nazwa takiego pliku powinna się składać z przedrostka zgodnego z nazwą radioźródła i końcówki *seq*. W pliku takim zapisane jest w jednej linii dwadzieścia cyfr, które określają jak będzie wyglądała sekwencja pomiarowa (0 oznacza zakończenie se-



Rys. VIII.6: Przykład względnej wartości sygnału zarejestrowanej podczas sekwencji pomiarowej dla radioźródła kalibracyjnego 3C274.

kwencji, 1 — tło, 2 — kalibracja, 3 — radioźródło).

Znane błędy jakie mogą wystąpić podczas pracy programu OnOff v1.0:

- Program nie może odnaleźć plików z wartościami poprawek. Najprawdopodobniej w katalogu, z którego uruchomiony został program nie ma takich plików, lub źle została podana nazwa radioźródła.
- Program traci łączność z oprogramowaniem sterującym anteną. Błąd ten występuje jeżeli oprogramowanie sterujące anteną zostanie zrestartowane. Należy wtedy dokonać restartu programu.

Pomiary gęstości strumienia radiowego ze względu na specyfikę systemu odbiorczego (chłodzone odbiorniki, brak przełączania wiązek), powinny być prowadzone przy możliwie najlepszych warunkach pogodowych (bezchmurne niebo). Jeżeli chcemy osiągnąć dużą precyzję pomiaru, to dla każdego ze źródeł musi być określona odrębna tabela poprawek. Bezwzględne wartości gęstości strumienia radiowego powinny być wyznaczane na podstawie znanych stabilnych radioźródeł kalibracyjnych. Najlepiej aby źródła te znajdowały się w niewielkiej odległości kątowej na niebie od badanego obiektu, a ich strumienie były porównywalne ze strumieniami badanych obiektów. Niewielka odległość kątowa zmniejsza błędy pomiaru mogące wynikać ze zmiany wzmocnienia anteny na skutek odkształceń grawitacyjnych lustra głównego lub zmian absorpcji atmosferycznej. Dla słabszych obiektów sekwencja pomiarowa powinna zawierać więcej pomiarów sygnału na źródle i obok niego, w celu osiągnięcia lepszej dokładności podczas redukcji obserwacji.

VIII.3 Redukcja danych obserwacyjnych

Pojedynczy pomiar to sekwencja kilkudziesięciu sekundowych integracji promieniowania tła, radioźródła (lub diody szumowej) i ponownie promieniowania tła. Interesuje nas różnica pomiędzy promieniowaniem źródła, a poziomem tła. Aby wyznaczyć tę wartość musimy najpierw uśrednić poszczególne integracje zgodnie ze wzorem:

$$\bar{x} = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n x_i \quad (\text{VIII.2})$$

gdzie: n — ilość danych pomiarowych, zaś x_i — wartość pojedynczego pomiaru.

Dla tak uzyskanych wartości średnich możemy obliczyć tzw. błąd średniokwadratowy poszczególnych pomiarów oraz podobny błąd samej średniej:

$$S = \sqrt{\frac{\sum (x_i - \bar{x})^2}{n - 1}} \quad S_r = \frac{S}{\sqrt{n}} = \sqrt{\frac{\sum (x_i - \bar{x})^2}{(n - 1)n}} \quad (\text{VIII.3})$$

gdzie $x_i - \bar{x}$ jest odchyłką od średniej (błędem pozornym). Po uśrednieniu danych w poszczególnych zbiorach otrzymujemy trzy wartości średnie: tła z lewej strony strumienia ($T_L \pm \Delta T_L$), strumienia centralnego ($S_C \pm \Delta S_C$) i tła z prawej strony ($T_P \pm \Delta T_P$). Następnie uśredniamy wartość tła i obliczamy jej błąd:

$$T_S = \frac{T_L + T_R}{2} \quad \Delta T_S = \frac{\Delta T_L + \Delta T_P}{2} \quad (\text{VIII.4})$$

Możemy teraz zapisać różnicę pomiędzy strumieniami, której błąd wynosi:

$$\Delta(S_C - T_S) = \Delta S_C + \Delta T_S$$

Seria pomiarów

Plik z danymi obserwacyjnymi zawiera szereg pojedynczych pomiarów. W najczęściej stosowanym przypadku mamy do dyspozycji dwa pomiary marki kalibracyjnej oraz pięć pomiarów radioźródła. Należy sprawdzić czy dany pomiar nie zawiera wyraźnych niestabilności (powyżej kilku procent wartości całkowitego strumienia). Jeżeli pomiar posiada takie niestabilności należy go wykluczyć z dalszej procedury obróbki danych. Następnie uśredniamy wyniki wszystkich pomiarów tego samego typu, to znaczy osobno wyniki pomiarów strumienia źródła i osobno wyniki pomiarów marki kalibracyjnej, korzystając ze wzoru na wartość średnią. Kolejnym krokiem jest obliczenie średniego błędu kwadratowego poszczególnych pomiarów serii oraz błędu średniokwadratowego średniej. Ostatnim etapem jest obliczenie błędu granicznego wartości średniej ze wzoru:

$$\Delta_{gr} = tS_r \quad (\text{VIII.5})$$

gdzie t jest współczynnikiem zależnym od liczby pomiarów i przyjętego prawdopodobieństwa wystąpienia błędu przypadkowego. Dla dużych serii pomiarów prawdopodobieństwo wystąpienia błędu przypadkowego określa rozkład Gaussa. Dla małych serii pomiarów, z jakimi mamy tu do czynienia (maksymalnie pięć punktów pomiarowych dla źródła), prawdopodobieństwo wystąpienia błędu przypadkowego określa rozkład t Studenta.

Po uśrednieniu wszystkich punktów pomiarowych znamy względną wartość strumienia ($S \pm \Delta_{gr} S$) oraz tła ($T \pm \Delta_{gr} T$). Praktyczne zastosowanie do dalszych obliczeń ma stosunek tych dwóch wielkości, dla którego błąd (obliczany metodą różniczki zupełnej) wynosi:

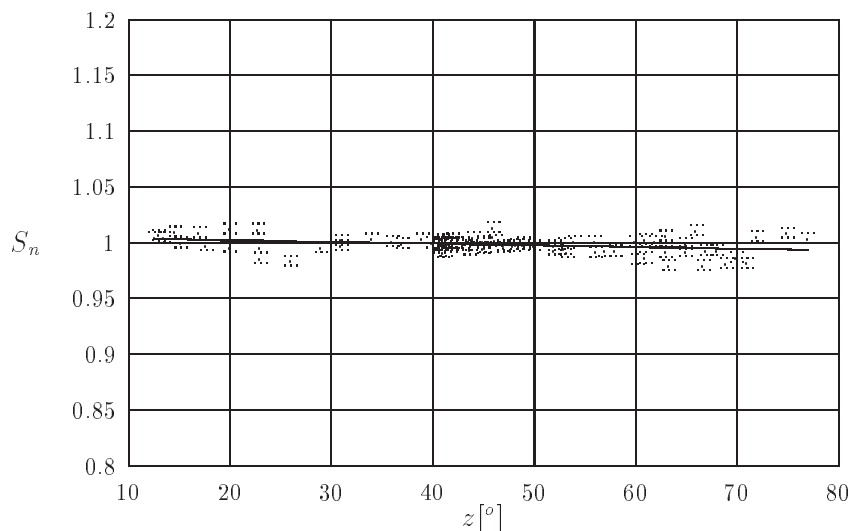
$$\Delta \left(\frac{S}{T} \right) = \frac{S \Delta_{gr} T + T \Delta_{gr} S}{T^2}$$

VIII.4 Zmiana wzmocnienia sygnału na skutek odkształceń grawitacyjnych anteny

Toruńska 32 metrowa antena jest konstrukcją tak dużą, że zmienia geometrię czaszy pod wpływem własnego ciężaru. Zmiany te jak pokazały pomiary są niewielkie ale w praktyce mogą być źródłem dodatkowych błędów mierzzonego sygnału. Przy montażu horyzontalnym w jakim pracuje antena, grawitacyjne odkształcenia lustra pierwotnego zależą jedynie od odległości zenitalnej. Aby zbadać zależność zysku anteny od odległości zenitalnej przeprowadzono pomiary gęstości strumienia radioźródeł kalibracyjnych w różnych odległościach zenitalnych.

Pierwszym radioźródłem kalibracyjnym, które zostało użyte do pomiaru zysku anteny był Cygnus A. Zostało ono wybrane ze względu na to, że charakteryzuje się ono dużą gęstością strumienia na częstotliwości 5GHz (384 Jy) oraz przy deklinacji +40 stopni może ono być obserwowane w podtoruńskim obserwatorium praktycznie od horyzontu do odległości zenitalnej wynoszącej 11 stopni. W celu wyznaczenia wartości zysku wykonano kilka sesji obserwacyjnych polegających na pomiarze gęstości strumienia od wschodu źródła do jego górowania (lub od górowania do zachodu w zależności od dostępnego czasu obserwacyjnego). Poszczególne wartości gęstości strumienia zostały uzyskane średnio w odstępach półgodzinnych (po piętnaście minut na pomiar i pozycjonowanie anteny). Jednak nie wszystkie sesje pomiarowe zostały wykorzystane do wyznaczenia zysku anteny, dużo pomiarów trzeba było odrzucić ze względu na niestabilności atmosferyczne wywołane złymi warunkami pogodowymi.

Drugim radioźródłem, które zostało wykorzystane do wyznaczenia zysku anteny było Virgo A. Również ten obiekt charakteryzuje się stosunkowo dużą gęstością strumienia radiowego na częstotliwości 5GHz (75 Jy). Deklinacja tego obiektu wynosi +12 stopni i w Piwnicach góruje ono w odległości zenitalnej 40 stopni co nie pozwala na badanie zysku anteny w tak szerokim zakresie jak w przypadku Cygnusa A. Dla obiektu tego wykonano tylko dwie sesje obserwacyjne takie jak w przypadku Cygnusa A.



Rys. VIII.7: Dopasowanie prostej do wszystkich dostępnych punktów pomiarowych

Na rysunku VIII.7 zostały przedstawione wszystkie dostępne punkty pomiarowe uzyskane dla radioźródeł Cygnus A oraz Virgo A. Jak widać z tego rysunku zmiana zysku jest znikoma i można założyć z dokładnością dwuprocentową, że w zakresie od zenitu do horyzontu obserwowana wartość gęstości strumienia nie zmienia się na skutek zniekształceń grawitacyjnych lustera głównego anteny. Dla bardziej precyzyjnego wyznaczenia wzmocnienia do pomiarów tych została dopasowana prosta. Współczynniki dopasowania wyniosły: $a = -0.000150176 \pm 2.05509 \times 10^{-7}$, $b = 1.00531 \pm 9.86833 \times 10^{-6}$. Jeżeli na podstawie tego dopasowania policzyć spadek obserwowanego sygnału w odległości zenitalnej 80 stopni w stosunku do sygnału odbieranego w odległości zenitalnej 10 stopni to wynosi on 1.35 procenta.

Chcąc precyzyjnie mierzyć gęstości strumienia radioźródeł musimy ją wyznaczać względem strumieni znanych obiektów, posiadających stałe i precyzyjnie wyznaczone parametry. Obiektów takich jest jednak co najwyżej kilkadziesiąt i w praktyce bardzo rzadko można znaleźć dobre źródło kalibracyjne leżące w pobliżu interesującego nas obiektu na niebie. Jeżeli jesteśmy zmuszeni używać obiektu wzorcowego o deklinacji znacząco różnej od deklinacji badanego źródła to musimy uwzględnić zmianę zysku anteny.

Rozdział IX

Obserwacje VLBI — *K.M. Borkowski*

(Wersja z dnia: 2010.09.24)

IX.1 Wprowadzenie

Interferometria na bardzo długich bazach, VLBI (*Very Long Baseline Interferometry*), to technika polegająca na niezależnym zapisie obserwacji w różnych, dowolnie odległych stacjach, a następnie odtworzeniu zapisów i korelowaniu obserwacji w jednym miejscu na tzw. korelatorze VLBI. Zapisu dokonuje się na dyskach komputerowych w postaci jedno- lub dwubitowych próbek, co oznacza utratę informacji o amplitudzie sygnału. Tę informację odzyskuje się w oparciu o 'ciągły' zapis w plikach *.log* poziomu sygnału całkowitego oraz poziomu sygnału z lokalnego źródła szumów (z diody szumowej) kalibrowanego niezależnie, poza zasadniczymi obserwacjami.

Stacje VLBI na świecie są one zorganizowane w sieci. Toruńska placówka w Piwnicach należy do Europejskiej Sieci VLBI (EVN czyli *European VLBI Network*). Znana jest jako „Torun” i często oznaczana dwuliterowym skrótem Tr (patrz tabela dwie strony dalej). Podstawowe aktualne dane o naszej stacji zawiera poniższe zestawienie stanowiące fragment plików wejściowych znanego programu C. Walkera nazywanego SCHED (patrz URL www.aoc.nrao.edu/~cwalker/sched/sched/).

```
!      Primary Stations Catalog.
/
STATION=TORUN      STCODE=Tr  CONTROL=VEX
  DBNAME = TORUN
  MOUNT=ALTAZ AX1LIM=-80,440 AX2LIM=3,93
  AX1RATE=30 AX2RATE=16 AX1ACC=0.05 AX2ACC=0.03
  TSETTLE=5 DAR=VLBA4 ! RECORDER=VLBA4  NDRIVES=1  NHEADS=2
  NBBC=8 DISK=MARK5A MEDIADEF=DISK
  HOR_AZ = 0,360  HOR_EL = 2,2 ! Horizon not blocked to this limit

!  FREQUENCY CATALOG for SCHED.
/
Name = tr30cm.mid  Station = TORUN  priority = 4
  rf1 = 867.5,867.5  ifname = C,  A
  rf2 = 882.5, 882.5  fe = '30cm', '30cm'
  pol = RCP , LCP    lo1 = 1700, 1700
```

```
/
Name = tr30cm.low Station = TORUN priority = 4
  rf1 = 700 , 700 ifname = C, A
  rf2 = 867.5, 867.5 fe = '30cm', '30cm'
  pol = RCP , LCP lo1 = 1750, 1750
/
Name = tr18cm Station = TORUN priority = 3
  rf1 = 1350, 1350 ifname = C, A
  rf2 = 1750, 1750 fe = '18cm', '18cm'
  pol = RCP, LCP lo1 = 2300, 2300
/
Name = tr6cmOH Station = TORUN priority = 5
  rf1 = 4350, 4350 ifname = C, A
  rf2 = 4950, 4950 fe = '6cm', '6cm'
  pol = RCP, LCP lo1 = 3900.0, 3900.0
/
Name = tr6cm Station = TORUN priority = 3
  rf1 = 4750, 4750 ifname = C, A
  rf2 = 5350, 5350 fe = '6cm', '6cm'
  pol = RCP, LCP lo1 = 4200.0, 4200.0
/
Name = tr5cmOH Station = TORUN priority = 5
  rf1 = 5900, 5900 ifname = C, A
  rf2 = 6400, 6400 fe = '5cm', '5cm'
  pol = RCP, LCP lo1 = 5400.0, 5400.0
/
Name = tr5cm Station = TORUN priority = 3
  rf1 = 6400, 6400 ifname = C, A
  rf2 = 6900, 6900 fe = '5cm', '5cm'
  pol = RCP, LCP lo1 = 5900.0, 5900.0
```

Tego typu tabela dla wszystkich stacji znajduje się pod adresam WWW:

www.aoc.nrao.edu/~cwalker/sched/sched/catalogs/freq.dat

Dwuliterowe kody stacji

Aq	Algonquin, Canada	GEO	Mh	Metsaehovi, Finland	EVN+
Ar	Arecibo, USA	VLBA+	Mk	Mauna Kea, USA	VLBA
As	Alice Springs, Australia	Sheve	Mm	Mauna Kea, USA	JCMT
At	AT, Australia	Phased array	Mo	Mojave, USA	GEO
Ba	Bangalore, India	mm	Mp	Mopra, Australia(AT 22m)	SHEVE,LBA,APT
Bl	Bear Lakes, Russia		Mr	Matera, Italy	GEO
Br	Brewster, USA	VLBA	Ms	Mauna Kea, USA	CSO
Cd	Ceduna, Australia	UofTasmania	Na	Nancay, France	EVN+
Ce	Cebreros, Spain	GEO	Nb	Nobeyama, Japan	mm
Ch	Chilbolton, UK		Ng	Narayan Gaon, India	GMRT
Cm	Cambridge, UK	MERLIN	Nl	North Liberty, USA	VLBA
Cu	Culgoora, Australia	AT	Nt	Noto, Italy	EVN, VLBA+, GEO
Da	Darnhall, UK	MERLIN	Ny	Ny-Alesund, Norway	GEO (25 m)
De	Defford, UK	MERLIN	Oc	Owens Valley, USA	CIT
Dw	Dwingeloo, Netherlands		Oh	O'Higgins, Chile	GEO
Eb	Effelsberg, FRG	EVN, VLBA+	On	Onsala, Sweden	EVN
Ef	Effelsberg, FRG (MkIV)	EVN, VLBA+	Oo	Ooty, India	
Ev	Evpatoriya, Ukraine		Ov	Owens Valley, USA	VLBA
Fd	Fort Davis, USA	VLBA	Pa	Parkes, Australia	AT
Fo	Fortalesa, Brazil		Pb	Plateau de Bure, France	
Gb	Green Bank, USA	VLBA+	Pe	Penticton, Canada	GEO
Gc	Gilcreek, USA	GEO	Pt	Pie Town, USA	VLBA
Gn	Green Bank, USA	NAVY	Pu	Puschino, Russia	EVN+
Gl	Goldstone, USA	34 m	Pv	Pico Veleta, Spain	mm
Go	Goldstone, USA	DSN 70 m	Qb	Quabbin, USA	mm
Hc	Hat Creek, USA	mm	Ri	Richmond, USA	GEO
Hn	Hancock, USA	VLBA	Ro	Robledo, Spain	DSN
Ho	Hobart, Australia	Sheve	Sc	Saint Croix, USA	VLBA
Hs	Haystack, USA	VLBA+, GEO	Sa	Santiago, Chile	GEO
Hh	Hartebeesthoek, S.Africa		Sh	Sheshan (Shanghai), China	EVN+
Hy	Hyderabad, India		Sm	Simeiz (Crimea), Ukraine	EVN+
It	Itapetinga, Brazil		Ss	Siding Spring, Australia	AT
Jb	Jodrell Bank, UK	EVN, MERLIN	Ta	Tabley, UK	MERLIN
Jv	Jodrell Bank, UK (VLBA)	EVN, MERLIN	Ti	Tidbinbilla, Australia	DSN
Ka	Kashima, Japan	GEO	Tr	Torun, Poland	EVN+
Kl	Kalyazin, Russia	64 m	Ud	Usuda, Japan	
Kn	Knockin, UK	MERLIN	Ur	Urumuqi, China	EVN+
Kp	Kitt Peak, USA	VLBA	Us	Ussuriisk, Russia	
Kr	Kiruna, Sweden		Uu	Ulan-Ude, Russia	
Kt	Kitt Peak, USA	12m	Wa	Wardle, UK	MERLIN
Ku	Kauai, USA	GEO	Wf	Westford, USA	GEO
Kw	Kwajalein, USA	GEO	Wh	Weilheim, FRG	
La	Los Alamos, USA	VLBA	Wb	Westerbork, Netherlands	EVN (phased array)
Ls	La Silla, Chile	SEST	Wz	Wetzell, FRG	EVN+, GEO
Mc	Medicina, Italy	EVN, VLBA+, GEO	Ys	OAN-Yebes 40m, Spain	EVN, GEO
Md	Maryland Point, USA		Yb	OAN-Yebes, Spain	mm, EVN, GEO
Mg	Mount Graham, USA		Yy	VLA, USA	Phased array

Uwaga: Oznaczenie VLBA wskazuje na ScHnNIFdLaPtKpOvBrMk i obserwacje w trybie Mk IV i VLBA.

Aktualna lista kodów stacji VLBI jest dostępna na następujących URL-ach:

www.nfra.nl/jive/evn/proposals/2_lett_station_codes.txt

www.evlbi.org/proposals/2_lett_station_codes.txt

EVN STATUS TABLES — Last update: 23 Mar 2009

(www.evlbi.org/user_guide/EVNstatus.txt)

Please communicate any comments to Antonis Polatidis (polatidis@jive.nl)

TABLE I OBSERVATORIES, TELESCOPES AND AVAILABILITY

EVN OBSERVATORIES	TELESCOPE	AVAILABILITY
	Code Diameter(m)	(see also TABLE II)
Jodrell Bank (UK)	Jb-1 Lovell 76	Wavelengths ≥ 6 cm (5cm 2004)
	Jb-2 Mk2 25	Wavelengths < 18 cm
Cambridge (UK)	Cm 32	For EVN+MERLIN only - see(a)
Westerbork (NL)	Wb Array Nx25	See note (b)
Effelsberg (D)	Eb/Ef 100	
Medicina (I)	Mc 32	
Noto (I)	Nt 32	
Onsala (S)	On-85 25	Wavelengths ≥ 5 cm
	On-60 20	Wavelengths < 5 cm, + 13 cm
Sheshan(Shanghai,CH)	Sh 25	
Nanshan(Urumqi,CH)	Ur 25	
Torun (PL)	Tr 32	
Metsaehovi (FI)	Mh 14	Wav. 1.3, 0.7 cm. 13,3.6
Yebees (E)	Ys 40	Wavel. 1.3, 3.6, 5, 13cm (e)
Arecibo (USA)	Ar 305	see note (c)
Hartebeesthoek (SA)	Hh 26	
Wettzell (D)	Wz 20	Limited; 13, 3.6 cm only

OTHER OBSERVATORIES

Robledo (Madrid, E)	Rob70 DSS-63 70	Limited;
	Rob34 DSS-65 34	Limited; 13, 3.6 cm only
Simeiz (Ukraine)	Sm 22	
Kashima (JP)	Ka 34	see note (d)
Matera (I)	Mr 20	see note (d)
Ny-Alesund (NO)	Ny 20	see note (d)

- (a) Cm occasionally available without MERLIN, but only with exceptional justification to the EVN Program Committee, and at the discretion of the Director, MERLIN/VLBI National Facility (UK)
- (b) Default mode of operation for Westerbork uses the full tied array of 14 telescopes, although from time to time one or more may be out of operation. The tied array uses the current 8x16 MHz IF system. It is also possible to use only a single dish, to avoid problems with bandwidth and the narrow fan beam of the tied array. At 5cm only a single 25m telescope is used. Note: Hour-angle restriction is ± 6 h
- (c) Arecibo may be available for a small amount of time during EVN sessions for proposals which justify a need for its exceptionally high sensitivity. Proposals need only be submitted to the EVN. Note hour-angle limits: Max ± 1 h20m (Dec 20) decreasing to ± 30 m (Dec 0 and ~ 36)

- (d) These non-EVN telescopes may be requested for VLBI observations together with the EVN, but their use must be arranged by the Proposers themselves by application to the relevant observatory. See also www.mpifr-bonn.mpg.de/EVN/EVNaffiliatecode.txt
- (e) The new Yebes 40m telescope is operational at 1.3cm, 4cm, 5cm and 13cm (March 2009). Commissioning of the 5-6cm receiver is ongoing. 6cm are expected for Session2/2009. The 3mm receiver will follow.

TABLE II ANTENNA+RECEIVER PERFORMANCE (SEFD = system noise in Jy)

Wavelength	92	49	30	%	21	#	18	13*	6	5 (g)	3.6*	1.3	0.7	cm
Jb-1 (e)	132	83			36=	44=			35					
Jb-2 (d)					350=	320=			320	910		910		
Cm (a)					220=	212=			136	900?		720		
Wb (b)	150	90	120		30=	30=	60y		60	1600	120			
Eb/Ef				65	20=	19=	300r		20	25	20	90	200	
Mc					490=	600=	400		170	840	320	700+		
Nt	980s	yes	1025		820=	784=	770r		260	1100	770r	800	900	
On-85			900		320=	320=			600	1500				
On-60							1110r			(09)?	1000j	1380j	1310j	
Sh						670	800r		720		800r	1700		
Ur	3020s	(f)	2400L		350=	270=	680r		200		480r	(f)		
Tr			2000		250=	230=			220	400		(08)		
Mh							4500r				3200r	2608	4500	
Ys (h)							yes	(09)	(09)		200	200		
Ar	12	12	3	3.5	3	3	5		5	6				
Wz							1250r				750r			
Hh						450	380	795	680		940	3000		
Rob70						35L	20-	(09)?			18	83		
Rob34							150				106-		y	
Sm	2000s	1600s			900s	800s	400s				1200s	3000s		
Ka						?	240				300			
Ny							850r				1255r			

All receivers (rx's) are dual circular polarisation unless otherwise indicated:

L = LHC polarisation only

r = RHC polarisation only

s = only single (circular) polarisation; can be selected by investigator

y = single linear polarisation

(yy) = planned for year 20yy

(*) All observatories with 13 and 3.6 cm can observe both simultaneously and ONLY in RCP. In Wb single linear polarization ONLY when observing simultaneously 3.6/13cm

(=) Same receiver box for 21/18 cm. Manual changes: Nt (1h)

(a) Cambridge normally available only during joint EVN/MERLIN sessions

(b) Tsys values at Westerbork assume 14 telescopes of the tied array.

(d) Jb-2 normally used at 18 and 21 cm only when Jb-1 not available (but may replace Jb-1 in EVN-MERLIN sessions with prior justification)

- (e) Using the Lovell antenna the duration of any two adjacent scans must add up to at least 10min. (Contact A. Gunn for more details)
- (l) The Dual polarization RX at 43GHz in Metsahovi is currently out of service (Jun 2005) but can become available if there is proposal demand. The SEFD reported is from the old receiver. On the S/X receiver RCP only is installed. SEDF from the Geodesy SKED programme. The S/X receiver belongs to the Finnish Geodetic Institute and is thus not generally available for EVN observations by default. PIs wishing to use the receiver need to contact Metsahovi to initiate arrangements with FGI to get the permission to use the receiver.
- (-) Rob34 (DSS-65) At 13cm a HEMT RX (comissioned 2006). At 3.6cm a MASER rx (SEFD specified in the table) and a HEMT rx (SEFD 156Jy). For Rob70: At 13cm a maser RX (SEFD in the table) and a HEMT RX, SEFD=24, all other receivers are HEMTs. 7mm RX (commissioned in 2008) at one of the 34m telescopes (DSS-54) Plans for Dual Pol 18cm and 6cm at Rob70
- (%) 30cm Frequency range: See Table III C
- (#) See Table III A
- (f) New 49cm receiver in Urumqi. Freq 610-630 MHz SEFD not measured yet. 1.3cm under reconstruction (2009) previous SEFD was 2950L
- (g) See Table III b
- (h) The new Yebes 40m telescope (Ys) is now operational at 1.3cm (June 2008), at 13/3.6cm (September 2008) and 5cm (March 2009). 6cm is due to become available in Session2/2009 and the 3mm receiver will follow in due course Entries for the old Yebes 14m telescope (Yb) can be found in www.evlbi.org/user_guide/EVNStatus_Historical_info.txt
- (j) Dual polarization X band receiver: SEFD=1000Jy. SEFD with S/X dichroic Xband=1300 Jy. New Dual Polarisation 1.3cm and 0.7cm RX for OSO20m. SEFDs in the table are for the old receivers.

TABLE III FREQUENCY (RECEIVER) AGILITY

SITE	SWITCH	SCHED	WAVELENGTHS	COMMENTS
	TIME	CONTR		
Eb	40s	yes	13, 6, 3.6, 2, 1.3, 0.7	sec. focus / high IF / VLBA-rec
Ef	40s	yes	2, 1.3, 0.7	single-box rx / low IF / MK4-rec
Eb	40s	yes	18,21	single rx; I.F. level changes !!
Ef	40s	yes	18,21	single rx; I.F. level changes !!
Wb	300s	no	92,49,30,21,18,13,6,3.6	prime focus
Mc	70s	yes	18/21, 13, 3.6, 1.3	prime focus
Mc	240s	yes	18/21, 13, 3.6, 1.3<=> 6	prime <=> secondary focus
Nt	70s	no	18, 13, 3.6, 1.3	
0n85	0s	yes	18, 21	Changes in PRC file
0n85	0s	yes	6,5	Changes in PRC file
0n60	600s	no	1.3, 0.7, 0.3	
0n60	60min	no	3.6/13 to <1.3	
Tr	30s	yes	18, 6, 5	SCHED switch between 18/21, 5/6
Cm	180s	yes	18/21, 6, 1.3	Changes in PRC file
Hh	30s	yes	13, 6, 5, 3.6	Manual IF-VC cabling
Sh	5min	no	13/3.6, 6, 1.3	
Ur	50min	no	1.3,3.6/13,6,18/21,30,49,92	no automatic changes
Ro70	300s	yes	Any band to 18	lifadjust
Ro70	300s	yes	Any band to 1.3	lifadjust
Ys				Pending new info

SCHED CONTR = Automatic change from VLBI schedule, no operator intervention
 ==> All other rx changes on the EVN take timescales >= 30 mins

(#) TABLE IIIA 21/18cm FREQUENCY RANGE + AGILITY

SITE	SCHED	LOCAL	Frequency range	COMMENTS
	CONTR	CMDS		
Eb/Ef	yes	no*	1275-1480, 1590-1725	New system in planning
Jb1/2	yes	yes*	1370-1430, 1550-1730	30s switch time
Cm	yes	yes	1370-1430, 1550-1730	30s switch time
Wb	no	yes	1150 - 1800	rephase after agility(5Min)
Mc	yes	yes	1350-1450, 1595-1715	21 and 18:different ptg model
Nt	yes	no	1400 - 1705	Continuous band (no delay)
On85	yes	yes*	1200-1450, 1594-1720	Changes in PRC file
Tr	yes	no	1350 - 1750	
Ur	yes	no*	1400 - 1735	mixed patch:VC1-4low,5-8hi
Ar	?	?	1150 - 1730	
Hh	-		1580-1750	
Sh	-		1600-1740	

(*) Mk4 systems:use ifadjust after switch 21/18cm to get levels OK.

SCHED CONTR=switch 21/18 automatically from schedule.

LOCAL CMDS=extra local commands must be inserted in schedule.

(g) TABLE IIIB 5cm: 6.0/6.7 GHz AGILITY

SITE	SCHED	LOCAL	Frequency range	COMMENTS
	CONTR	CMDS		
Eb/Ef	yes	no	5750-6750	
Jb1/2		?	6000-7000	Changes in PRC file
Cm	yes	yes	6000-7000	Changes in PRC file
Wb	yes	no	6100-6700	
Mc	yes	yes	5900-7000	
Nt	-	-	6000-6800 *	New 5cm receiver
On85	yes	yes	5700-6725 *	changes in the PRC file
Tr	no	no	5900-6900 *	15min break between freq
Ar			5200-6100 *	
Hh	yes	no	5900-6750	
Ys	yes	no	5780-6280 6418-6918	Available from March 2009

SCHED CONTR=switch 6.0/6.7 automatically from schedule.

LOCAL CMDS=extra local commands must be inserted in schedule.

* Frequency range from the SCHED: freq.dat file

TABLE IIIC UHF (30cm) FREQUENCY RANGES

SITE	FREQUENCY RANGE(S)	POLSN.	FILTER	STRONG INTERFERENCE
Ef	800 - 1300	LCP+RCP	100MHz	750-790,800,822-830,880-930,940-960,960-1005,1089-1091
Wb	750 - 1200	LCP+RCP	?	
On-25	780 - 1200	LCP+RCP	40MHz	920-970,1010-1170
Nt	600 - 1000	LCP or	5%	
		or RCP		
Tr-32	780- 925, 965-1105	2xLIN	?	ca.943
Tr-15	780- 925, 965-1105	LCP+RCP	?	ca.943
Ur	790 - 1120	LHC	none	872-882,928-963
Ar	1100-1400	LCP+RCP	?	

TABLE IV EVN RECORDING EQUIPMENT

** New column (eV) - eVLBI capability **

TELESCOPE	RECORD	MK5 eV NO.	REC MODES	NO. NARROW-BAND FILTERS
Code	TERMINAL	A B	BBC VLBA MK-4	125(250a)500(1000a)kHz
Jb-1/2	# MK4	Y Y	all- all+	8 6 8 4
Cm	# VLBA+4	Y Y	8 all all+	(b)
Wb	! MK4	Y Y	all- all+	8 7 8 4
Ef	\$ MK4	Y Y	all- all+	8 6 8 5
Eb	\$ VLBA+4	Y Y	8 all	(b)
Mc	MK4	Y Y	all- all+	18 6 18 6
Nt	VLBA+4	Y Y	14 all all+	(b)
On-85/60	MK4	Y Y	all- all+	8 4 8 4
Sh	VLBA+4	Y Y	14 all all+	(b)
Ur	MK4	Y Y	14 all all+	5 0 7 4
Tr	VLBA+4	Y Y	8 all all+	(b)
Mh	VLBA4	Y Y	14@ all- all+	(b)
Ys	VLBA4	Y Y	14 all all+	(b)
Ar	VLBA4	Y Y	8 all all	(b)
Wz (c)	MK4	Y	all all	3 3 3 3
Hh	MK4	Y Y	all- all+	8 2 8 2
Rob70/34	MK4	Y	all- all+	4 0 4 0
Sm	MK3A		none	? ? ? ?
Ka	K3/4		???	? ? ? ?
Mr	MK3A		??? ???	? ? ? ?
Ny	MK4	Y	all- all	4 0 4 0

- # Normally, the MK4 terminal is used for Jb telescopes, and the VLBA terminal for Cm. Two Mk5A units are now available, one is connected to Cm. In special cases, changes in this arrangement could be made, by prior consultation with Jb VLBI Friend.
- \$ At Effelsberg: use the MK4 terminal for projects requiring > 8 BBCs, and for MK4 modes (>256 Mb/s); use the VLBA terminal for experiments that require 8 or less BBCs in particular: global, VLBA correlator, VLBA modes, all requiring frequency-agility. Both the Mk4 DATA acquisition Terminal and the VLBA Terminal can be connected to the Mark 5A recorder. The Mark5B recorder will be implemented soon.
- @ 14 BBCs are installed at Mh. Only 8 are currently usable through all frequencies.
- ! Wb since Oct 2008 uses the TADUmax (Tied Array Distribution Unit) system connected to a Mark5B recorder which replaces the old analogue combination of Mark4 and Mark5A. The old analogue system is still available and can be used for single dish (ie 5cm) observations
- VLBA4** VLBA terminal with MK4 formatter
- VLBA+4** VLBA terminal with both MK4 (default) and VLBA formatters
- all-** All VLBA modes recorded with MK4 formatters have now been validated for inter-operability with the VLBA. However, there are still some restrictions resulting from differences between VLBA and MK4 terminals. Users should consult the document OK_modes.vlba which is available via anonymous ftp from: <ftp.aoc.nrao.edu> directory: pub
- all+** The full range of MK4 modes, including bit rates 1024 Mbps, is now operational (Jan 2002).
- (a) 250 and 1000 kHz filter must be on external slots for MK4 terminals ==> NOT VALIDATED FOR USE WITH VLBA CORRELATOR
- (b) VLBA terminals have all filters for every BBC channel
- (c) Recommend use of "geodetic patching" modes at 13, 3.6 cm at Wz
- (yy) Planned for year 20yy

==> Up-to-date EVN personnel email addresses and fax numbers can be obtained from:
www.evlbi.org/contact/.

IX.2 Obsługa terminala VLBI — R. Feiler

Niniejszy tekst zawiera skrót podstawowych wiadomości n.t. korzystania z terminala VLBI zainstalowanego w Katedrze Radioastronomii i sterowania nim za pomocą oprogramowania *Field System*.

IX.2.1 Cechy terminala P&G

Nasz terminal jest produktem angielskiej firmy *Penny&Giles*. Jest bardzo zbliżony do typowego terminala VLBA¹. Różnice są niewielkie i dotyczą głównie obsługi ręcznej i składni komend języka SNAP.

IX.2.2 Przygotowanie do sesji

Sprawdzenie procedur i skryptów

Oprogramowanie *Field System* posługuje się kilkoma rodzajami plików. Są to:

- *.drg, *.skd — pliki „nadrzędne”, służące do wygenerowania wszystkich pozostałych rodzajów plików²

¹ang. *Very Long Baseline Array* — sieć VLBI obejmująca całe USA

²za pomocą programu *drudg* będącego częścią *Field Systemu*

- *.snp, *.sna — skrypty w języku SNAP, bezpośrednio sterujące przebiegiem sesji, zawierające czasy poszczególnych operacji, komendy do sterowania anteną, bezpośrednio wywoływane przez operatora
- *.prc — biblioteki procedur w języku SNAP, z których korzystają skrypty³
- *.lst, *.txt — opisy, skróty, „rozkłady jazdy”, pomocne przy prowadzeniu obserwacji
- *.cov — „cover letter” – formularz zawierający dane n.t. obserwacji: *Primary Investigator*, obiekty, miejsce korelacji, obserwujące anteny, itp.
- *.log — tzw. logi – zapisy większości operacji wykonywanych przez Field System

Niektóre rodzaje plików mają swoje miejsce w strukturze katalogów na komputerze na którym zainstalowany jest Field System:

- Skrypty w języku SNAP — /usr2/sched
- Procedury — /usr2/proc
- Logi — /usr2/log

Sposób wyedytowania procedury systemowej

W razie konieczności wprowadzenia zmian w określonej procedurze można to uczynić za pomocą programu `pfmed`. Program `pfmed` jest częścią Field Systemu, lecz uruchamiany jest osobno z linii komend systemu (np. komendą `xterm -e pfmed`). Można go także uruchomić z domyślnego menu operatora (wywoływanego za pomocą środkowego przycisku myszy). Aby zmienić procedurę *nazwa*, należy wykonać następujące czynności:

1. Upewnić się, czy edytujemy bibliotekę procedur systemowych `station.prc` — komenda `pf,station`.
2. Otworzyć procedurę *nazwa* do edycji edytorem `vi` — komenda `ed,nazwa`
3. Wprowadzić odpowiednie zmiany (w języku SNAP wszystkie znaki w linii po znaku cudzysłowu ” są traktowane jako komentarz i są ignorowane)
4. Zachować zmiany komendą edytora `vi` — `:wq` (przed wykonaniem komendy należy wcisnąć klawisz *Esc*, aby opuścić tryb wstawiania tekstu edytora `vi`)
5. Zakończyć wykonywanie programu `pfmed` — komenda `ex`

Udostępnienie Field Systemowi procedur zawartych w danej bibliotece procedur (umieszczonej w katalogu /usr2/proc) następuje po komendzie `proc=nazwa`. Rozpoczęcie wykonywania skryptu (umieszczonego w katalogu /usr2/sched) wykonuje się komendą `schedule=nazwa,#numer`, gdzie *numer* oznacza numer pierwszej wykonywanej linii skryptu. Komenda ta udostępnia jednocześnie zawartość biblioteki procedur *nazwa* — tak, jak po poleceniu `proc=nazwa`.

³tu właśnie wymagane są częste modyfikacje

Ograniczenia wynikające z ilości konwerterów pasm

Terminal zainstalowany w Katedrze ma 8 konwerterów video, tzw. BBC⁴. Każdy z nich pozwala filtrować dwa bliźniacze pasma o częstotliwości od 450 do 1050 MHz i szerokości od 2 do 16 MHz. Górne i dolne części pasma⁵ mogą mieć różne szerokości. Tak więc w sumie możliwe jest nagrywanie 16 niezależnych kanałów jednocześnie. Standardowe konfiguracje Mark III wyposażone są w 14 konwerterów, zatem nasz terminal nie może obserwować w trybach wymagających użycia ich wszystkich jednocześnie. Większość trybów wymaga jednak tylko pewnego podzbioru BBC, np. tryby B, C, E wymagają jedynie bądź parzystych, bądź nieparzystych BBC. Wystarczy wówczas przyporządkować odpowiednie numery konwerterów naszej ósemce. Możliwość takich dostarcza programowalny tryb formatera M. Pozwala on niezależnie określić dla każdego kanału ścieżkę rekordera, na której będzie zapisywany sygnał i uaktywnić tylko rzeczywiście używane ścieżki⁶. Również w przypadku trybu A, niestety wymagającego użycia wszystkich 14 BBC jednocześnie, można zmniejszyć rozmiar strat odpowiednio wybierając, które z 14 pasm będziemy rejestrować⁷.

IX.2.3 Rozpoczęcie pracy

Uruchomienie komputera sterującego i terminala

Komputerem sterującym terminalem jest Pentium HP Server⁸. Połączony jest z rekorderem i formaterem za pomocą łącza RS-422. Odpowiedni konwerter zamienia sygnał standardu RS-232 interfejsu szeregowego na RS-422. W przyszłości możliwe będzie wykorzystanie w tym celu karty DigiBoard z 16 łączami szeregowymi.

Włączenie komputera

Na komputerze zainstalowany jest system Linux⁹. Uruchamia się on jako system domyślny po kilku sekundach oczekiwania. Czasem, szczególnie po nagłym wyłączeniu zasilania, dość długo trwa sprawdzanie spójności systemu plików na dyskach. Jeśli doczekamy się zachęty `login` : — nie ma się czym przejmować. Domyślnie automatycznie uruchamiany jest też X-server, oferując od razu graficzne środowisko pracy.

Włączenie terminala

Kolejność uruchamiania poszczególnych urządzeń przedstawia się następująco:

1. zasilanie terminala¹⁰
2. 6 wyłączników zasilaczy formatera¹¹

⁴od ang. *Base Band Convertors*

⁵tzw. USB – *upper side band* i LSB – *lower side band*

⁶instrukcjami `trackform` i `tracks`

⁷w szczególnym przypadku, gdy chcemy wykorzystać częstotliwości akurat z pierwszych 8 BBC, można ustawić tryb A formatera — BBC 9 – 14 będą oznaczone jako uszkodzone i „wymaskowane” w czasie korelacji

⁸o adresie internetowym `fs.astro.uni.torun.pl` albo 158.75.4.68

⁹dostępny za darmo klon systemu *Unix* na komputery 80386/486/Pentium

¹⁰wtyczka sieciowa z tyłu rekordera

¹¹u góry stojaka formatera

Uruchomienie Field Systemu

Przy każdym uruchomieniu Field Systemu konieczne jest wykonanie kilku stałych czynności.

Uruchomienie pakietu

Wszystkie czynności związane z obsługą Field Systemu wykonuje się jako użytkownik `oper`. Ma on przygotowane odpowiednie środowisko i uprawnienia do wykonywania poszczególnych programów¹². W jego ścieżce¹³ znajdują się katalogi zawierające wszystkie części Field Systemu. Po wlogowaniu się może on w oknie *Login shell* uruchomić Field System komendą `fs`. W oknie tym będą się wyświetlać rozmaite komunikaty pakietu, natomiast do wprowadzania komend pojawi się dodatkowe okno OPRIN¹⁴.

Synchronizacja czasu formatera z czasem wzorca

Czas formatera powinien być identyczny z czasem wzorca maserowego. Pełne sekundy ustawiane są przez Field System, ułamkowe części pobierane z sygnałów 1 PPS¹⁵ i synchronizowane sygnałem 5 MHz¹⁶. Jeśli przy starcie Field System stwierdzi, że czas formatera zbytnio różni się od czasu komputera sterującego (a tak zwykle jest w przypadku resetu formatera), wyświetla komunikat. Korekcji czasu formatera dokonuje się programem `fmset`. Jest on dostępny w *menu operatora*¹⁷, lub w dowolnym oknie `xterm` jako osobna komenda. Pozwala ustawić czas formatera z dokładnością do 1 s. Jeśli różnica wskazań zegara formatera i wzorca atomowego nie jest zbyt duża, można ją skorygować klawiszami `+` i `-`, w przeciwnym razie należy najpierw wpisać przybliżoną wartość po wciśnięciu klawisza `=`. Ostatnia cyfra sekund jest pokazana również na wyświetlaczu na obudowie formatera — powinna być identyczna z tą z wzorca.

Korekcja modelu czasu Field Systemu

Field System posługuje się trzema rodzajami czasu:

- czasem komputera — pobieranym z zegara bateryjnego
- czasem formatera — identycznym z UT z wzorca
- czasem Field Systemu — modelem opartym na czasie komputera i korygowanym czasem formatera

Do korekcji modelu służy program `setcl`. Po zmianie czasu formatera programem `fmset` konieczne jest wykonanie w oknie OPRIN komendy `sy=run setcl offset`. Kontrolnie

¹²np. przywileje zmiany priorytetu procesów, konieczne dla uczynienia z Linux-a systemu czasu prawie rzeczywistego

¹³*PATH* — zbiór katalogów przeglądanych w poszukiwaniu plików wykonywalnych

¹⁴*Operator Input*

¹⁵1 *pulse per second*

¹⁶aktualnie z wzorca maserowego — jeśli są problemy z ustawianiem poszczególnych konwerterów, najprawdopodobniej dołączone jest zbyt słabe źródło tego sygnału

¹⁷środkowy przycisk myszy — lub oba naraz, gdy są tylko 2

można ponownie uruchomić program `fmset` — czas Field Systemu powinien być identyczny z czasem formatera¹⁸. Na taśmie zapisywany jest czas formatera; czas Field Systemu używany jest do sterowania przebiegiem skryptu¹⁹.

Korekcja czasu systemowego

Korekcji zegara systemowego należy dokonywać tylko w przypadku bardzo dużych odchyłek od UT²⁰. Wykonać ją można komendą `date -s HH:MM` wydaną z poziomu interpretera poleceń *Unixa*²¹. Trzeba pamiętać, że strefa czasowa komputera sterującego to GMT²², a nie czas strefowy obowiązujący w Polsce.

Uruchomienie komunikacji z głównym komputerem sterującym teleskopem

Sterowanie teleskopem odbywa się za pośrednictwem stacji roboczej HP 735i. Komunikacja pomiędzy tą stacją i komputerem `fs` odbywa się za pomocą mechanizmu RPC²³. Rolę klienta na komputerze `fs` odgrywa Field System i jego komendy `source`²⁴, `antenna`²⁵, `onsource`²⁶. Serwerem, na stacji roboczej HP, jest program `ant_svc`²⁷, który korzysta z programów `vxilink` i `rt4link`. Należy uruchomić go po uruchomieniu obu tych programów i wyłączyć przed wyłączeniem któregoś z nich.

Uruchomienie skryptu

Uruchomienie skryptu wykonuje się komendą `schedule=nazwa,#numer`, gdzie `numer` oznacza numer pierwszej wykonywanej linii (zwykle 1). W oknie *System status monitor*²⁸ zmienia się nazwa aktualnie wykonywanego skryptu, następuje ustawienie parametrów potrzebnych konwerterów video, trybu formatera itp. Następnie komputer wykonuje procedurę `newtape` i czeka na zamontowanie pierwszej taśmy przez operatora.

IX.2.4 W trakcie obserwacji

Przebieg wykonywania skryptu

Jeśli skrypt wykonuje się bezbłędnie, terminal nie potrzebuje żadnej dodatkowej obsługi. Można śledzić aktualnie wykonywane instrukcje za pomocą instrukcji `list`²⁹, wstrzymać wykonywanie skryptu komendą `halt`, lub wznowić komendą `cont`.

¹⁸dane o wielkości poprawki służą do poprawiania modelu; niestety w przypadku nieregularnej, dużej zmiany czasu komputera model nie odpowiada rzeczywistości i konieczne jest dość częste uruchamianie programu `setcl`

¹⁹więc odchylenie rzędu 0.5 s nie gra tu większej roli

²⁰np. rzędu 10 minut

²¹`shell` — np. w dowolnym oknie `xterm`

²²*Greenwich Mean Time*, w zasadzie równy UT

²³*Remote Procedure Calling*

²⁴używana do wydawania teleskopowi rozkazu skierowania się na dane źródło

²⁵np. komendy `antenna=calon`, `antenna=caloff` odpowiednio włączają i wyłączają sygnał z kalibracyjnego źródła szumów

²⁶pobiera z komputera sterującego aktualną pozycję teleskopu i ustawia odpowiednio znacznik SLEWING/TRACKING

²⁷znajdujący się w katalogu `trao2:/home/oper/bin`

²⁸uruchamianym z menu operatora lub komendą `xterm -e monit2 &`

²⁹pokazującej kilka sąsiednich linii skryptu w otoczeniu aktualnie wykonywanej

IX.2.5 Gdy dzieje się niedobrze

Zanik napięcia

Co się stanie z komputerem sterującym

Komputer sterujący `fs` podłączony jest do zasilacza awaryjnego³⁰, który jest w stanie dostarczyć napięcia na od 3 do 6 minut, w zależności od ilości podłączonych urządzeń. Jeśli można się spodziewać, że czas zaniku nie przekroczy 5 minut, należy wyłączyć monitory stacji roboczej HP i komputera `fs`, co pozwoli przedłużyć do maksimum czas pracy zasilacza awaryjnego. Nagłe wyłączenie zasilania może spowodować uszkodzenie struktury logicznej systemu plików, więc należy uprzedzić je wykonując *shutdown* systemu.

Jak wykonać shutdown komputera sterującego

Normalnie wyłączyć komputer pracujący pod kontrolą wielodostępnego systemu operacyjnego może tylko *superuser*. *Linux* zachował jednak z czasów systemu *Microsoft DOS* możliwość używania kombinacji `Ctrl-Alt-Del` w celu restartu systemu. Sekwencja restartu komputera `fs` wygląda więc następująco:

1. wylogować się ze wszystkich sesji, wyłączyć Field System
2. przejść do konsoli tekstowej kombinacją klawiszy `Ctrl-Alt-F1`
3. za pomocą kombinacji `Ctrl-Alt-Del` wykonać *shutdown* systemu

Co się stanie z terminalem

Terminal (zarówno rekorder, jak i formater) pobierają zbyt dużo mocy, aby mogły być podtrzymywane awaryjnie. W przypadku zaniku napięcia należy je wyłączyć z sieci, aby w razie powrotu zasilania móc je włączyć w sposób „kontrolowany”.

Odtworzenie stanu Field Systemu sprzed wyłączenia

Aby móc kontynuować obserwacje, należy doprowadzić ustawienia terminala do stanu, w jakim powinny się one normalnie w danej chwili znajdować. Należy określić na podstawie odpowiedniego pliku opisowego *experiment summary file*, w jakim położeniu powinna się aktualnie znajdować taśma i od jakiego numeru linii należy wznowić wykonywanie skryptu. Należy:

1. określić, które źródło powinno być aktualnie śledzone, i wykonać komendę `source=...` w oknie *oprin* lub `ps ...` w oknie rozkazów dla teleskopu — na stacji roboczej HP.
2. sprawdzić, czy procedura ustawiająca parametry skanu *setup procedure* ustawia także parametry poszczególnych BBC
3. uruchomić skrypt w odpowiedniej linii³¹ — komendą `schedule=nazwa,#numer`.

³⁰UPS — ten sam, który chroni stację roboczą HP i moduł VXI (jest umieszczony w tej samej szafce)

³¹najczęściej będzie to linia z poleceniem `source=...`

Odtworzenie stanu terminala sprzed wyłączenia

Trzeba pamiętać o synchronizacji i ustawieniu czasu formatera.

Inne sytuacje awaryjne*Zawieszenie się komputera sterującego*

W zasadzie komputer pracujący pod kontrolą *Linux*-a nie powinien się zawieszać. Przyczyną tragedii może być np.:

- Zbyt duże obciążenie systemu — niektóre procesy Field Systemu mają sztucznie zwiększony priorytet dla przydziału czasu procesora; może to powodować nienaturalne opóźnienia w obsłudze *hardware*'u i ujawniać normalnie niewykrywalne błędy ich sterowników.
- Najbardziej prawdopodobna jest sytuacja, że system operacyjny będzie działał poprawnie, natomiast błędy wykaże Field System. Należy wówczas wyłączyć Field System komendą `terminate`, wykonać komendę `kill pid` lub, w razie potrzeby `kill -9 pid` na wszystkich pozostałych procesach Field Systemu, i wystartować go od początku, jak w przypadku zaniku zasilania.

IX.2.6 Zakończenie pracy — zatrzymanie Field Systemu

Field System wyłącza się komendą `terminate` wydaną w oknie OPRIN. Automatycznie wyłączone zostają wszystkie dodatkowe programy (za wyjątkiem okna *BBC Setup*, które należy wyłączyć „ręcznie”).

IX.2.7 Uwagi końcowe

W przypadku jakichkolwiek wątpliwości należy zwrócić się do dokumentacji terminala, Field Systemu (niektóre części są niestety dostępne tylko dla wersji 8.2) i systemu operacyjnego.

IX.3 Lista poleceń języka SNAP — *K.M. Borkowski*

Field System używa języka SNAP (*Standard Notation for Astronomy Procedures*). Oto ważniejsze jego polecenia:

?=*command* — podaje znaczenie polecenia *command* (jak `help=`)

`antenna=polecenie,polecenie,...` — przesłanie rozkazów do anteny

`bbc.NN=freq,ifABCOrD,bwUSB,bwLSB,aver_sec,AGCOrMAN,gainUSB,gainLSB` — baseband konwerter (VLBA); *NN* — wskaźnik BBC (01 - 14)

`beamN=HPBW` — zadanie szerokości wiązki dla polecenia `flux`; *N* może przyjmować wartości a - d (system VLBA)

`cont` — kontynuuj wykonywanie skryptu (*schedule*) po przerwaniu przez `halt`

`dqa=czas` — analiza jakości danych w VLBA przez *czas* [w sekundach]

`echo=on/off` — włączenie/wyłączenie przekazywania zewnętrznych komunikatów na terminal operatora

fivpt=syst,n_powl,n_pt,krok,integr,device — polecenie skanowania źródła
flush — reinicjacja *stacku* procedur operatora
fluxN=model,flux1,kąt1,kąt2,flux2,kąt3,kąt4 — ustaw parametry dla źródła
fsversion — numer wersji Field Systemu
halt — wstrzymaj wykonywanie *schedule* do czasu polecenia *cont*
help= — *command* podaje znaczenie polecenia *command* (jak *?=command*)
ifdcd=attC,attD,inputC,inputD,aver_time — dystrybutor IF, kanały C & D
list=start,#wierszy — pokaż fragment pliku *schedule*
lo=chanA,chanB,chanC,chanD — zadanie całkowitych częstotści LO w MHz
log=name — otwórz nowy plik *log* o nazwie *name*
onoff=repet,czas_integr,det1,det2,elev_cutoff,off_dist — pomiary *on-off*
onsource — podaj czy antena śledzi (*tracking*), czy jest to przejazd (*slewing*)
op=name — identyfikator operatora (do 12 znaków)
proc=proc_name — otwórz nową bibliotekę procedur
radecoff=RA,DEC — przestaw antenę na pozycję „offsetową” (o podaną ilość stopni)
schedule=name,start,#lines — rozpocznij nowy plik *schedule*
source=name,RA,DEC,epoch — przejazd na nowe źródło o podanych współrzędnych
 (jeśli *name* jest *azel*, współrzędnymi są azymut i elewacja; przy *sun* i *moon* nie
 trzeba podawać współrzędnych)
status — wyświetl informacje o aktualnym programie obserwacji
sy=command — wyślij systemowe polecenie *command*
terminate — zakończenie pracy z Field Systemem
ti — wyświetl najbliższe polecenia czekające na wykonanie
tpi=lista — przeczytaj wartości *total power* ze wskazanych integratorów
tpical=lista — j.w., ale przy włączonym sygnale kalibracyjnym
tpzero=lista — j.w. — wykonaj pomiary sygnału, które będą odejmowane od wszystkich
 innych pomiarów mocy całkowitej
track — wyświetl informacje o śledzeniu anteny (czas, kąty, błędy,...)
tsysN=lista — oblicz i wyświetl temperatury systemowe dla różnych kanałów IF; *N* =
 a, b, c albo d
wakeup — powoduje zadziałanie wewnętrznego dzwonka terminala
xdisp=On/Off — po *xdisp=on* wyświetlane są wszystkie komendy i odpowiedzi
xlog=On/Off — po *xlog=on* do pliku *.log* zapisywane są wszystkie komendy i odpowiedzi

IX.4 Standartowe procedury — K.M. Borkowski

Procedury stanowią ciągi poleceń SNAP. Znajdują się one w katalogu */usr2/proc* w postaci biblioteki procedur *station.prc*. Ogólne informacje o funkcjach wielu procedur są zawarte w ich nazwach (od 2- do 12-literowych). M.in., dla procedur *setup*-owych nazwa zawiera człony *ffB Mp* (np. *sx2c1*), częstotści konwerterów BBC — *bbcffB*, dystrybutora IF — *ifdff* (np. *ifdsx*), gdzie:

ff — kod częstotści, np. *sx*

B — szerokość pasma w MHz, np. 2

M — typ i tryb formatera (c – MkIII, v11 – VLBA 1:1 *fanout*)

p — numer *sub-passu* (1, 2, 3 dla MkIII i a,b,... dla VLBA)

Lista wybranych procedur

<code>bbcagc</code>	— ustawia BBC w tryb AGC	<code>midob</code>	— pomiary w czasie obserwacji
<code>bbcman</code>	— ustalenie aktualnego tłumienia	<code>postob</code>	— funkcje po obserwacjach
<code>bread</code>	— pokaż ustawienia i sygnały BBC	<code>preob</code>	— przed zapisywaniem danych
<code>caloff</code>	— wyłączenie sygnału kalibrac.	<code>setup</code>	— gotowość wszystkich modułów
<code>calon</code>	— włączenie kalibracji	<code>vlbainit</code>	— inicjalizacja VLBA
<code>initi</code>	— po starcie Field Systemu		

IX.5 Obsługa Mark 5A — M. Kunert-Bajraszewska

IX.5.1 Rekordery Mark 5

Rekorder Mark 5A zastąpił wcześniej używany rekorder taśmowy. Urządzenie to zostało opracowane w MIT Haystack Observatory (USA), a wersję seryjną produkuje firma Conduant. W połowie 2009 roku na świecie używanych było około 250 rekorderów typu Mark 5. W systemie tym dane z 8, 16, 32 lub 64 ścieżek z formatera Mark4 lub VLBA zapisywane są na typowych twardych dyskach komputerowych z szybkością do 1024 Mbps (2010 r.). W innych stacjach w użyciu są też rekordery Mark 5B (nie wymaga zewnętrznego formatera, z możliwością zapisu z szybkością 2048 Mbps) oraz Mark 5C (to nowy 'bezformatowy' system, prototypy mają pojawić się w 2010 r., z możliwością zapisu w formacie Mark 5B i z szybkością do 4096 Mbps).

Wewnątrz rekordera Mark 5A mieszczą się dwa wymienne moduły dysków, tzw. *disk-pack* (DP) lub *8-pack*, każdy zawierający do 8 twardych dysków podłączonych w 4 pary Master/Slave — wszystkie skonfigurowane (zworkami) na tryb *Cable Select*.

Na stronie www.haystack.mit.edu/tech/vlbi/mark5/operations.html znajdują się m.in. następujące opracowania (w formacie pdf):

- *Mark 5A Users Manual* — podręcznik użytkownika
- *Mark 5A Tutorial* — przykłady
- *Mark 5A System Test Procedures* — procedury testowania
- *Simplified Mark 5A System Test Procedures* — uproszczone testy
- *Mark 5 Disk-Module Assembly, Test and Conditioning* — montowanie disk-packów z części zakupionych u Conduanta i dysków, testowanie i formatowanie.

IX.5.2 Polecenia Mark 5A

Z poleceń tych można korzystać po uruchomieniu w oknie komputera `mark5` głównego programu Mark5A oraz testowego `tstMark5A`. Np., polecenie

```
Mark5A -m 0 &
```

uruchomi główny program w tle (znak `&`) z pewną liczbą dodatkowych komunikatów do debugowania (parametr 0; w normalnym użytkowaniu można tu dać wyższą cyfrę — maksymalnie 3 daje najmniej komunikatów). Gotowość programu poznamy po ostatnim komunikacie, który będzie miał postać:

```
Mark5A Ready. End with EndM5, please
```

Teraz wpisujemy

```
tstMark5A
```

otrzymując odpowiedź

tstMark5A Ready (end with ^C)
>

Polecenia ogólne

DTS_id? — Get system information (query only)
 error? — Get error number/message (query only)
 OS_rev1? — Get details of operating system (query only)
 OS_rev2? — Get more details of operating system (query only)
 protect — Remove erase protection for active module
 recover — Recover data overwritten or terminated abnormally during recording
 reset — Reset Mark 5 unit (command only)
 SS_rev1? — Get StreamStor firmware/software revision levels, part 1 (query only)
 SS_rev2? — Get StreamStor firmware/software revision levels, part 2 (query only)
 status? — Get system status (query only)
 task_ID — Set task ID (primarily for correlator use)

Zapis i odtwarzanie

mode — Set data recording/playback mode
 play — Play data from current or specified play pointer position
 play_rate — Set playback data rate; set tvg rate
 record — Turn recording on/off; assign scan label
 scan_play — Play scan specified by current value of scan_set parameters
 scan_set — Set scan for scan_check, scan_play, disk2file and disk2net
 skip — Skip forward/backward specified # of bytes during playback or net2out

Sprawdzanie danych

data_check? — Check data starting at position of current play pointer (query only)
 scan_check? — Get scan parameters (query only)
 track_check? — Check data on selected track (query only)
 track_set — Select tracks for monitoring with DQA or track_check

Przesyłanie danych

disk2file — Transfer data from Mark 5 to file
 disk2net — Transfer data from Mark 5 to network
 file2disk — Transfer data from file to Mark 5
 in2net — Transfer data directly from Mark 5 input to network
 net_protocol — Set network data-transfer protocol
 net2disk — Transfer data from network to Mark 5
 net2out — Transfer data directly from network to Mark 5 output

Zarządzanie bankami

bank_info? — Get bank information (query only)
 bank_set — Select active bank for recording or playback
 bank_switch — Enable/disable automatic bank-switching (not yet implemented)

Informacje dyskowe

dir_info? — Get directory information (query only)
 disk_model? — Get disk model numbers (query only)
 disk_serial? — Get disk serial numbers (query only)
 disk_size? — Get disk sizes (query only)
 disk_state — Set/get Disk Module Status (DMS): last significant disk operation
 disk_state_mask — Set mask to enable changes in DMS

`get_stats?` — Get disk-performance statistics (query only)
`position?` — Get current record and play pointers (query only)
`replaced_blks?` — Get number of replaced blocks during playback (query only)
`runtime?` — Get remaining record time on current disk set (query only)
`start_stats` — Start gathering disk-performance statistics.
`VSN` — Write extended-VSN to permanent area

Szczegółowy opis tych poleceń znajduje się w dokumencie *Mark 5A command set* na stronie <http://www.haystack.mit.edu/tech/vlbi/mark5/docs/command5a.pdf>

IX.5.3 Przygotowanie *disk-packów do zapisu (preconditioning)*

1. Logujemy się na `mark5` jako użytkownik `oper`
2. Wkładamy dwa packi, i przekręcamy kluczyk; czekamy aż zapali się lampka ‘lock’
3. Wpisujemy komendę do czyszczenia: `SSErase -m 0 -c 1`
4. Program zapyta czy chcemy czyścić oba packi — odpowiadamy ‘Y’
5. Po zakończeniu czyszczenia wpisujemy: `SSReset`
6. Teraz możemy już wyjąć packi i odłożyć je na górną półkę

Czyszczenie packów trwa kilka godzin, np. pack o pojemności 1.6 TB czyści się ok. 5 godzin, a pack 3.2 TB — ok. 8 godzin.

Jeśli wszystko poszło dobrze, pojawi się taki komunikat:

```

SSErase DEBUG:  XLRSelectBank() to B OK
SSErase DEBUG:  Erased bank B OK
SSErase DEBUG:  XLRSetUserDir() bank B OK
SSErase DEBUG:  Bank-B DMS set to Erased
SSErase DEBUG:  XLRSelectBank() to A OK
SSErase DEBUG:  Erased bank A OK
SSErase DEBUG:  XLRSetUserDir() bank A OK
SSErase DEBUG:  Bank-A DMS set to Erased
SSErase DEBUG:  XLRClose() OK
  
```

Jeśli dla któregoś packa nie ma ‘OK’, należy odnotować ten fakt (zapisać nazwę packa).

IX.5.4 Obserwacje w sesji EVN

1. Wkładamy odpowiedni(e) disk-pack(i) do rekordera Mark 5
2. Logujemy się na `mark5` jako użytkownik `oper` i wpisujemy polecenia:

```

script -af nazwa_eksperymentu.txt
Mark5A -m 0 | & LLogr &
  
```

Po zakończeniu eksperymentu napiszemy w tym oknie:

```

EndM5
exit
  
```

3. Na komputerze `trenio` ustawiamy poziomy szumów wpisując komendę `sesja`

4. Logujemy się na komputer `fs`, uruchamiamy Field System, uruchamiamy skrypt kontrolny, ustawiamy system i wszystkie parametry.

Uwaga: nazwa skryptu kontrolnego tym różni się od właściwego, że przed nazwą eksperymentu ma literę ‘p’. Zatem piszemy:

```
schedule=pnazwa,#1
```

Gdy już wszystko jest ustawione, uruchamiamy skrypt właściwy:

```
schedule=nazwa,#1
```

Gdy wykonywanie skryptu zatrzyma się na komendzie `halt`, wpisujemy:

```
mk5relink
```

5. Uruchamiamy `Skype` i sprawdzamy, czy w JIVE-ie czegoś od nas nie oczekują, ale w czasie regularnej sesji raczej się nie będą zgłaszać. Podczas sesji ‘czat’ poprzez `Skype` odbywa się tylko przy eksperymentach z ftp-owaniem, czyli na ogół na początku każdego pasma (L, C1, lub C2).

6. Eksperymenty kalibracyjne CL...:

a. nie używamy disk-packów

b. nie uruchamiamy `mark5`

c. na `fs` uruchamiamy wykonywanie skryptu `cl...snp`, a kiedy zatrzyma się na komendzie `halt`, ustawiamy parametry i ‘puszczamy’ skrypt poleceniem `cont`.

Przesyłanie FTP danych do *fringe-testów*

Występuje tylko w projektach typu F... i N... czyli np. F10C1, N10L1 itp.

1. w osobnym oknie logowanie na `mark5` jako `oper`

2. wysyłanie pliku:

```
/usr/bin/ncftp fringe.test.jive.nl
```

```
cd /ftpdata/
```

```
bin
```

```
put nazwa_pliku
```

```
quit (po zakończeniu transferu i sprawdzeniu efektu poleceniem dir)
```

Nazwy przesyłanych plików, *nazwa_pliku*, mają postać:

```
nazwa-eksperymentu_tr_no...m5a
```

Przypadki szczególne

A. Zanik prądu. Po powrocie prądu należy uruchomić skrypt od określonej linii. Do jej wyszukania można użyć programu `fsno`. Program ten znajduje się na `fs` w `/usr2/sched/`, czyli tam, gdzie wszystkie skrypty (pliki typu `.snp`). Wykonujemy następujące czynności:

a. logujemy się na `fs` w osobnym oknie i przechodzimy do katalogu `cd /usr2/sched/`

b. wydajemy polecenie `fsno nazwa_skryptu dzien_roku czas_HH:MM:SS`, np.

```
fsno te088.snp 275 18:30:00
```

c. program daje odpowiedź, np.

```
OK - time tags found from 275.13:59:50 to 275.19:59:20
```

```
use command: schedule=te088.snp,#313
```

d. zatem w oknie `oprin` należy w tym przypadku wpisać:

```
schedule=te088,#313
```

Uwaga: Podawany programowi czas należy ustalić z pewnym wyprzedzeniem.

Na przykład, jeśli po powrocie prądu i ustawieniu systemu jest godzina 17:15, to należy wyszukać linię na godzinę 17:20 bądź 17:30 — tak, żeby zapewnić dość czasu na uruchomienie skryptu i najazd na źródło.

B. Silny wiatr (ale prąd jest i wszystko działa poprawnie). Należy postawić antenę w stanie spoczynkowym, natomiast NIE zatrzymujemy skryptu (nie piszemy `halt`), zamiast

tego w oknie oprin `fs`-a wydajemy polecenie:

```
antenna=switch,off
```

Jest to polecenie, które przerywa komunikację pomiędzy `fs`-em a radioteleskopem. FS dalej przetwarza skrypt: ustawia BBC, formater, nagrywa, przerywa nagrywanie itp., czyli zachodzi normalne wykonywanie skryptu, ale żadne polecenia z FS nie są wysyłane do anteny. Wtedy z anteną można robić, co się chce.

Aby przywrócić obserwacje, wystarczy w tej sytuacji wydać komendę:

```
antenna=switch,on
```

Sprawia ona, że połączenie z anteną zostaje wznowione i obserwacje są kontynuowane.

IX.5.5 Obserwacje e-VLBI

Do eksperymentów bezdyskowych na komputerze `fs` trzeba ustawić wszystko i uruchomić skrypt tak jak do zapisu na dyskach. Na `mark5`, wlogowawszy się jako `oper`, należy wpisać komendę:

```
/opt/jivemark5a -m 0&
```

Po zakończeniu obserwacji, na `mark5` piszemy:

```
pkill -9 jivemark5a
```

IX.6 Gospodarka dyskami — K.M. Borkowski

Zapis obserwacji VLBI odbywa się na standardowych dyskach komputerowych. Dyski są zamontowane w tzw. *disk-packi* (DP) zawierające po osiem dysków. Na typową sesję EVN potrzeba 20–30 DP. Zwykle otrzymujemy je przed każdą sesją z JIVE w liczbie odpowiadającej potrzebom naszej stacji. Od czasu do czasu sami robimy zakupy modułów i dysków i montujemy nowe DP. Po otrzymaniu przesyłki *diskpacków* z JIVE należy:

- Złożyć raport o otrzymanych DP za pośrednictwem systemu WEBTRACK (patrz niżej).
- Odpowiednio wcześniej przed sesją wykonać *preconditioning*, tj. rodzaj formatowania wszystkich dysków w każdym DP (patrz punkt IX.5.3). Jest to czasochłonny proces.

Uwaga: Podczas zapisywania dysków należy zwracać uwagę na przeznaczenie DP, tj. korelator, gdzie dany eksperyment będzie opracowywany (JIVE, Socorro lub Bonn) i zgodnie z tym używać DP (nie zapisywać eksperymentów przeznaczonych dla różnych korelatorów na tym samym DP!).

Diskpacki z danymi zapisane podczas sesji obserwacyjnej muszą zostać oklejone etykietami (*labels*) z kodem paskowym, nazwą eksperymentu i czasem obserwacji. Ich wysyłanie następuje sukcesywnie, w miarę przybywania, jednak nie w dowolne dni. Zgodnie z ustaleniami w tzw. *Bologna Charter* wysyłka DP powinna odbywać się w zasadzie w najbliższy:

poniedziałek do JIVE lub Bonn, zaś we
wtorek do Socorro.

Od tej reguły są pewne wyjątki (np. eksperymenty typu NME, *Network Monitoring Experiment*, należy wysyłać zaraz po obserwacjach). Każda wysyłka, podobnie jak otrzymanie, powinna zostać „skwitowana” odpowiednim raportem w *WebTrack*’u.

WebTrack

WebTrack jest internetowym systemem informacji o *diskpackach* i magnetycznych taśmach używanych wcześniej do celów VLBI. System ten utrzymuje NRAO, gdzie został opracowany. Dostępny jest przez stronę WWW:

<http://magnolia.nrao.edu/track/>

ale aby móc z niego korzystać, trzeba znać kod użytkownika (*username*), który dla naszej stacji brzmi:

i pięcioliterowe hasło

DP i taśmy znajdujące się w archiwum *Track*'a rozpoznawane są po numerach identyfikacyjnych (tzw. *VSN*) i numerach kontrolnych. Każdemu takiemu obiektowi przypisano jedno z miejsc: któryś z korelatorów albo stacja VLBI, w której się znajduje lub do której został wysłany.

Zarejestrowanie otrzymanych DP polega na wpisaniu do właściwego pola *home page Track*'a odpowiednich nazw DP. Lista może wyglądać np. tak:

TR-00011
 UAO-0012
 MED-1009
 WSRT-066
 SHA0-030
 SHA0-030
 SHA0-030
 MPI-0407

i można ją przygotować wcześniej (korzystając z *Track*-owej listy DP wysłanych do naszej stacji, albo całość wpisać ręcznie pod jakimś edytorem lub używając czytnika kodu paskowego), a następnie skopiować w okienko *Track*'a (czytnikiem można też wpisywać nazwy wprost do okienka). Jeśli na liście wystąpią błędy, *Track* nie zaakceptuje jej lecz wskaże, który

DP jest błędnie wpisany i po poprawieniu można jeszcze raz wykonać *Submit*.

Podobnie rejestruje się DP wysyłane, z tym że DP są grupowane według eksperymentu. Lista składa się więc z grup zaczynających się wierszem z nazwą eksperymentu, którego pierwszym znakiem musi być #. Np.:

JUN031155TR — wpis proponowany przez *Track*
 #EB039C
 TR-00011
 UAO-0012
 #EG040A
 MED-1009
 #EM072A
 WSRT-066
 SHA0-030
 #EP064E
 SHA0-030
 #EM072B
 SHA0-030
 MPI-0407

WebTrack pozwala również na łatwe sprawdzenie, jakie DP znajdują się aktualnie w określonej stacji i jakie są do niej w drodze. Poszczególne stacje wybiera się wpisując odpowiedni dwuliterowy kod (Toruń ma Tr i nie trzeba go wpisywać, gdyż po wlogowaniu się do *Track*'a jest on automatycznie wybierany jako domyślny).

IX.7 Kalibracja obserwacji VLBI — *K.M. Borkowski*

Końcowym produktem typowych obserwacji VLBI (e-VLBI) są mapy radioźródeł wyskalowane w jednostkach gęstości strumienia (Jy). Dane VLBI pochodzące z terminala są pozbawione informacji o mocy odbieranego sygnału, dlatego konieczna jest kalibracja. Jej istotą jest wyznaczenie równoważnej temperatury systemowej (T_{sys}) w każdej stacji równoległe z obserwacjami VLBI. Temperatura ta niesie informację o sumarycznej mocy sygnału i innych szumów odbieranych przez antenę i generowanych przez systemy odbiorcze. Podczas korelacji danych VLBI wyznacza się ułamek całkowitej mocy odbieranej w każdej parze stacji jaki przypada na sygnał obserwowanego źródła (współczynnik korelacji), czyli ułamek z $\sqrt{(T_{sys1}T_{sys2})}$. Znając wartości T_{sys} można przeliczyć ten zmierzony ułamek (współczynnik korelacji C_{12}) na równoważną temperaturę lub gęstość strumienia (patrz rozdz. VII).

W czasie obserwacji VLBI odbywa się „ciągłe” monitorowanie T_{sys} poprzez włączanie w regularnych odstępach na wejście systemów odbiorczych sygnału diody kalibracyjnej o wcześniej wyznaczonej równoważnej temperaturze, T_{cal} . Field System w plikach `.log` rejestruje wartość mocy na wyjściu konwerterów BBC bez włączonej diody (jest ona proporcjonalna do T_{sys}) i z włączoną ($T_{sys} + T_{cal}$). Z takich pomiarów, znając T_{cal} można wyznaczyć T_{sys} .

Jak stąd widać, węzłową sprawą jest wyznaczenie T_{cal} . W praktyce w tym celu przeprowadza się specjalne eksperymenty kalibracyjne w trakcie sesji VLBI (też poza nimi), ale bez rejestracji sygnału (eksperymenty takie nazywane są zwykle `CL...`). Dane z tych obserwacji są zbierane wyłącznie w plikach `c1...log`.

W czasie eksperymentu kalibracyjnego obserwuje się przynajmniej jedno radioźródło kalibracyjne przez dostatecznie długi czas (potrzebny na zebranie w miarę dobrej statystyki). Obserwacja ta polega na powtarzaniu ciągu składającego się z następujących pomiarów mocy na wyjściu BBC (zapisywanych w plikach `c1...log`):

- a) na źródle,
- b) na źródle z włączoną diodą kalibracyjną,
- c) poza źródłem z włączoną diodą kalibracyjną,
- d) poza źródłem (dioda wyłączona) oraz
- e) ze stłumionym sygnałem na wejściu BBC (pomiar „zera”).

Wszystkie lub niektóre z tych pomiarów mogą być powtarzane kilkakrotnie w zależności od zredagowania pliku `c1...snp` (są w tym względzie pewne ograniczenia narzucone przez procedurę/program `onoff`). Pomiarów są wykonywane jednocześnie na wszystkich ośmiu BBC (w jednej lub obu wstęgach bocznych), przy czym przed kolejnymi powtórzeniami pomiarów ustawia się inne częstotliwości na BBC (a zatem są to także inne częstotliwości obserwacji), tak by w czasie danego eksperymentu pokryć całe pasmo (L, C1 lub C2) zgodnie z pokryciem częstotliwości danej sesji VLBI.

Dane zebrane w plikach kalibracyjnych `c1...log` pozwalają na wyznaczenie T_{cal} w funkcji częstotliwości obserwacji. Służy do tego program `gnplt` (od: Gain Plot) dostępny na komputerze Field Systemu. Niestety, głównie ze względu na pewne niedoskonałości naszego systemu sterowania, powodujące, że część z pomiarów a) ... e) jest zepsuta, w praktyce bardzo trudno skorzystać z tego wygodnego narzędzia. Dlatego dla naszej stacji konieczne było przygotowanie specjalnego oprogramowania pozwalającego na wyznaczenie T_{cal} w obecności silnych zakłóceń i wielu zepsutych pomiarów; opisano je w artykule www.astro.uni.torun.pl/~kb/Reports/EVNcal/EVNcalibration.html.

Uzyskane z eksperymentów kalibracyjnych T_{cal} są umieszczane w plikach `...l.rxcg`, `...c.rxcg` i `...m.rxcg` (odpowiadających naszym pasmom L, C1 i C2) w katalogu `/usr2/control/rxcg_files/` na komputerze `fs (newfs)`. Program `gnplt` wpisuje tam te wyniki automatycznie, ale gdy się go nie używa, trzeba pliki `.rxcg` edytować ręcznie. Pliki te są czytane przez Field System podczas innych obserwacji w danym paśmie (w tym obserwacji VLBI). Na podstawie stąd wziętych danych T_{cal} Field System m.in. na bieżąco oblicza i wyświetla na monitorze aktualną temperaturę systemową, T_{sys} .

Ale pliki `...rxcg` są wykorzystywane przede wszystkim do sporządzania tabel zawierających T_{sys} dla poszczególnych eksperymentów każdej sesji (e-)VLBI. Tabele te znajdują się w plikach `...antabfs`, gdzie na początku nazwy pliku, przed kropką, występuje nazwa eksperymentu plus skrót przypisany danej stacji (u nas `tr`). Te tabele uzyskuje się za pomocą skryptu `antabfs.pl`, który obecnie mieści się na komputerze `newfs` w katalogu `/usr2/antabfs4.2/`. W przypadku instalowania nowej wersji skryptu należy pamiętać, żeby na jego początku zmienić adres `/usr2/oper/antab/rxcg/` na `/usr2/control/rxcg_files/`.

Skrypt `antabfs.pl`, wywołany z argumentem w postaci pełnej nazwy pliku `...log` opracowywanego eksperymentu, pozwala na edytowanie (usuwanie) złych pomiarów pośrednich (`tpi`) oraz końcowych (T_{sys}) i wygenerowanie pliku `...antabfs`. Ten ostatni składa się na serwerze `vlbeer` (w Bolonii, tam gdzie pliki `.log`) nie później niż dwa tygodnie po sesjach VLBI (ale zaraz po eksperymentach e-VLBI).

Trzeba pamiętać, że wszelkie zmiany instrumentalne powodujące zmianę wartości sygnału z diody kalibracyjnej wymagają nowego wyznaczenia T_{cal} i uaktualnienia tabeli w odpowiednim pliku `.rxcg`.

Opisana rutynowa kalibracja obserwacji VLBI ma kilka istotnych wad, które w przeszłości powodowały poważne problemy. Chodzi głównie o niepotrzebnie skomplikowaną metodykę, w której moce wyraża się za pomocą równoważnej temperatury szumowej. Jest to pośrednia wielkość, dlatego gęstość strumienia radioźródła konwertuje się za pomocą czynnika DPFU na temperaturę, a przy korelatorze następuje konwersja w przeciwną stronę — na gęstość strumienia. W związku z tym czynnik DPFU musi być umieszczony zarówno w plikach `rxcg`, jak i w `antabfs`. Ponadto program `gnplt` pozwala na „wyznaczenie” tego czynnika z obserwacji typu `c1...`, co jest z natury niemożliwe, gdyż eksperymenty kalibracyjne nie mają żadnego odniesienia do absolutnych pomiarów temperatury szumowej, a więc owo „wyznaczanie” oznacza sztuczną zmianę wartości czynnika DPFU prowadzącą do błędnej kalibracji T_{sys} i w istocie unieważnienie ostatnich pomiarów. Szczegółowo opisano to w pracy www.astro.uni.torun.pl/~kb/Reports/EVNcal/DPFU.htm i podsumowaniu www.astro.uni.torun.pl/~kb/Reports/EVNcal/Issues.htm. W naszej stacji przyjęliśmy dla wszystkich pasm i polaryzacji $DPFU = 0.1400 \text{ }^\circ\text{K/Jy}$ (takie wartości widnieją też w plikach `.rxcg`), jednak wartość numeryczna tej wielkości nie ma znaczenia dla poprawności kalibrowania obserwacji VLBI.

Obecnie, kiedy wprowadzany jest nowy system rejestracji, cyfrowe terminale DBBC, nie byłoby jednak rozsądne zmienianie aktualnej praktyki, która ma już długą tradycję i od kilku lat używane oprogramowanie. W tym nowym systemie ciągle kalibracja będzie oparta o 80-hercowy sygnał z diody kalibracyjnej o małej amplitudzie. W związku z tym musi zostać opracowana nowa metodyka i techniki kalibracji.

Rozdział X

Obserwacje pulsarów — A. Wolszczan,

W. Lewandowski

(Wersja z dnia: 1998.02.05)

Do prowadzenia obserwacji pulsarów z użyciem PSPM II używany jest pakiet oprogramowania nazwany „User Interface”, czyli „środowisko użytkownika”. Zajmuje się on komunikacją z maszyną, kontrolą służby czasu, oraz zbieraniem i zapisywaniem wyników prowadzonych obserwacji, a także ich graficzną prezentacją w czasie rzeczywistym. Oprogramowanie to pracuje na komputerze „Hatillo” na stałe przypisanym do PSPM II.

X.1 Logowanie i uruchamianie oprogramowania

Aby prowadzić obserwacje, trzeba zalogować się na komputer „Hatillo”, czy to na konsolę, stojącą obok PSPM II, czy poprzez sieć komputerową.

X.2 Logowanie na konsoli

Na konsoli logujemy się podając identyfikator `pspm2`, a następnie podając aktualne hasło. Następnie komputer zapyta o obserwatora, na co trzeba odpowiedzieć swoim własnym identyfikatorem. Po wciśnięciu `<enter>` komputer wystartuje *window manager'a*. W oknie `xterm` pojawi się menu wyboru:

U — User Interface. Startuje całość oprogramowania

T — Textual User Interface. Startuje tylko okno służące do wydawania komend

G — User Interface. Startuje oprogramowanie graficzne, służące do kontroli pracy PSPM II, bez możliwości sterowania. Jest ono wykorzystywane do podglądu podczas pracy innego użytkownika.

L — Normal UNIX login. Zwykle zalogowanie na komputer „Hatillo”, bez startowanie oprogramowania.

Istnieje możliwość wystartowania oprogramowania także z linii komend. I tak podanie komendy `ui` startuje kompletny User Interface, komenda `gui` startuje tylko część graficzną, zaś komenda `tui` — tylko część tekstową służącą do podawania komend.

X.3 Logowanie z zewnątrz

Oprogramowanie jest przystosowane do pracy zarówno w sieci lokalnej, jak i w sieci *Internet*. Aby wystartować oprogramowanie z dowolnego terminala graficznego należy najpierw na terminalu podać komendę:

```
xhost +hatillo.astro.uni.torun.pl
```

co jest zezwoleniem na wysyłanie grafiki z „Hatillo” na swój terminal. W sieci lokalnej wystarczy podanie pierwszego członu nazwy komputera.

Następnie logujemy się na „Hatillo” jako użytkownik `pspm2` przez wydanie komendy:

```
rlogin hatillo.astro.uni.torun.pl -l pspm2
```

Komputer zapyta następnie o nazwę terminala (najbezpieczniej jest podać pełną nazwę, aczkolwiek nie dodawać przyrostka „:0.0”). Kolejne pytanie dotyczy numeru ekranu (odpowiadamy `<enter>`), a potem należy podać swój własny identyfikator. Kolejne kroki są już analogiczne jak przy uruchamianiu oprogramowania z konsoli.

X.4 Użytkowanie oprogramowania. Opis zawartości okien

Po wystartowaniu pełnego oprogramowania powinny pojawić się cztery okna:

Status Monitor — okno podające informacje na temat czasu a także parametrów obserwacyjnych podczas zbierania danych.

Level Monitor — służący do podglądu poziomów sygnału w poszczególnych kanałach maszyny. Aktywny tylko w trybie pracy **Level Monitor** i podczas zbierania danych.

Graphical User Interface — okno pozwalające na zmianę typu podglądu pozostałych okien graficznych. Po właściwym wystartowaniu w dolnej części okna pojawią się komunikaty dotyczące wystartowania poszczególnych części oprogramowania, o ostatnich uruchomieniach systemu itp. Tam też pokażą się wszelkie informacje o błędach.

Textual User Interface — okno służące do wydawania komend maszynie pulsarowej. Po bezawaryjnym wystartowaniu powinna pojawić się w nim informacja o różnicy chodu maszyny i tiku 10-cio-sekundowego, a następnie prompt „PSPM2>”.

Jeśli mają być prowadzone obserwacje chronometrażowe, to należy włączyć jeszcze „Profile Monitor” poprzez kliknięcie na opisanej w ten sposób „belce” na **Graphical User Interface**, oraz włączenie dedyspersji (przycisk poniżej „Profile Monitor”).

Jeżeli uruchomiony został tylko podgląd graficzny, nie pojawi się okno **Textual User Interface**, zaś sposób postępowania z innymi jest analogiczny, jak to opisano powyżej.

X.5 Prowadzenie obserwacji

Obserwację rozpoczyna się od ustawienia odpowiedniego poziomu sygnału wychodzącego z maszyny pulsarowej. Aby tego dokonać należy przejść z trybu pracy `ldle`, oznaczonego przez prompt „PSPM2>”, do trybu pracy „Level Monitor”, pisząc „`monitor`” w oknie tekstowym. Po około 5–ciu sekundach powinien pokazać się prompt „SETLEVEL>”, a po następnych 5–ciu powinno się otworzyć okno „Level Monitor”, znajdujące się zazwyczaj z lewej u dołu.

Jeśli monitor został włączony po raz pierwszy od wystartowania oprogramowania należy podać wartości tłumienia na obu odbieranych polaryzacjach poprzez podanie komendy „`lcp x`” (lewa polaryzacja kołowa) i „`rcp x`” (prawa polaryzacja kołowa), gdzie `x` jest liczbą rzeczywistą z zakresu 0–62. W zależności od obserwowanego pasma właściwe poziomy tłumienia wahają się w granicach od 0 do 10.

Włączenie polaryzacji odbywa się przez podanie komend `lcp on` i `rcp on`. Po ich wydaniu powinny pokazać się poziomy sygnały na monitorze. Należy je ustawić tak, aby poziomy znajdowały się w granicach 10–15 na skali pionowej. Żaden z poziomów nie powinien osiągać wartości maksymalnej. Rozkład natężeń w kanałach można obejrzeć zmieniając tryb wyświetlania „Level Monitor” na „Histogram”, poprzez wciśnięcie odpowiedniego przycisku w oknie **Graphical User Interface**. Tam też można przełączyć tryb na „`sigma`” pokazujący odchylenie standardowe poziomu sygnału w poszczególnych kanałach wyliczone z ostatnich kilku sekund. Wielkość ta reprezentuje aktywność kanału, i powinna być jak największa. Powrót do normalnego trybu podglądu odbywa się przez wciśnięcie przycisku „`levels`”.

Wyłączenie polaryzacji (np. jeśli użytkownik chce obejrzeć je osobno) odbywa się poprzez podanie komend `lcp off` i `rcp off`. Wyjście z trybu „Level Monitor” wykonywane jest przez wydanie komendy `stop` obok promptu „SETLEVEL>” (wyjście zwykle), lub przez komendę `abort` (wyjście awaryjne).

Operacja sprawdzenia i poprawienia poziomów sygnału powinna zostać wykonana przed rozpoczęciem każdej obserwacji. Polecenia ustawiające poziomy można wydawać także z trybu `ldle`. Jest to przydatne szczególnie w momencie zmiany pasma za takie, w którym sygnał jest dużo silniejszy, gdyż pozwala oszczędzić bardzo wysokich poziomów sygnału, mogących prowadzić do uszkodzenia filtrów.

Aktualnie możliwe są trzy tryby obserwacji. Dwa z nich służą do poszukiwania pulsarów: `point` i `drift`, zaś w trybie `timing` wykonuje się obserwacje chronometrażowe.

X.6 Obserwacje chronometrażowe

Do trybu obserwacji chronometrażowych przechodzi się wydając w trybie `ldle` w oknie **Command Line Interface** komendę `timing`. Następnie podajemy nazwę pulsara (tylko numer, bez przedrostka „PSR”). Po wczytaniu nazwy oprogramowanie czyta zbiór „`dat/pulsars.dat`” zawierający parametry obserwacyjne, a następnie uruchamia program „TEMPO” dla wyliczenia współczynników wielomianów Czebyszewa, na podstawie których obliczany jest okres pulsara w czasie trwania integracji. Aktualne efemerydy pulsara brane są z katalogu znajdującego się w zbiorze „`tempo/tztot.dat`”.

Po rozpoczęciu integracji (10 do 20-stu sekund po podaniu nazwy pulsara) powinien uaktywnić się **Status Monitor**, podający parametry obserwacyjne, aktualny okres pulsara, wielkość transferu danych pomiędzy PSPM II i komputerem. W oknie **Command Line**

Interface powinien ukazać się prompt „TIMING>”.

Integracje o długości zadanej w zbiorze „pulsars.dat” prowadzone będą aż do wydania w czasie jednej z nich komendy `stop`. Jej wydanie informuje oprogramowanie, że aktualna integracja jest ostatnią, która ma zostać wykonana. Po jej zakończeniu program automatycznie przejdzie do trybu `ldle`. O ile włączony został `Profile Minitor`, co ok. 20 sekund pokazywać się w nim będzie aktualny profil pulsara. Wyświetlenie pierwszego profilu może się opóźnić zależnie od parametrów obserwacyjnych; opóźnienie to nie powinno jednak trwać dłużej niż minutę.

Awaryjne zakończenie obserwacji wykonywane jest poprzez wydanie komendy `abort`. Integracja nie zostanie wtedy skończona, a po kilku sekundach program przejdzie do trybu pracy `ldle`.

UWAGA: w czasie prowadzenia obserwacji chronometrażowych ważna jest zgodność czasu PSPM II z wzorcem. Różnica pomiędzy chodem zegara maszyny a impulsem 10-cio sekundowym podawana jest przy starcie oprogramowania. Można ją także sprawdzić wydając w trybie `ldle` komendę `tick`. Program będzie podawał różnicę chodu zegara maszyny i wzorca dla każdego przychodzącego impulsu, aż do przerwania wyświetlania poprzez wciśnięcie `<enter>`. Różnica ta nie powinna przekraczać kilkuset milisekund. W przeciwnym wypadku należy upewnić się, czy impuls dziesięciosekundowy jest wysyłany do maszyny w sposób właściwy, a jeśli nie to ustawić go przez zresetowanie generatora.

X.7 Zamknięcie oprogramowania

Po zakończonych obserwacjach zamknięcie oprogramowania wykonuje się poprzez wydanie komendy `quit` w oknie `Command Line Interface` i wciśnięcie przycisku `Quit` w oknie `Graphical User Interface`. Dla pewności w trybie UNIX w oknie `xterm` można podać komendę `pspm_kill`, która zabija wszystkie procesy związane z User Interface. **UWAGA:** Komenda ta zabija *WSZYSTKIE PROCESY*, niezależnie od użytkownika.

X.8 Sytuacje awaryjne

a) Niewłaściwie ustalone parametry, lub niewłaściwy poziom sygnału.

Aby przerwać obserwację natychmiast wpisujemy w trybie `timing` komendę `abort`. Program wróci do trybu pracy `ldle`, co pozwoli na zmianę ustawienia poziomów tłumienia.

b) Program nie rozpoczyna integracji.

Jeśli pojawił się komunikat `unable to parse PSR name` należy sprawdzić, czy nazwa pulsara wpisana została poprawnie, a jeśli tak, to sprawdzić, czy w wymienionym zbiorze zostały ustalone parametry obserwacyjne.

Jeśli pojawia się komunikat `file polyco.dat not found` należy:

- sprawdzić, czy dysk nie jest przepełniony, wydając komendę „`df .`”. Jeśli tak — usunąć zbędne zbiory (np. typu „`core`”).
- sprawdzić, czy pulsar znajduje się w katalogu pulsarów, czyli zbiorze `tempo/tztot.dat`. **UWAGA:** Nie zmieniać tego zbioru i nie dopisywać pulsarów. Operacja czytania tego zbioru jest bardzo czuła na najdrobniejsze nawet błędy. Wszelkie zmiany powinna wykonywać osoba doświadczona.

c) Brak sygnału.

Sprawdzić połączenia kabli doprowadzających sygnał z dystrybucji częstości do samej maszyny, a także pomiędzy maszyną i komputerem.

d) PSPM II nie dostaje impulsu dziesięciosiekundowego (**10-sec tick**, tuż po starcie i pojawia się komunikat **press q to quit or ENTER**).

Należy wyłączyć oprogramowanie, upewnić się, czy impuls 10-cio sekundowy jest przesyłany do maszyny, a jeśli tak, to wyłączyć PSPM II (zestaw filtrów i konwertery częstości) i włączyć je po kilkunastu sekundach, po czym wystartować oprogramowanie jeszcze raz.

e) Obserwacja została nagle przerwana.

Jeśli pojawił się komunikat **Dataflow appears to be stopped** i maszyna nie startuje ponownej integracji, powtórzyć operacje z punktów *c* i *d*.

f) Jeśli program informuje o niemożliwości zapisu wyników integracji z powodu braku miejsca na dysku.

Należy sprawdzić ilość miejsca na dysku docelowym danych pisząc **df** w oknie **xterm** i odczytując wartość dla katalogu **/pulsar/big1/**. Jeśli nie ma tam wolnego miejsca, przenieść część obserwacji z katalogu **/pulsar/big1/pspm3/timing/** na dysk **/pulsar/data2/pspm2/timing/** (struktura przechowywania danych jest identyczna).

g) Oprogramowanie przestaje reagować na komendy.

W oknie **xterm** wpisać komendę **pspm_kill**, a po zakończeniu jej działania (zabiciu wszystkich procesów **User Interface**) uruchomić oprogramowanie ponownie komendą **ui**.

Jeśli sposoby opisane w powyższych punktach zawiodą w kilku próbach, lub pojawiają się inne problemy, należy skontaktować się z E. Pazderskim, W. Lewandowskim, lub innym członkiem grupy pulsarowej.

Rozdział XI

Obserwacje spektralne — M. Szymczak

(Wersja z dnia: 2009.09.15)

XI.1 Wstęp

System do obserwacji linii widmowych składa się z *front endu* w ognisku wtórnym anteny i *back endu* w sterowni radioteleskopu. Jako *front end* może być użyty jeden z dwukanałowych odbiorników w pasmach 21–18, 6, 5 i 2.5 cm (rozdział IV). Promieniowanie z obiektu astronomicznego zebrane przez antenę jest ogniskowane na jednym z wybranych oświetlaczy, gdzie jest rozdzielane na lewo- i prawo-skrętną polaryzację kołową (LHC, RHC) a następnie jest wzmacniane przez niskoszumowe wzmacniacze chłodzone do temperatury ~ 15 K. Po przemianie do częstości pośredniej i wzmocnieniu, sygnał jest przesyłany do sterowni. Podobnie jak w interferometrii, podczas obserwacji spektralnych odbiorniki pracują w trybie mocy całkowitej.

Back end jest złożony z bloku programowanych filtrów, mieszaczy i wzmacniaczy stanowiących część terminala VLBI, 4×4096 -kanałowego autokorelatora i obsługującego go komputera PC. Sygnał częstości pośredniej jest podawany na wejścia A i C terminala VLBI, gdzie następuje przemiana sygnału do częstości *video* i wzmocnienie w wybranych, w postępie dwójkowym, wstęgach od 0.125 do 16 MHz. Szczegółowy opis techniczny autokorelatora znajduje się w rozdziale V.

Przygotowanie obserwacji polega na utworzeniu pliku w języku *snaf* (por. rozdział IX) sterującego teleskopem, odbiornikami i autokorelatorem. Analizę *off-line* danych obserwacyjnych można wykonać przy pomocy programu *a2s* i pakietu *SLAP*, dostępnych na komputerach SUN.

XI.2 Przygotowanie obserwacji

W obserwacjach spektralnych większość komend sterujących odbiornikami i teleskopem jest identyczna jak w obserwacjach kontinuum i VLBI (rozdziały III, IX). Przykładowa lista czynności przygotowawczych jest podana w punkcie 4.. Ponadto należy sprawdzić poziom sygnału na wejściach terminala VLBI za pomocą komend *ifdab* i *ifdcd* i skorygować (komenda *att* na VXI), aby był on w przedziale 12000 — 26000. Tłumienia (komenda *bread* na komputerze fs) na używanych konwerterach powinny być bliskie 0.

Za pomocą programu *edytor_spectr* (komputery SUN) należy przygotować plik sterujący obserwacjami w modzie spektralnym. Zalecane jest wykonywanie obserwacji automa-

tycznych sterowanych przez komputer fs. Dla celów diagnostycznych można wykonywać pojedyncze komendy w języku *snap*. Program `edytor_spectr` pozwala na wybór kilku modów obserwacji. Pobiera on automatycznie datę i numer dnia od początku roku, a reszta parametrów musi być wprowadzona według podpowiedzi. Konieczne jest podanie: 1. nazwy katalogu (tylko duże litery) na `mylove`, gdzie mają być zapisywane dane z autokorelatora, 2. nazwy pliku wyjściowego (maksymalnie 8 znaków), 3. nazwy obiektu, współrzędnych, epoki i prędkości względem lokalnego standardu odniesienia (LSR). Możliwa jest obserwacja pozycjonowania źródła, lub w modzie przełączania pozycji albo częstotliwości. W modzie przełączania pozycji należy podać w 'Methods' sekwencje (on, off), według których będą prowadzone obserwacje. W modzie przełączania częstotliwości (mod domyślny) należy podać ilość skanów i długość pojedynczego skanu (czas integracji). Częstotliwości spoczynkowe linii można wybrać tylko z listy. Program automatycznie wybiera optymalną częstotliwość pierwszego oscylatora. Czas startu obserwacji jest ustawiany, ale plik sterujący można uruchomić o każdej porze, o ile źródło jest widoczne. Po wybraniu częstotliwości linii automatycznie jest wybierana wstęga (górną lub dolną) oraz polaryzacja dla domyślnych konwerterów. Szerokość wstęgi obserwowanej może być wybrana z zakresu od 0.125 kHz do 16 MHz. Dla typowych obserwacji linii maserowych używa się filtru 4 MHz i czasu integracji 30 s.

Po utworzeniu pliku sterującego należy go umieścić w katalogu `usr2/sched` komputera fs. Start skryptu jest identyczny jak w obserwacjach VLBI. W celu uzyskania najlepszej jakości danych i uniknięcia strat czasu na teleskopie zaleca się wykonanie krótkich obserwacji kontrolnych (1–2 min) na silnych i znanych kalibratorach oraz regularne obserwacje źródeł kalibracyjnych, także w modzie kontinuum.

XI.3 Obserwacje i kalibracja danych

Po sprawdzeniu poprawności ustawień (patrz punkt 4.) oraz uruchomieniu oprogramowania sterującego teleskopem i autokorelatorem można rozpocząć obserwacje wpisując `schedule=nazwa,#n` w oknie *field systemu* (komputera fs), gdzie `nazwa` oznacza nazwę pliku *snapowego* bez rozszerzenia, a `n` jest numerem linii, od której ma wystartować skrypt. Po ustawieniu anteny na badane źródło, komendą `cont` kontynuować skrypt obserwacyjny.

Dane obserwacyjne są zapisywane do plików w wybranym katalogu `mylove`. Każdy plik zawiera nagłówek i funkcje autokorelacji dla 4×4096 kanałów. W nagłówku znajdują się informacje potrzebne do dalszego przetwarzania danych, w tym wartości temperatury szumowej mierzonej na początku skanu za pomocą diody. Funk-

Lista źródeł kalibracyjnych

$$\log S [\text{Jy}] = a + b * \log \nu [\text{MHz}] + c * \log^2 \nu [\text{MHz}]$$

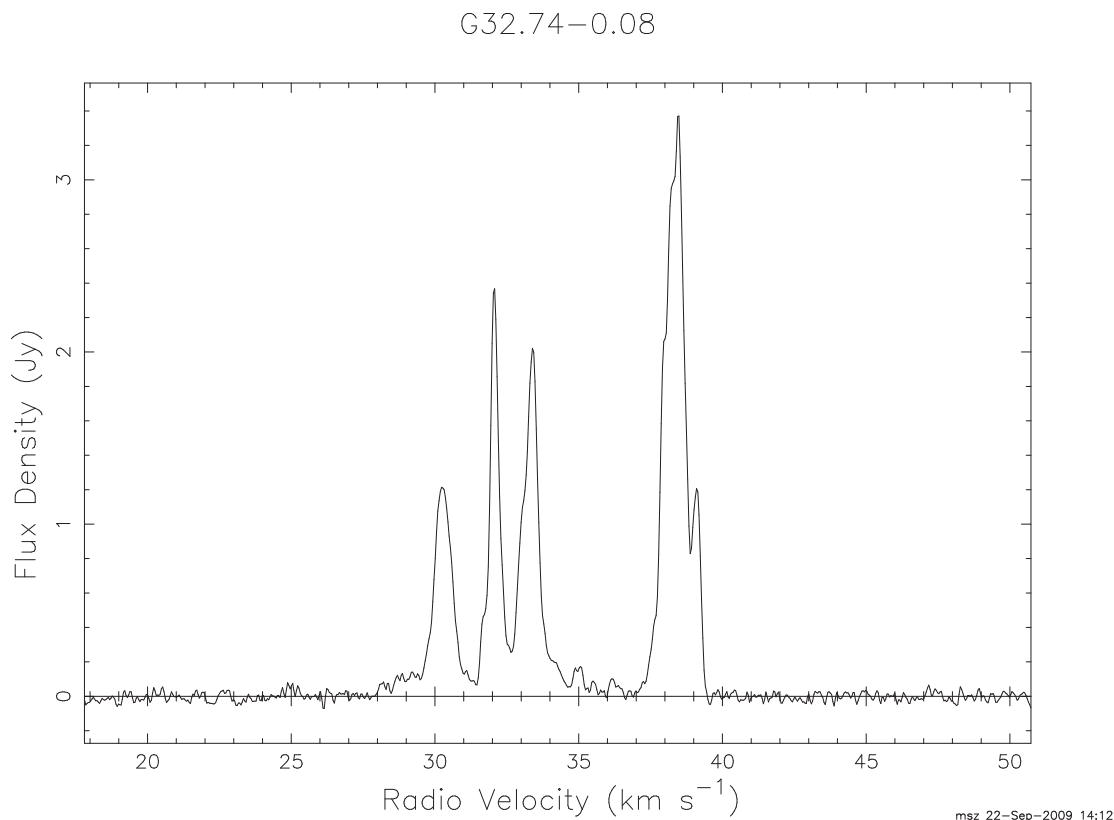
Źródło	Zakres [MHz]	<i>a</i>	<i>b</i>	<i>c</i>
	od do			
3C48	1408 23780	2.465	-0.004	-0.1251
3C123	1408 23780	2.525	+0.246	-0.1638
3C286	1408 43200	0.956	+0.584	-0.1644
3C309.1	1408 32000	2.617	-0.437	-0.0373
CygA	4750 10550	8.360	-1.565	-

cja autokorelacji jest przetwarzana do postaci widma mocy za pomocą programu `a2s` (www.astro.uni.torun.pl/~kb/Reports/Autocorr/AutoFFT.htm). Uzyskane stąd widmo jest poprawione na wpływ 2-bitowego (3-poziomowego) kwantowania sygnału, *hanningowanie* i na efekt Dopplera (z dokładnością poniżej 1 m/s). Prędkości (km s^{-1}) są odnoszone do LSR, a skala mocy jest wyrażona przez temperaturę antenową (K). Format zapisanych widm jest przystosowany do wymagań pakietu `SLAP`, w którym można ostatecznie przetworzyć dane. Czułość radioteleskopu wyznaczana jest z obserwacji kontinuum (rozdział VII). Współczynnik konwersji skali temperatury antenowej do skali gęstości strumienia można wyznaczyć z obserwacji źródeł kalibracyjnych.

Czułość radioteleskopu może być także wyznaczona poprzez obserwacje źródeł posiadających linie widmowe o znanych i niezmiennych profilach. Do kalibracji w liniach OH dobrze nadaje się źródło W12 ($V_{LSR} = -10 \text{ km/s}$, $\alpha_{2000} = 05^{\text{h}}41^{\text{m}}45.^{\text{s}}8$, $\delta_{2000} = -01^{\circ}54'32''$). Szczytowe wartości gęstości strumienia w liniach 1612, 1665 i 1667 MHz wynoszą odpowiednio 2.97, 12.22 i 15.05 Jy. W tym wypadku, dla poprawnego wyznaczenia strumienia niezbędne jest użycie filtra 2 MHz.

Do kalibracji obserwacji w linii 6.7 GHz zaleca się źródło g32.7 ($V_{LSR} = +38.5 \text{ km s}^{-1}$, $\alpha_{2000} = 18^{\text{h}}51^{\text{m}}21.^{\text{s}}85$, $\delta_{2000} = -00^{\circ}12'06''.4$).

Zalecane są obserwacje z krótkimi czasami integracji (rzędu 30–300s), wtedy w przy-



Rys. XI.1: Widmo linii 6.7 GHz obiektu G32.74 obserwowane przez 15 min. dnia 14.08.2009 r. Odległość kanałów widmowych wynosi 0.044 km s^{-1} . Oś rzędnych przedstawia temperaturę antenową w kelwinach, a nie gęstość strumienia.

Lista najsilniejszych źródeł linii 6.7 GHz metanolu

Źródło (epoka 2000)	Rektascensja h m s	Deklinacja o ' "	V_{LSR} km/s	S_{peak} Jy
W3(OH)	02 27 03.80	+61 52 25.10	-44.0	3400
S231	05 39 13.059	+35 45 51.29	-13.5	208
MonR2	06 07 47.87	-06 22 57	+11.5	160
S252	06 08 53.7	+21 38 30	+10	457
9.62+0.19	18 06 14.58	-20 31 31.51	+5.5	4870
12.68-0.18	18 13 54.776	-18 01 40.93	+57.7	
23.01-0.41	18 34 40.2	-09 00 36	+75	405
29.95-0.02	18 46 03.628	-02 39 21.13	+100	229
35.20-0.73	18 58 12.7	+01 40 50	+43	556
W75N	20 38 36.40	+42 37 34.50	+6.5	1080
CepA	22 56 18.095	+62 01 49.45	-3.5	815
NGC 7538	23 13 45.36	+61 28 10.55	-58	346

Lista najsilniejszych linii widmowych w zakresie 1 – 12 GHz

Cząsteczka	Przejście	Częstotliwość (MHz)
Wodór neutralny (H)	$^2\text{S } J=1/2 \text{ F}=1-0$	1420.4057
Hydroksyl (OH)	$^2\Pi_{3/2} \text{ J}=3/2 \text{ F}=1-2$	1612.2310
	$^2\Pi_{3/2} \text{ J}=3/2 \text{ F}=1-1$	1665.4018
	$^2\Pi_{3/2} \text{ J}=3/2 \text{ F}=2-2$	1667.3590
	$^2\Pi_{3/2} \text{ J}=3/2 \text{ F}=2-1$	1720.5300
	$^2\Pi_{1/2} \text{ J}=1/2 \text{ F}=0-1$	4660.242
	$^2\Pi_{1/2} \text{ J}=1/2 \text{ F}=1-1$	4750.656
	$^2\Pi_{1/2} \text{ J}=1/2 \text{ F}=1-0$	4765.562
	$^2\Pi_{3/2} \text{ J}=5/2 \text{ F}=2-3$	6016.746
	$^2\Pi_{3/2} \text{ J}=5/2 \text{ F}=2-2$	6030.747
	$^2\Pi_{3/2} \text{ J}=5/2 \text{ F}=3-3$	6035.092
	$^2\Pi_{3/2} \text{ J}=5/2 \text{ F}=3-2$	6049.084
Formaldehyd (H_2CO)	$\Delta J_{KaKc} = 1_{10} - 1_{11}$	4829.6594
Metanol (CH_3OH)	$5(1,5)-6(0,6) \text{ A}++$	6668.5192
	$2(0,2)-3(-1,3) \text{ E}$	12178.593

padku zakłóceń tracimy niewiele czasu obserwacyjnego. Po edycji funkcji autokorelacji (usunięciu wadliwych kanałów) i przetworzeniu programem `a2s` możliwa jest dalsza obróbka widm z wykorzystaniem pakietu `SLAP&`. W przypadku obserwacji w modzie przełączania pozycji widmo jest kalibrowane według wzoru

$$P(v) = T_{\text{sys}} \frac{P_{\text{on}}(v) - P_{\text{off}}(v)}{P_{\text{off}}(v)}.$$

XI.4 Czynności operatora podczas obserwacji w pasmie C2 (6.7 GHz)

I. Podłączenie kabli

- 1) na wyjściu dystrybucji p.cz.:
 - wyjście C — LHC (INPUT A) VLBI STATION
 - wyjście D — RHC (INPUT C) VLBI STATION
- 2) na BBC (USB) terminala VLBI:
 - kabel 1 — BBC 1
 - kabel 2 — BBC 2
 - kabel 3 — BBC 3
 - kabel 4 — BBC 4

II. Przygotowanie aparatury

komenda `spektr_c2` na komputerze `trenio` ustawia:

- 1) przełączanie:
 - `switch 0x40 3 0 1`
 - `switch 0x40 4 1 0`
 - `switch 0x40 2 0 0` (wyłączenie przełączania)
- 2) częstotliwość lokalnego oscylatora:
 - `lo sc lof 5.9`
- 3) moc wyjściową lokalnego oscylatora:
 - `lo sc lop 10`
- 4) *phase cal*:
 - `rec pcal 0` (*phase cal* wyłączony)
- 5) filtr lustrzanki:
 - `rec c2filter 1` (górną wstęgą)
- 6) dystrybucję:
 - `distro 1c 2 8 125`
 - `distro 1d 2 5 160`
- 7) podaje stan *dewarów*:
 - `rec dew 1` — pasmo L
 - `rec dew 2` — pasmo C1
 - `rec dew 3` — pasmo C2 (1 stopień)
 - `rec dew 4` — pasmo C2 (2 stopień)

Powyższe komendy można również wpisywać ręcznie.

III. Sterowanie anteną RT-4 — komputer `trao2`

- 1) okienko RT-4 Command Module:
 - `roh 5cm`
 - `cor model4c`
 - `ncat 0` (katalog nr 0)
- 2) okienko VXI Command Module:
 - `att 6`
 - `show c` — pasmo pośredniej LHC
 - `show d` — pasmo pośredniej RHC
 - `ata x` — wartość tłumienia sygnału na wejściu konwerterów BBC LHC
 - `atc x` — wartość tłumienia sygnału na wejściu konwerterów BBC RHC

IV. Uruchomienie oprogramowania — komputer alien

1) *field system* — fs

```
ssh fs
```

```
fs
```

2) autokorelator — komputer mylove

```
ssh mylove
```

```
cd /home/oper/auto3
```

```
./Auto
```

3) zatrzymanie oprogramowania na komputerze mylove:

```
cd /home/oper/auto3
```

```
./KillAll
```

4) uruchomienie podglądu funkcji autokorelacji i widma:

```
cd
```

```
./qauto
```

Rozdział XII

Uzupełnienia

(Wersja z dnia: 2010.10.20)

XII.1 Przeliczanie współrzędnych

Wzory trygonometrii sferycznej

Najkrótsza droga między dwoma punktami na sferze wiedzie wzdłuż *wielkiego koła* (albo *okręgu*), tzn. koła którego płaszczyzna przechodzi przez środek sfery. *Trójkąt sferyczny* powstaje z połączenia łukami kół wielkich (tworzącymi *boki* trójkąta) najkrótszymi drogami trzech punktów na sferze nazywanych *wierzchołkami* trójkąta. Długości boków wyraża się kątami między odpowiednimi prostymi poprowadzonymi ze środka sfery przez wspomniane punkty. Wierzchołkowe kąty A, B oraz C są kątami zawartymi między płaszczyznami kół wielkich odpowiadających bokom b i c , a i c oraz a i b . Zarówno boki jak i kąty wierzchołkowe w trójkątach sferycznych są (z definicji) mniejsze od 180° .

Wzory Gaussa

$$\frac{\sin a}{\sin A} = \frac{\sin b}{\sin B} = \frac{\sin c}{\sin C} \quad \text{twierdzenie sinusów}$$

$$\cos a = \cos b \cos c + \sin b \sin c \cos A \quad \text{twierdzenie kosinusów}$$

$$\sin a \cos B = \cos b \sin c - \sin b \cos c \cos A \quad \text{wzór mieszany}$$

Inne wzory

$$\cos A = -\cos B \cos C + \sin B \sin C \cos a$$

$$\sin A \cos b = \cos B \sin C + \sin B \cos C \cos a$$

Pole trójkąta sferycznego wynosi

$$S = R^2 \varepsilon,$$

gdzie R jest promieniem sfery a $\varepsilon = A+B+C-\pi$, tzw. *nadmiar* albo *przewyżka sferyczna*, musi być wyrażone w radianach. Nadmiar sferyczny można też obliczyć ze wzoru:

$$\sin \frac{\varepsilon}{2} = \frac{\sin \frac{a}{2} \sin \frac{b}{2}}{\cos \frac{c}{2}} \sin C.$$

Przekształcenia układów topocentrycznych, geocentrycznych i heliocentrycznych

Transformację współrzędnych między układami topocentrycznym, geocentrycznym i heliocentrycznym przeprowadzamy zwykle na współrzędnych prostokątnych. Jeśli robimy takie przekształcenie, to automatycznie uwzględniana jest *paralaksa* związana z danymi układami. Współrzędnymi prostokątnymi w drugim układzie są współrzędne w pierwszym pomniejszone o współrzędne początku pierwszego układu w drugim (dotyczy to oczywiście dwóch układów tego samego rodzaju, np. równikowych heliocentrycznych i równikowych geocentrycznych). Transformacja współrzędnych pomiędzy dwoma układami o wspólnym początku może polegać na rozwiązaniu odpowiedniego trójkąta sferycznego. Rozwiązanie uzyskuje się przez zastosowanie wzorów Gaussa.

Prostokątne \iff biegunowe

Związki między współrzędnymi prostokątnymi (X, Y, Z) i biegunowymi (R, φ, θ) zapisuje się następująco:

$$\begin{aligned} X &= R \cos \varphi \cos \theta & R &= \sqrt{X^2 + Y^2 + Z^2} \\ Y &= R \cos \varphi \sin \theta & \varphi &= \arctan \frac{Z}{\sqrt{X^2 + Y^2}} = \arcsin \frac{Z}{R} \\ Z &= R \sin \varphi & \theta &= \arctan \frac{Y}{X} \end{aligned}$$

przy czym prawo- lub lewoskrętność układu wyraża się kierunkiem pomiaru współrzędnej Y i θ , gdy patrzymy ze środka (początku) układu w kierunku osi $-X$ mając oś Z skierowaną do góry (układy prawoskrętne podlegają regule prawej dłoni albo śruby prawoskrętnej).

Geodezyjne \iff geocentryczne

Współrzędne geodezyjne można przeliczyć na geocentryczne następująco:

$$\begin{aligned} \sqrt{X^2 + Y^2} &= r = a \cos \psi + H \cos \varphi \\ Z &= b \sin \psi + H \sin \varphi, \end{aligned}$$

gdzie a i b są dużą i małą półosią elipsoidy, H jest wysokością ponad jej powierzchnię (dodatnio w górę) zaś

$$\psi = \arctan\left(\frac{b}{a} \tan \varphi\right)$$

(szerokość zredukowana). Oczywiście, szerokość geocentryczna

$$\varphi' = \arctan \frac{Z}{r},$$

a długość (geograficzna) jest ta sama w obu układach.

Transformacja odwrotna nastęrcza pewne trudności. Opracowano szereg algorytmów iteracyjnych. Oto jeden z najbardziej efektywnych (Bowring 1976). Najpierw oblicza się „zerowe” przybliżenie szerokości zredukowanej:

$$\psi_0 = \arctan \frac{aZ}{br}$$

a pierwsze przybliżenie na ψ dostaje się z:

$$\tan \psi = \frac{bZ + (a^2 - b^2) \sin^3 \psi_0}{ar - (a^2 - b^2) \cos^3 \psi_0}.$$

Drugie i zarazem ostatnie przybliżenie jest powtórzeniem pierwszego po podstawieniu ψ w miejsce ψ_0 . Szerokość geodezyjna jest teraz równa:

$$\varphi = \arctan \left(\frac{a}{b} \tan \psi \right)$$

zaś wysokość nad elipsoidą można obliczyć na kilka sposobów, np. ze wzoru

$$H = \left(r - a\sqrt{1 + \tan^2 \psi} \right) \cos \varphi + Z \sin \varphi.$$

Ta procedura w praktyce daje dokładności pojedynczych nanometrów (10^{-9} m, co jest na granicy podwójnej precyzji większości współczesnych obliczeń komputerowych) w zakresie wysokości $-5000 \div +1\,000\,000$ km i dla wszystkich szerokości (wyłączając oczywiście punkty bardzo bliskie bieguna). W tym względzie nie ustępuje ona algorytmom opartym o rozwiązywanie ścisłe.

Na powierzchni elipsoidy (dla $H = 0$ m) mamy prosty i ścisły związek szerokości geodezyjnej z geocentryczną:

$$\varphi' = \arctan \left(\frac{b^2}{a^2} \tan \varphi \right) \quad \text{lub} \quad \varphi = \arctan \left(\frac{a^2}{b^2} \tan \varphi' \right).$$

Horyzontalne \iff równikowe

Transformacja współrzędnych sferycznych polega na rozwiązaniu trójkąta sferycznego, którego wierzchołkami są *bieguny*, tj. miejsca przebiecia sfery przez osie główne układów (po północnej stronie nieba), i dowolny punkt na sferze.

W przypadku układów horyzontalnego i równikowego należy rozwiązać trójkąt nazywany *paralaktycznym*. Jego boki mają wartości: $90^\circ - \varphi$ (odległość biegunów; φ jest szerokością geograficzną miejsca obserwacji), $90^\circ - h = z$ (odległość zenitalna) i $90^\circ - \delta$ (dopełnienie deklinacji do 90°). Dwa z kątów wierzchołkowych mają wartości t (przy biegunie niebieskim) i $180^\circ - a$ (przy zenicie). Oto rozwiązanie tego trójkąta (polegające na zastosowaniu wzorów Gaussa) pozwalające przeliczyć współrzędne **horyzontalne** do **równikowych**:

$$\begin{aligned} \sin \delta &= \sin h \sin \varphi - \cos h \cos \varphi \cos a \\ \cos \delta \sin t &= \cos h \sin a \\ \cos \delta \cos t &= \sin h \cos \varphi + \cos h \sin \varphi \cos a. \end{aligned} \tag{XII.1}$$

Dwa ostatnie równania można zapisać prościej pamiętając jednak o znakach licznika (znak sinusów obliczanego kąta t) i mianownika (znak kosinusa tego kąta), które pozwalają określić ćwiartkę kąta pełnego rozwiązania na kąt godzinny, t :

$$\tan t = \frac{\sin a}{\tan h \cos \varphi + \sin \varphi \cos a}.$$

Wzory typu $\tan t = x/y$ są szczególnie efektywne w zastosowaniach na kalkulatory posiadających wbudowaną funkcję R \rightarrow P (też: TO POLAR, \rightarrow P) służącą do transformacji

współrzędnych prostokątnych: x (nasz licznik prawej strony wzoru) i y (nasz mianownik) na biegunowe: Θ (nasze t) i r , albo funkcji $\text{ATAN2}(x,y)$, która występuje w niektórych językach programowania (np. FORTRAN lub C).

Przekształcenie odwrotne, do zamiany współrzędnych **równikowych** do **horyzontalnych**, otrzymuje się podobnie (poprzez wzory Gaussa):

$$\begin{aligned}\sin h &= \sin \delta \sin \varphi + \cos \delta \cos \varphi \cos t \\ \cos h \sin a &= \cos \delta \sin t \\ \cos h \cos a &= -\sin \delta \cos \varphi + \cos \delta \sin \varphi \cos t\end{aligned}\tag{XII.2}$$

z analogicznym skróconym zapisem:

$$\tan a = \frac{\sin t}{-\tan \delta \cos \varphi + \sin \varphi \cos t}.$$

Równikowe \Leftrightarrow ekliptyczne

W celu przekształcenia współrzędnych **równikowych** na **ekliptyczne** lub odwrotnie wykorzystujemy trójkąt o wierzchołkach w biegunie niebieskim, biegunie ekliptyki i wybranym miejscu. Trójkąt ten ma boki ϵ (między biegunami; jest to jednocześnie kąt nachylenia równika do ekliptyki — tak, jak w trójkącie paralaktycznym $90^\circ - \varphi$ jest nachyleniem płaszczyzny horyzontu do równika), $90^\circ - \beta$ i $90^\circ - \delta$, a kąty przy biegunach wynoszą $90^\circ - \lambda$ (naprzeciw boku $90^\circ - \delta$) i $90^\circ + \alpha$ (naprzeciw boku $90^\circ - \beta$).

Oto skrócony zapis ścisłych transformacji współrzędnych tych układów w obie strony:

$$\begin{aligned}\sin \delta &= \sin \epsilon \cos \beta \sin \lambda + \cos \epsilon \sin \beta \\ \tan \alpha &= \frac{\cos \epsilon \sin \lambda - \sin \epsilon \tan \beta}{\cos \lambda} \\ \sin \beta &= \cos \epsilon \sin \delta - \sin \epsilon \cos \delta \sin \alpha \\ \tan \lambda &= \frac{\cos \epsilon \sin \alpha + \sin \epsilon \tan \delta}{\cos \alpha}\end{aligned}\tag{XII.3}$$

Równikowe \Leftrightarrow galaktyczne

Nowe współrzędne galaktyczne (l^{II}, b^{II}) z równikowymi na epokę B1950 (sic!) wiążą następujące równania:

$$\begin{aligned}\sin b^{II} &= \sin \delta \cos 62,6^\circ - \cos \delta \sin(\alpha - 282,25^\circ) \sin 62,6^\circ \\ \tan(l^{II} - 33^\circ) &= \frac{\cos \delta \sin(\alpha - 282,25^\circ) \cos 62,6^\circ + \sin \delta \sin 62,6^\circ}{\cos \delta \cos(\alpha - 282,25^\circ)} \\ \sin \delta &= \cos b^{II} \sin(l^{II} - 33^\circ) \sin 62,6^\circ + \sin b^{II} \cos 62,6^\circ \\ \tan(\alpha - 282,25^\circ) &= \frac{\sin(l^{II} - 33^\circ) \cos 62,6^\circ - \tan b^{II} \sin 62,6^\circ}{\cos(l^{II} - 33^\circ)}\end{aligned}\tag{XII.4}$$

XII.2 Efemerydy planet

Współrzędne równikowe, horyzontalne i ekliptyczne, zarówno geocentryczne, jak i topocentryczne, astrometryczne i widome wszystkich planet, Słońca i Księżyca pozwala obliczać przygotowany w 2002 r. program `PlanJPL`. Program ten korzysta z najnowszych (wygenerowanych w Ameryce w 1997 r.) numerycznych efemeryd JPL: Planetary and Lunar Ephemerides DE/LE405. Efemerydy DE405 są odniesione do ICRF (International Celestial Reference Frame). Układ odniesienia starszych efemeryd JPL, które są podstawą położeń publikowanych w *The Astronomical Almanac*, tj. DE200, nie różni się od ICRF więcej niż o 0.01”.

Plik źródłowy programu (o nazwie `PlanJPL.for` napisany w języku Fortran), wykonawczy (`moon`) oraz dane JPL (plik `JPL405`) znajdują się w katalogu `/users/kb/moon` (na komputerze `fs`). Do kompilacji użyto linuxowego kompilatora `g77`. Plik `JPL405` zawiera binarne dane na lata 2000 – 2019 (włącznie), ale w razie potrzeby można go zamienić na inny. Wymiana wymaga skompilowania danych z formatu ASCII dostępnych pod internetowym adresem FTP: `ssd.jpl.nasa.gov` w katalogu `pub/eph/export/ascii` (pliki `ascp1600.405 ... ascp2180.405`); uwaga: mimo, że są to dane ASCII konieczne trzeba ściągać je jako binarne! Do tej kompilacji służą gotowe programy fortranowskie (i w języku C) umieszczone w innym katalogu na tym samym serwerze FTP.

W wersji zainstalowanej na komputerze FS program `PlanJPL` uruchamia się poleceniem:

moonrt

którego niezbyt adekwatna nazwa (Moon + RT) pozostała po pierwotnym programie przeznaczonym do wyliczania przybliżonych współrzędnych Księżyca dla geograficznego położenia RT32. Obecnie to samo polecenie powoduje wywołanie programu `PlanJPL`, który przy starcie skonfigurowany jest także na wyświetlanie aktualnych topocentrycznych współrzędnych Księżyca wyliczonych dla radioteleskopu w Piwnicach, ale użytkownik łatwo może wybrać Słońce (opcja `b0`) lub dowolną z planet, a także zmienić układ współrzędnych oraz rodzaj wyświetlanych dodatkowych danych astronomicznych (zamiast średnicy tarczy można wywołać odległość ciała lub jego optyczną jasność, zamiast temperatury jasnościowej (Tb) można wyświetlić kąt fazowy, fazę lub elongację, zaś zamiast miejscowego czasu gwiazdowego — czas Greenwich (opcja `t1`).

Wiele z opcji programu (podaje się je po prompcie `>` w końcu wiersza) przeznaczonych jest do szczególnych zastosowań (np. uwzględnianie refrakcji przy obliczaniu położenia) lub do porównywania z wynikami innych programów albo publikacji. Np. współrzędne geocentryczne uzyskamy zaniedbując paralaksę (tzn. wpisując opcję `c0`), współrzędne geometryczne (zamiast astrometrycznych) — zaniedbując aberrację (`a0`), odniesienie do epoki J2000 — precesję (`p0`) i nutację (`n0`), współrzędne w czasie dynamicznym (TDT), tj. tak jak w rocznikach astronomicznych — zerując parametr $\Delta T = \text{deltaT} = \text{ET} - \text{UT}$ (`e0`).

Program wylicza także przybliżoną temperaturę jasnościową Tb wybranego ciała na częstotści 12 GHz (tę częstotść można zmienić opcją `f`, np. `'f3 30'` przestawi ją na 30 GHz) przez liniową interpolację danych na częstotściach: 1, 1.6, 5, 10, 30 i 100 GHz. Wielkość ta może być użyteczna do celów kalibracyjnych. Dane o temperaturach kilku planet zostały uaktualnione w 2010 r. i są obecnie zakodowane w następującym podprogramie:

```

double precision function Tbright(f,iBody)

c Estimates the brightness temperature of planets at frequency f [GHz]
c Data of the previous Tbr(f,iBody) function of starred (*) planets
c below were updated according to J. L. Weiland et al. (2010),
c arXiv:1001.4731v1 [astro-ph.CO] (http://arxiv.org/abs/1001.4731v1 )

      real*8 f,T(6,0:10),fi(6)
      data ! fi is the frequency in GHz; T is the temperature in K
      *fi/1d0, 1.6d0, 5d0, 10d0, 30d0, 100d0/, ! {Surface Temp}
      *T/1.2d5,7.5d4,2.2d4, 12d3, 8.2d3, 7.3d3, ! Sun
      * 0420,0397, 385, 03*380d0, ! Merc {100-700}
      * 600, 600, 600, 575, 420, 350, ! Ven {730}
      * 257.8,249.0,239.4, 234.1,230.5,230, ! Moon Kuzmin+, 1964
c Moon's mean temp. of disk centre; actual values may differ by
c about +/-1 to +/-50 K (1 to 100GHz) depending on optical phase
      * 0230, 227, 190, 0187, 0185, 0183, ! Mars {183-268}
c Mars temp. varies with its seasons and phase (180-220 K in W-band)
      * 390, 335, 230, 170, 150, 175, !*Jup {124}
      * 270, 255, 160, 140, 140, 150, !*Sat {95}
c Saturn disk only; contribution from rings varies (-10 to +30 K)
      * 290, 265, 230, 205, 130, 130, !*Uran {58}
      * 330, 300, 205, 180, 150, 115, !*Nept {59}
      * 2*130, 120, 100, 80, 60, ! Pluto {50}
      * 6*0d0/ ! E-M baryc

      do 1 i=2,6
      if(f.le.fi(i)) go to 2
1      continue
      i=i-1
2      Tbright=T(i-1,ibody)
      Tbright=Tbright+(T(i,ibody)-Tbright)*(f-fi(i-1))/(fi(i)-fi(i-1))
      end

```

Tb Księżyca i Wenus silnie zależy od ich fazy. Dla Księżyca program liczy pewną średnią temperaturę centralnej części dysku, zaś w przypadku Wenus są to wartości nieoświetlonej części tarczy (dla fazy bliskiej zera). Istnieje też opcja (s3) wyświetlenia spodziewanej temperatury antenowej idealnego (100-procentowa skuteczność wykorzystania powierzchni zbierającej) RT32 skierowanego na ciało, która może posłużyć jedynie do zorientowania się, które z ciał nadaje się do kalibracji (po s3 i b11 otrzymamy listę parametrów dla wszystkich 10-ciu ciał Układu Słonecznego).

Poprawność obliczeń programu testowano przez kilka miesięcy 2002 r. porównując je głównie z danymi *The Astronomical Almanac* (dane geocentryczne na 0 godz. czasu dynamicznego, TDT lub ET) oraz z programu opracowanego w Observatoire de Paris, *Planeph*, v. 4.2, który liczy efemerydy analitycznie w oparciu o DE403. Francuski program pozwolił na porównania w innych układach odniesienia, w szczególności w topocentrycznym. Uzyskiwano zgodność na poziomie kilku setnych części sekundy łuku dla położzeń geocentrycznych i czasu dynamicznego; dla UT i położzeń topocentrycznych sytuacja jest o

około rząd wielkości gorsza, co można spisać na karb różnic w algorytmach oraz błędów predykcji różnicy TDT – UT (program Planeph powstał w 1997 r.).

Poniżej zamieszczamy przykład wywołania i obsługi omawianego programu (wzięty wprost z okna terminala fs). Pokazano tu m.in. wszystkie opcje programu (otrzymywane po wpisaniu parametru o).

```
$ moonrt
```

```
Lunar, solar & planetary topocentric data for location of TRAO - RT32
(coordinates [+/-1"] & diameter in degrees, phase [0(new)-1.0(full)])
[On prompt: ENTER = Refresh, q/o/? = Quit/Options/Info]
```

```
2010.02.04, Thu, 35 DoY, JD(noon)=2455232 J2010.094 Ephemeris of Moon
```

```
UT1 RA Dec Azimuth Altit Diameter Tb[K] LocalAppST
11:22:12 202.4479 -15.8752 105.8764 -31.1866 0.523373 234 21:34:32.4
11:23:00 202.4563 -15.8774 106.0478 -31.2993 0.523353 234 21:35:20.5 >b6
2010Feb04 184.8518 0.5656 132.8732 -26.4339 0.004938 140 Saturn >o
```

```
Options at prompt: H/i - Head/current state (param's)
p0/1 - precession*0/1 n0/1 - nutation*0/1
a0/1 - aberration*0/1 r0/1 - refraction*0/1
c0/1 - parallax*0/1 (geoc./topoc.) t0/1 - local/Greenwich sidereal time
z0/1 - ecliptic/horizon coord. --> z1/2 - azimuth & altitude/zenth angle
y2019- set year to 2019 m12 - set month to 12 (i.e. Dec.)
d31 - set day to 31 h23 - set UT hour to 23
+-65 - advance UT by +-65 minutes [nil]- refresh (get current UT)
e0/1/2/n - TDT-UT[s]=<0>/<64.184>/<64.184+(y-2001.5)*5/7>/<n>
s0/1/2/3 - Distance[AU]/Diameter[deg]/Magnitude/Ta[K] (for Aeff = 804.25m^2)
f0/1/2/3 *- Phase_angle[deg]/Phase[0 to 1.0]/+-Elongation[deg]/Tb[K]
* Ta & Tb refer to freq[GHz] = 12.0; to change it enter 'f3 freq'
b0/.../10 - b0-Sun, b1-Mercury, b2-Venus, b3-Moon, b4-Mars, b5-Jupiter,
b6-Saturn, b7-Uranus, b8-Neptune, b9-Pluto, b10-E_M barycenter, b11-all
>?
```

```
y2010, m02, d04, e2, c1, a1, p1, n1, r0; z1, s1, f3 12.0, t0 Saturn >
Lat[deg] 53.0955, Long[deg] 18.5641, Height[km] 0.1336, DelT[s] 70.26 >
The positions are based on JPL DE405 read from the /users/kb/moon/JPL405
binary file (replaceable) valid from 1999.12.24 to 2020.01.15.
Enjoy under 1" accuracy for all the bodies (save Pluto)!
```

Program written by K. Borkowski of
Centre for Astronomy, Nicolaus Copernicus University
Torun, Poland (2002,2010)

```
>z0
11:23:00 184.8518 0.5656 184.2238 2.4471 0.004938 140 21:35:20.5 >s3
2010Feb04 184.8518 0.5656 184.2238 2.4471 2.10 140 Saturn >f2
2010Feb04 184.8518 0.5656 184.2238 2.4471 2.10-131.26 Saturn >H
```

```

      UT1      RA      Dec      EclLong      EclLat      Ta[K] +Elong LocalAppST >b11
11:23:00 317.9934 -16.1818 315.5262 -0.0024 11600.00 0.00 Sun
2010Feb04 293.8278 -21.8290 292.0210 -0.1936 0.63 -23.50 Mercury
11:23:00 324.0274 -15.7480 321.1778 -1.3828 2.55 5.82 Venus
2010Feb04 202.4563 -15.8774 206.6352 -6.0192 233.74-108.79 Moon
11:23:00 131.2258 22.7418 127.5621 4.5178 1.73 170.85 Mars
2010Feb04 336.2241 -10.9050 333.9856 -0.9226 8.26 18.48 Jupiter
11:23:00 184.8518 0.5656 184.2238 2.4471 2.10-131.26 Saturn
2010Feb04 355.1222 -2.9040 354.3669 -0.7279 0.11 38.85 Uranus
11:23:00 328.1646 -13.3282 325.7571 -0.4207 0.04 10.24 Neptune
2010Feb04 274.6799 -18.2866 274.4558 5.0799 0.00 -41.33 Pluto >i
y2010, m02, d04, e2, c1, a1, p1, n1, r0; z0, s3, f2 12.0, t0 Pluto >s1
2010Feb04 274.6799 -18.2866 274.4558 5.0799 0.000035 -41.33 Pluto >f3 30
2010Feb04 274.6799 -18.2866 274.4558 5.0799 0.000035 80 Pluto >z2
11:23:00 274.6799 -18.2866 46.3600 82.9933 0.000035 80 21:35:20.5 >b11
11:23:00 317.9934 -16.1818 5.9921 69.4606 0.540810 8200 Sun
2010Feb04 293.8278 -21.8290 28.1933 79.3171 0.001646 380 Mercury
11:23:00 324.0274 -15.7480 359.8020 68.8436 0.002723 420 Venus
2010Feb04 202.4563 -15.8774 106.0478 121.2993 0.523353 231 Moon
11:23:00 131.2258 22.7418 191.9437 103.3747 0.003877 185 Mars
2010Feb04 336.2241 -10.9050 346.5448 64.8725 0.008938 150 Jupiter
11:23:00 184.8518 0.5656 132.8732 116.4339 0.004938 140 Saturn
2010Feb04 355.1222 -2.9040 323.9631 61.8364 0.000933 130 Uranus
11:23:00 328.1646 -13.3282 355.4071 66.5278 0.000601 150 Neptune
2010Feb04 274.6799 -18.2866 46.3600 82.9933 0.000035 80 Pluto >H
      UT1      RA      Dec      Azimuth      ZenithD      Diameter      Tb[K] LocalAppST >

```

Jeśli chcemy skierować teleskop np. na Jowisza, po uruchomieniu programu wpisujemy tylko polecenie (opcję) b5 i przepisujemy współrzędne równikowe do komendy ps α δ , jednak przedtem należy ustawić epokę współrzędnych na bieżącą datę. Przykład:

```

Lunar, solar & planetary topocentric data for location of TRAO - RT32
(coordinates [+/-1"] & diameter in degrees, phase [0(new)-1.0(full)])
[On prompt: ENTER = Refresh, q/o/? = Quit/Options/Info]

```

```

2010.02.04, Thu, 35 DoY, JD(noon)=2455232          J2010.095 Ephemeris of Moon

```


```

      UT1      RA      Dec      Azimuth      Altit      Diameter      Tb[K] LocalAppST
13:19:08 203.7253 -16.2091 135.0428 -45.9408 0.520913 234 23:31:47.6
13:20:00 203.7351 -16.2117 135.2985 -46.0309 0.520898 234 23:32:39.8 >b5
2010Feb04 336.2421 -10.8981 18.2917 24.3895 0.008937 168 Jupiter >

```

Do systemu sterowania podalibyśmy w tym przypadku takie polecenia:
epoch 2010.095
ps 336.2421d -10.898d

XII.3 Formularz propozycji obserwacji OBSERVING APPLICATION FORM

Nicolaus Copernicus University
 Toruń Centre for Astronomy
 Department of Radio Astronomy
 e-mail: RADIO@ASTRO.UNI.TORUN.PL

TCfA use only

Received:

Date: _____ **Number of pages:** _____

Title of proposal: _____

Author(s)/institution/status:

Author	Institution	Status*

*student (specify year of study), postgraduate, postdoc

Contact author for scheduling and observations (address, telephone(s), e-mail):

Instrument requirements (frequency, bandwidth, polarisation, back-end):

Sources to be observed and their coordinates (attach a list if practical):

Sessions/days requested: _____ **LST range** per session: _____

Time of year (to avoid proximity of the Sun or for other reason):

Abstract of scientific objective:

XII.4 Katalogi obiektów i mapy tła

Gęstości strumienia radioźródeł kalibracyjnych

(Głównie wg.: Ott *et al.*, 1994, *Astr. & Astrophys.* **284**, 331.)

$$\log F_\nu [\text{Jy}] = a + b * \log \nu [\text{MHz}] + c * \log^2 \nu [\text{MHz}]$$

Źródło	Współrzędne (B1950)		Rozmiary ["'] × ["']	Zakres [MHz]		a	b	c	Strumień, F_ν [Jy]		
	α [h m s]	δ [° ' "]		od	do				1420	1665	5000
3C48	01 34 49.8	32 54 20	1.5 × 1.5	1408	23780	2.465	-0.004	-0.1251	16.2	14.3	5.5
3C123	04 33 55.6	29 33 52	23 × 5	1408	23780	2.525	+0.246	-0.1638	47.1	41.5	15.6
3C147	05 38 41.9	49 49 48	1 × 1	1408	23780	1.806	+0.140	-0.1031	16.7	15.4	8.2
3C161	06 24 43.0	-05 51 14	3 × 3	1408	10550	1.250	+0.726	-0.2286	18.5	16.5	6.4
3C218	09 15 41.3	-11 53 05	47 × 15	1408	10550	4.729	-1.025	+0.0130	42.4	36.5	13.0
3C227	09 45 08.5	07 39 19	200 × 50	1408	4750	6.757	-2.801	+0.2969	7.5	6.5	2.9
3C249.1	11 00 25.0	77 15 11	15 × 15	1408	4750	2.537	-0.565	-0.0404	2.3	2.0	0.8
Vir A	12 28 17.7	12 40 29	150–250	1408	10550	4.484	-0.603	-0.0280	201.8	178.2	74.2
3C286	13 28 49.6	30 45 58	1.5 × 1.5	1408	43200	0.956	+0.584	-0.1644	14.6	13.5	7.4
3C295	14 09 33.5	52 26 13	5 × 1	1408	32000	1.490	+0.756	-0.2545	22.1	19.2	6.4
3C309.1	14 58 56.6	71 52 11	1.5 × 1.5	1408	32000	2.617	-0.437	-0.0373	7.4	6.6	3.1
3C348	16 48 40.8	05 04 36	170 × 25	1408	10550	3.852	-0.361	-0.1053	46.5	39.5	11.9
3C353	17 17 55.6	-00 55 53	210 × 60	1408	10550	3.148	-0.157	-0.0911	55.9	49.7	20.9
Cyg A	19 57 44.5	40 35 47	170 × 45	4750	10550	8.360	-1.565	—	—	—	372.5
*						4.695	+0.085	-0.178	1564.	1323.	374.9
NGC7027†	21 05 08.4	42 01 59	7 × 10	10550	43200	1.322	-0.134	—	7.9	7.8	6.7
Tau A	05 31 30	21 58 00	120 × 180			3.915	-0.299	—	938.6	894.9	644.2
Cas A‡	23 21 12	58 32 35	240 × 240	200	30000	5.5847	-0.7448	—	1725.	1532.	675.6
				20	200	5.3801	-0.6558	—	—	—	—

* Dane wg. Baars *et al.*, 1977 (*Astr. & Astrophys.* **61**, 99), na niższe częstotliwości (też fale metrowe).

† NGC7027 ma zmienny strumień (spadek na $\lambda < 6$ cm i wzrost powyżej 6 cm); w tabeli podano strumień zredukowany na epokę JD2448171 oraz dopasowanie do punktów na 2.8, 1.3 i 0.7 cm.

‡ Podane strumienie Cas A dotyczą tylko roku $y = 2000$. Dla innych epok, dla obu zakresów częstotliwości współczynniki trzeba zmodyfikować następująco: $a' = a - 0.0080(y - 2000)$ i $b' = b + 0.00126(y - 2000)$ (por. Borkowski *et al.*, 1980, *Mem.S.A.It.*, **51**, 247).

Wartości strumienia według parametrów powyższej tabeli można obliczać posługując się programem scal (na komputerach newton i asterix).

Osobliwe obiekty OH/IR

Źródło	RA ₁₉₅₀ [h m s]	Dec ₁₉₅₀ [° ' "]	V (LSR) [km/s]	Częstość [MHz]	Δf [MHz]	Strumień (1665) [Jy]
OH127.0–0.0	1 30 27.7	62 11 31.2	-55	1612	0.5	
W3OH	2 23 16.4	61 38 57	-44	1612/65/67	0.5	~200
OH138.0+7.3	3 20 41.5	65 21 32.8	-38	1612	0.5	
OH141.7+3.5	3 29 23.6	60 10 04.4	-58	1612	0.5	
VY CMa	7 20 54.7	-25 40 12.4	+30	1612/65/67	1.0	~40
VX Sgr	18 05 03.0	-22 13 55.2	+5	1612	0.5	
OH17.7-2.0	18 27 39.8	-14 31 03.9	+61	1612	0.5	
OH26.5+0.6	18 34 52.5	-5 26 36.9	+27	1612	0.5	
OH39.7+1.5	18 56 03.9	6 38 49.8	+20	1612	0.5	
W49N	19 07 49.9	9 01 14	+12	1665/67	0.5	~350
19114+0002	19 11 25	0 02 18	+100	1612	0.5	
VY2-2	19 21 59	9 48 00	-50	1612	0.5	
IRC+10420	19 24 26.7	11 15 10.9	+70	1612/67	1.0	
NML Cyg	20 44 33.8	39 55 57.1	+2	1612/65/67	0.5	
Źródła kalibracyjne						
3C123	4 33 55.6	29 33 52				41.5
W12*	5 39 14.3	-1 55 57	+10			12.2
Vir A	12 28 18	12 40 29				178.2
3C286	13 28 49.7	30 45 58.0				13.6
3C348	16 48 42	5 04 30				39.5

* W12 — strumienie na częstotliwościach 1612 i 1667 MHz wynoszą 2.97 i 15.05 Jy (dla rozdzielczości ~2 kHz).

Silniejsze źródła w linii metanolu (CH_3OH ; 6668.518 MHz)

(Wg: K.M. Menten, 1991, *Ap.J.* **380**, L75.)

Źródło	RA ₁₉₅₀ [h m s]	Dec ₁₉₅₀ [o / #]	F_{peak} [Jy]	V(LSR) [km/s]
W3(OH)	2 23 16.4	61 38 57	3880	-45
S231	5 35 51.3	35 44 16	208	-18
S252	6 05 53.7	21 39 09	457	10
9.62+0.19	18 03 16.0	-20 32 01	4870	6
W31(1)	18 05 40.5	-19 52 23	823	42
23.01-0.41	18 31 56.7	-9 03 18	439	77
35.20-0.73	18 59 13.8	1 09 20	556	43
43.80-0.13	19 09 30.8	9 30 47	152	42
W51	19 21 24.4	14 24 48	979	57
ON1	20 08 10.0	31 22 40	91	7
W75N	20 36 50.4	42 27 23	1080	7
Cep A	22 54 19.2	61 45 47	1420	-4
NGC7538	23 11 36.6	61 11 50	346	-58

Lista pulsarów

o deklinacjach większych od -30° i strumieniach większych od 2 mJy
na częstotści 1400 MHz [Opracował: Wojciech Lewandowski <boe> 10.Dec.97]

Nazwa	R.A.	Dec.	Period	P_dot	DM	w_50	S_1400
B0031-07	B00:31:36.37	-07:38:25.30	0.9430	.4083D+00	10.9	56.7	5.8
B0136+57	J01:39:19.77	+58:14:31.85	0.2724	.1070D+02	73.8	5.2	3.1
B0138+59	J01:41:39.94	+60:09:32.28	1.2229	.3904D+00	34.8	34.9	5.4
B0148-06	J01:51:22.74	-06:35: 3.10	1.4647	.4440D+00	25.0	56.9	4.2
B0149-16	J01:52:10.86	-16:37:52.94	0.8327	.1298D+01	11.9	17.8	2.2
J0218+42	J02:18: 6.38	+42:32:16.55	0.0023	.7500D-04	61.3	0.0	16.7
B0301+19	J03:04:33.11	+19:32:50.70	1.3876	.1296D+01	15.7	58.4	3.0
B0320+39	J03:23:26.60	+39:44:53.06	3.0321	.6380D+00	25.8	42.7	3.8
B0329+54	B03:29:11.01	+54:24:36.93	0.7145	.2050D+01	26.8	6.6	166.7
B0355+54	J03:58:53.70	+54:13:13.58	0.1564	.4397D+01	57.1	3.9	5.1
B0450-18	J04:52:34.09	-17:59:23.54	0.5489	.5756D+01	39.9	28.7	9.1
B0450+55	B04:50: 0.23	+55:38:48.50	0.3407	.2366D+01	14.6	8.1	6.6
B0523+11	J05:25:56.44	+11:15:19.00	0.3544	.7362D-01	79.3	15.9	2.2
B0525+21	B05:25:51.88	+21:57: 0.38	3.7455	.4003D+02	50.9	****	6.3
B0531+21	B05:31:31.40	+21:58:54.39	0.0334	.4210D+03	56.8	3.0	71.8
B0540+23	J05:43: 9.65	+23:29: 6.14	0.2460	.1542D+02	77.7	6.2	3.2
B0559-05	J06:01:58.98	-05:27:50.53	0.3960	.1303D+01	80.5	11.6	2.5
J0613-02	J06:13:43.97	-02:00:47.05	0.0031	.1100D-04	38.8	0.8	2.3
B0611+22	B06:11:15.70	+22:30: 0.54	0.3349	.5963D+02	96.7	6.9	3.2
B0626+24	J06:29: 5.71	+24:15:41.65	0.4766	.1997D+01	84.2	8.8	3.4
B0628-28	B06:28:51.82	-28:32:33.46	1.2444	.7107D+01	34.4	58.2	22.9
B0740-28	J07:42:49.07	-28:22:44.02	0.1668	.1681D+02	73.8	5.7	32.9
B0809+74	J08:14:59.44	+74:29: 5.79	1.2922	.1683D+00	5.8	41.4	8.8
B0818-13	J08:20:26.35	-13:50:55.20	1.2381	.2106D+01	41.0	22.1	11.3
B0820+02	B08:20:34.03	+02:08:54.30	0.8649	.1039D+00	23.6	21.2	3.3
B0823+26	B08:23:50.47	+26:47:19.40	0.5307	.1709D+01	19.5	5.8	8.1
B0834+06	J08:37: 5.64	+06:10:14.08	1.2738	.6800D+01	12.9	23.9	9.9
B0919+06	J09:22:13.97	+06:38:21.69	0.4306	.1372D+02	27.3	10.5	5.8

B0942-13	B09:42: 4.39	-13:40:52.40	0.5703	.4620D-01	12.6	6.9	2.9
B0950+08	J09:53: 9.31	+07:55:35.60	0.2531	.2291D+00	3.0	9.5	44.4
J1012+53	J10:12:33.43	+53:07: 2.66	0.0053	.1460D-04	9.0	0.0	3.3
J1022+10	J10:22: 0.57	+10:01: 0.00	0.0165	.0000D+00	10.2	0.0	2.6
B1039-19	J10:41:36.21	-19:42:13.80	1.3864	.9446D+00	33.9	61.8	3.1
B1133+16	B11:33:27.42	+16:07:36.77	1.1879	.3733D+01	4.8	31.7	28.6
B1237+25	J12:39:40.47	+24:53:49.25	1.3824	.9605D+00	9.3	51.1	12.2
J1246+22	J12:46: 0.38	+22:53: 0.00	0.4738	.0000D+00	17.9	21.0	3.2
B1257+12	B12:57:33.12	+12:57: 6.40	0.0062	.1143D-03	10.2	0.6	2.2
B1508+55	J15:09:25.72	+55:31:33.01	0.7397	.5008D+01	19.6	10.9	12.7
B1534+12	B15:34:47.68	+12:05:45.23	0.0379	.2430D-02	11.6	0.7	4.0
B1541+09	B15:41:14.35	+09:38:42.81	0.7484	.4327D+00	35.0	46.2	8.7
B1540-06	J15:43:30.17	-06:20:45.29	0.7091	.8834D+00	18.5	8.1	4.4
B1600-27	B16:00: 0.05	-27:04: 0.12	0.7783	.2920D+01	46.2	20.0	2.2
B1604-00	B16:04:37.86	+00:24:41.67	0.4218	.3061D+00	10.7	12.5	6.0
J1643-12	J16:43:38.15	-12:24:58.70	0.0046	.3300D-04	62.4	1.3	8.3
B1642-03	B16:42:24.69	-03:12:30.93	0.3877	.1781D+01	35.7	4.2	43.7
B1702-19	J17:05:36.10	-19:06:38.50	0.2990	.4138D+01	22.9	7.3	3.2
B1706-16	B17:06:33.22	-16:37:12.90	0.6531	.6309D+01	24.9	10.8	5.2
J1713+07	J17:13:49.52	+07:47:37.55	0.0046	.8520D-05	16.0	0.2	4.0
B1718-02	B17:18:20.95	-02:09:27.70	0.4777	.8700D-01	65.5	59.0	2.4
B1717-29	J17:20:34.15	-29:33: 0.15	0.6204	.7456D+00	42.6	30.0	3.6
J1730-23	J17:30:21.62	-23:04:21.62	0.0081	.1900D-04	9.6	0.7	4.8
B1730-22	J17:33:26.42	-22:28: 0.36	0.8717	.4210D-01	41.2	12.2	2.8
B1732-07	J17:35: 4.97	-07:24:52.38	0.4193	.0000D+00	73.5	7.4	2.0
B1737+13	B17:37:49.22	+13:13:29.40	0.8030	.1454D+01	48.9	32.7	2.7
B1737-30	B17:37:21.17	-30:14:10.00	0.6067	.4653D+03	153.0	38.4	2.7
B1738-08	J17:41:22.54	-08:40:32.70	2.0431	.2274D+01	74.9	29.8	3.2
J1744-23	J17:44: 0.42	-23:12: 0.00	1.6834	.0000D+00	99.0	35.0	2.1
B1742-30	J17:45:56.29	-30:40:23.60	0.3674	.1066D+02	88.4	7.2	7.3
B1745-12	B17:45:28.20	-12:59: 0.56	0.3941	.1212D+01	100.0	12.3	2.6
B1749-28	B17:49:49.27	-28:06: 0.70	0.5626	.8139D+01	50.9	7.1	122.2
B1754-24	B17:54: 0.37	-24:21: 0.40	0.2341	.1300D+02	178.0	28.8	2.2
B1756-22	B17:56: 0.23	-22:05: 0.33	0.4610	.1080D+02	177.3	6.9	2.2
B1800-21	B18:00:51.11	-21:37:17.50	0.1336	.1343D+03	233.9	20.7	2.6
B1804-08	J18:07:38.01	-08:47:43.10	0.1637	.2868D-01	112.8	6.4	7.2
B1804-27	B18:04: 0.02	-27:15: 0.40	0.8278	.1225D+02	313.3	12.6	2.8
J1808-08	J18:08: 0.03	-08:13: 0.00	0.8760	.0000D+00	151.0	29.0	3.1
B1813-26	J18:16:35.45	-26:49: 0.58	0.5929	.6650D-01	128.0	52.5	2.0
B1818-04	B18:18:13.65	-04:29: 3.88	0.5981	.6338D+01	84.4	10.1	17.4
B1819-22	J18:22:58.97	-22:56: 0.49	1.8743	.1353D+01	121.1	73.3	2.8
B1821+05	B18:21: 4.01	+05:48:47.40	0.7529	.2250D+00	67.2	10.2	2.0
B1820-30	B18:20:27.72	-30:23:16.00	0.0054	.3385D-02	86.8	0.0	5.4
B1821-19	B18:21: 2.78	-19:47: 0.29	0.1893	.5225D+01	224.3	23.4	7.9
B1821-24	J18:24:32.00	-24:52:10.75	0.0031	.1618D-02	119.8	0.2	4.4
B1822-09	J18:25:30.59	-09:35:22.80	0.7690	.5236D+02	19.5	11.7	4.0
B1826-17	J18:29:43.12	-17:51: 2.90	0.3071	.5562D+01	217.8	45.9	8.7
B1831-03	B18:31: 0.04	-03:40: 0.55	0.6867	.4150D+02	235.8	26.4	9.9
B1831-04	B18:31:46.46	-04:28: 0.59	0.2901	.1970D+00	78.8	19.7	8.6
J1835-11	J18:35: 0.23	-11:06: 0.00	0.1659	.0000D+00	132.0	7.2	3.3
B1834-10	B18:34: 8.30	-10:10: 0.44	0.5627	.1178D+02	318.0	89.0	6.0
B1839+56	J18:40:44.59	+56:40:55.60	1.6529	.1495D+01	26.5	27.1	2.3
B1839+09	B18:39:32.82	+09:09:10.50	0.3813	.1092D+01	49.1	7.9	2.2
B1839-04	B18:39:48.10	-04:02: 0.58	1.8399	.5100D+00	196.0	****	2.1
B1842+14	B18:42:38.52	+14:51: 3.60	0.3755	.1866D+01	41.2	9.3	2.2
B1844-04	J18:47:22.83	-04:02:14.20	0.5978	.5171D+02	142.6	24.6	8.3
B1845-01	J18:48:23.60	-01:23:58.20	0.6594	.5218D+01	159.1	43.7	8.8
B1846-06	B18:46: 0.26	-06:40: 0.26	1.4513	.4570D+02	147.6	22.3	2.9

B1855+09	J18:57:36.39	+09:43:17.32	0.0054	.1784D-04	13.3	0.6	3.4
B1857-26	J19:00:47.59	-26:00:43.10	0.6122	.2042D+00	38.1	34.1	14.6
B1859+03	J19:01:31.78	+03:31:6.25	0.6554	.7487D+01	401.2	75.2	18.3
B1900+06	B19:00:0.20	+06:11:0.25	0.6735	.0000D+00	530.0	76.6	2.4
B1900+01	B19:00:57.96	+01:31:9.41	0.7293	.4032D+01	246.4	26.8	6.4
B1900-06	B19:00:0.59	-06:36:0.30	0.4319	.3400D+01	195.7	16.0	2.6
B1905+39	B19:05:54.70	+39:57:18.30	1.2358	.5300D+00	30.1	58.5	2.6
B1907+02	B19:07:7.74	+02:49:56.34	0.9898	.5529D+01	172.1	12.5	2.3
B1907+10	B19:07:27.32	+10:57:7.67	0.2836	.2636D+01	148.4	5.9	5.6
B1907+03	B19:07:39.70	+03:53:0.30	2.3303	.4530D+01	78.8	45.2	2.3
B1907-03	B19:07:52.30	-03:14:50.70	0.5046	.2189D+01	205.5	14.7	3.0
B1911-04	B19:11:15.17	-04:45:59.70	0.8259	.4070D+01	89.4	7.5	13.1
B1913+10	B19:13:7.30	+10:04:0.32	0.4045	.1530D+02	246.1	35.6	2.6
B1914+09	B19:14:9.51	+09:46:2.72	0.2703	.2518D+01	61.4	5.1	2.2
B1915+13	J19:17:39.78	+13:53:57.06	0.1946	.7198D+01	94.5	4.5	4.8
B1918+19	B19:18:52.60	+19:43:2.45	0.8210	.8952D+00	154.4	40.3	3.8
B1919+21	B19:19:36.16	+21:47:16.30	1.3373	.1348D+01	12.4	30.9	6.3
B1920+21	B19:20:43.97	+21:04:52.09	1.0779	.8190D+01	217.1	14.8	3.3
B1923+04	B19:23:55.56	+04:25:27.40	1.0741	.2465D+01	101.8	15.8	2.4
B1929+10	J19:32:13.90	+10:59:31.99	0.2265	.1157D+01	3.2	5.6	33.7
B1929+20	J19:32:8.03	+20:20:46.30	0.2682	.4216D+01	211.0	18.4	3.2
B1933+16	B19:33:31.87	+16:09:58.31	0.3587	.6004D+01	158.5	9.0	26.9
B1937+21	J19:39:38.56	+21:34:59.14	0.0016	.1051D-03	71.0	0.1	26.7
B1944+17	B19:44:38.75	+17:58:15.35	0.4406	.2440D-01	16.1	13.5	4.4
B1946+35	B19:46:33.95	+35:32:38.29	0.7173	.7052D+01	129.1	19.3	16.1
B1953+50	B19:53:57.35	+50:51:53.60	0.5189	.1366D+01	31.8	6.0	2.9
B1957+20	J19:59:36.76	+20:48:15.12	0.0016	.1685D-04	29.1	0.0	2.2
B2000+40	B20:00:59.94	+40:42:26.60	0.9051	.1744D+01	128.0	24.8	5.9
B2003-08	J20:06:16.31	-08:07:0.02	0.5809	.4520D-01	32.1	13.2	2.2
B2011+38	B20:11:21.56	+38:36:38.00	0.2302	.8855D+01	238.6	22.7	2.9
B2016+28	B20:16:0.17	+28:30:30.11	0.5580	.1494D+00	14.2	14.9	34.9
B2020+28	B20:20:33.28	+28:44:42.97	0.3434	.1893D+01	24.6	12.0	7.9
B2021+51	B20:21:25.31	+51:45:7.64	0.5292	.3066D+01	22.6	7.4	8.6
B2027+37	B20:27:31.21	+37:34:5.30	1.2168	.1230D+02	189.0	22.3	2.0
B2043-04	B20:43:22.44	-04:32:25.00	1.5469	.1476D+01	35.9	20.8	2.2
B2045-16	J20:48:35.47	-16:16:44.45	1.9616	.1096D+02	11.5	84.2	12.9
B2053+36	B20:53:33.24	+36:18:49.60	0.2215	.3648D+00	97.5	7.2	3.1
B2106+44	J21:08:20.47	+44:41:48.79	0.4149	.8619D-01	139.9	27.2	2.9
B2110+27	B21:10:54.21	+27:41:37.99	1.2029	.2623D+01	24.7	13.0	2.0
B2111+46	J21:13:24.29	+46:44:8.68	1.0147	.7115D+00	141.5	32.1	25.6
J2145-07	J21:45:50.44	-07:50:17.90	0.0161	.0000D+00	9.0	1.2	5.6
B2148+63	B21:48:36.79	+63:15:40.00	0.3801	.1681D+00	128.0	18.1	3.6
B2154+40	J21:57:1.82	+40:17:45.88	1.5253	.3426D+01	70.6	38.6	11.7
B2217+47	J22:19:48.13	+47:54:53.83	0.5385	.2765D+01	43.5	7.5	12.3
B2224+65	J22:25:52.36	+65:35:33.78	0.6825	.9655D+01	36.2	21.1	2.4
B2255+58	J22:57:57.71	+59:09:14.95	0.3682	.5754D+01	151.1	14.8	3.8
B2303+30	B23:03:34.09	+30:43:48.61	1.5759	.2896D+01	49.9	17.4	2.7
B2306+55	J23:08:13.83	+55:47:36.07	0.4751	.2020D+00	47.0	26.9	2.1
B2310+42	J23:13:8.57	+42:53:12.98	0.3494	.1155D+00	17.3	8.8	9.9
J2317+14	J23:17:9.23	+14:39:31.22	0.0034	.2420D-05	21.9	0.4	2.1
B2319+60	J23:21:55.19	+60:24:30.70	2.2565	.7037D+01	94.8	****	4.0
B2327-20	J23:30:26.80	-20:05:28.60	1.6436	.4626D+01	8.4	17.2	4.7

Wyciąg z katalogu Kühra i in. — źródła o $F > 3$ Jy na 5 GHz
(H. Kühr *et al.*, 1981, *A.&A. Suppl.*, **45**, 367)

Źródło		RA(1950)			Dec(1950)			F	f	Id	z
IAU	3C	h	m	s	°	'	"	Jy	MHz		
0040+51	3C20.0	0	40	19	51	47	7	4,00	4950	GAL	0,35
0106+13	3C33	1	6	12	13	2	33	5,50	5005	GAL	0,05
0134+32	3C48	1	34	49	32	54	21	5,00	5000	QSO	0,36
0537-44		1	37	21	-44	6	45	3,67	4973	QSO	0,89
0220+42	3C66.0	2	20	2	42	46	27	3,50	4950	GAL	0,02
0305+03	3C78	3	5	49	3	55	14	3,25	5002	GAL	0,02
0316+41	3C84.0	3	16	29	41	19	52	17,00	5000	GAL	0,01
0320-37		3	20	42	-37	25	0	49,00	5000	GAL	6,0E-03
0356+10	3C98	3	56	10	10	17	34	4,00	5005	GAL	0,03
0409-75		4	9	58	-75	14	57	4,00	5006	EF	0,00
0430+05	3C120	4	30	31	5	14	60	6,67	4898	GAL	0,03
0433+29	3C123	4	33	55	29	34	14	16,00	5000	GAL	0,21
0438-43		4	38	43	-43	38	54	6,00	4987	QSO	2,85
0518+16	3C138.0	5	18	16	16	35	27	4,00	5000	QSO	0,75
0518-45		5	18	18	-45	49	39	15,00	5000	GAL	0,03
0521-36		5	21	12	-36	30	17	9,00	5009	GAL	0,05
0538+49	3C147.0	5	38	43	49	49	43	8,00	4950	QSO	0,54
0637-75		6	37	23	-75	13	34	5,33	5009	QSO	0,65
0742+10		7	42	48	10	18	33	4,00	5009	EF	0,00
0809+48	3C196.0	8	9	59	48	22	7	4,00	4950	QSO	0,87
0831+55		8	31	4	55	44	41	5,00	4933	GAL	0,24
0834-20		8	34	24	-20	6	30	3,50	5005	QSO	2,74
0915-11	3C218.0	9	15	41	-11	52	49	13,50	5009	GAL	0,05
0951+69	3C231.0	9	51	42	69	54	60	4,00	4950	GAL	1,0E-03
1127-14		11	27	35	-14	32	55	6,00	5006	QSO	1,18
1216+06	3C270.0	12	16	50	6	6	0	8,50	5005	GAL	7,0E-03
1226+02	3C273.0	12	26	33	2	19	43	42,50	5005	QSO	0,15
1228+12	3C274.0	12	28	17	12	40	1	72,33	5003	GAL	4,0E-03
1253-05	3C279.0	12	53	35	-5	31	8	15,00	5009	QSO	0,53
1322-42		13	22	36	-42	48	24	103,00	5000	GAL	2,0E-03
1328+30	3C286	13	28	49	30	45	59	7,00	5000	QSO	0,84
1409+52	3C295.0	14	9	33	52	26	13	6,50	4950	GAL	0,46
1549-79		15	49	27	-79	5	23	3,25	5007		0,00
1610-77		16	10	51	-77	9	52	3,50	5007	QSO	1,71
1641+39	3C345.0	16	41	17	39	54	11	5,00	5000	QSO	0,59
1648+05	3C348.0	16	48	40	5	4	32	11,75	5007	GAL	0,15
1717-00	3C353.0	17	17	55	0	55	54	22,00	5003	GAL	0,03
1814-63		18	14	46	-63	47	0	4,00	5009	GAL	0,06
1828+48	3C380.0	18	28	13	48	42	41	6,50	4950	QSO	0,69
1845+79	3C390.3	18	45	45	79	42	45	4,00	4950	GAL	0,05
1932-46		19	32	18	-46	27	24	3,33	5006	GAL	0,00
1934-63		19	34	47	-63	49	35	5,67	5006	GAL	0,18
2104-25		21	4	24	-25	39	6	4,33	5006	GAL	0,03
2134+00		21	34	5	0	28	25	11,50	4980	QSO	1,93
2145+06		21	45	36	6	43	41	3,75	4980	QSO	0,99
2153-69		21	53	1	-69	55	46	11,50	5005	GAL	0,02
2200+42		22	0	39	42	2	8	4,00	4585	BL	0,07
2203-18		22	3	25	-18	50	17	4,00	5009	QSO	0,61
2223-05	3C446.0	22	23	11	-5	12	18	4,00	5009	QSO	1,40
2230+11		22	30	7	11	28	23	3,50	5005	QSO	1,03
2251+15	3C454.3	22	51	29	15	52	54	13,00	4943	QSO	0,85
2356-61		23	56	24	-61	11	40	7,33	5006	GAL	0,09

Wyciąg z katalogu Kühra — źródła o $F > 3$ Jy w paśmie L

Źródło		RA(1950)			Dec(1950)			F	f	Id	z
IAU	3C	h	m	s	°	'	"	Jy	MHz		
0008-42		0	8	21	-42	9	33	3,50	1445	GAL	0,00
0023-26		0	23	18	-26	18	52	9,00	1410		0,00
0034-01	3C15	0	34	30	-1	25	39	4,00	1403	GAL	0,07
0035-02	3C17	0	35	47	-2	24	7	6,00	1403	GAL	0,22
0038+09	3C18	0	38	14	9	46	55	4,00	1400	GAL	0,18
0040+51	3C20.0	0	40	19	51	47	7	11,50	1400	GAL	0,35
0043-42		0	43	55	-42	24	6	8,00	1410	GAL	0,00
0045-25		0	45	5	-25	33	41	6,00	1410	GAL	1,0E-03
0055-01	3C29	0	55	1	-1	39	46	4,67	1403	GAL	0,04
0104+32	3C31	1	4	41	32	8	7	4,33	1490	GAL	0,01
0105-16	3C32	1	5	48	-16	20	21	4,00	1400	GAL	0,00
0106+13	3C33	1	6	12	13	2	33	12,60	1510	GAL	0,05
0114-21		1	14	25	-21	7	53	4,00	1410	GAL	0,00
0117-15	3C38	1	17	59	-15	35	57	5,00	1400	QSO	0,00
0123-01	3C40	1	23	30	-1	39	15	5,33	1403	GAL	0,01
0131-36		1	31	38	-36	44	40	5,00	1410	GAL	0,03
0133+20	3C47	1	33	40	20	42	16	3,25	1470	QSO	0,42
0134+32	3C48	1	34	49	32	54	21	14,25	1535	QSO	0,36
0202+14		2	2	7	14	59	51	3,33	1400	QSO	0,00
0210+86	3C61.1	2	10	43	86	4	17	6,00	1400	QSO	0,18
0213-13	3C62	2	13	11	-13	13	24	4,50	1405	GAL	0,00
0220+42	3C66.0	2	20	2	42	46	27	9,00	1490	GAL	0,02
0235-19		2	35	24	-19	45	29	4,00	1410	GAL	0,00
0237-23		2	37	52	-23	22	6	6,50	1445	QSO	2,22
0252-71		2	52	27	-71	16	49	4,00	1410	GAL	0,00
0255+05	3C75	2	55	4	5	50	41	6,33	1403	GAL	0,02
0305+03	3C78	3	5	49	3	55	14	7,00	1403	GAL	0,02
0307+16	3C79	3	7	11	16	54	42	5,00	1403	GAL	0,25
0315+41	3C83.1	3	15	0	41	41	12	8,00	1400	GAL	0,02
0316+16		3	16	9	16	17	41	8,00	1403	EF	0,00
0316+41	3C84.0	3	16	29	41	19	52	16,50	1670	GAL	0,01
0325+02	3C88	3	25	18	2	23	22	4,67	1403	GAL	0,03
0349-27		3	49	31	-27	53	30	6,00	1410	GAL	0,06
0356+10	3C98	3	56	10	10	17	34	10,67	1403	GAL	0,03
0403-13		4	3	14	-13	16	21	4,00	1403	QSO	0,57
0404+03	3C105	4	4	48	3	32	50	5,00	1403	GAL	0,08
0407-65		4	7	58	-65	52	49	16,00	1410	QSO	0,00
0409-75		4	9	58	-75	14	57	14,00	1410	EF	0,00
0410+11	3C109	4	10	55	11	4	47	4,00	1400	GAL	0,30
0427-53		4	27	57	-53	56	8	5,00	1410	GAL	0,03
0428+20		4	28	6	20	31	9	3,33	1431	GAL	0,21
0430+05	3C120	4	30	31	5	14	60	5,50	1519	GAL	0,03
0433+29	3C123	4	33	55	29	34	14	47,50	1400	GAL	0,21
0438-43		4	38	43	-43	38	54	5,33	1433	QSO	2,85

Źródła o $F > 3$ Jy w paśmie L — c.d.

Źródło		RA(1950)			Dec(1950)			F	f	Id	z
IAU	3C	h	m	s	°	'	"	Jy	MHz		
0442-28		4	42	36	-28	15	12	7,00	1410	GAL	0,00
0453-20		4	53	14	-20	38	59	4,00	1410	GAL	0,03
0518+16	3C138.0	5	18	16	16	35	27	8,20	1510	QSO	0,75
0518-45		5	18	18	-45	49	39	70,00	1410	GAL	0,03
0521-36		5	21	12	-36	30	17	17,00	1410	GAL	0,05
0538+49	3C147.0	5	38	43	49	49	43	20,25	1535	QSO	0,54
0605+48	3C153.0	6	5	44	48	4	49	4,00	1400	GAL	0,27
0625-53		6	25	19	-53	39	26	5,00	1410	GAL	0,05
0625-35		6	25	20	-35	27	20	4,00	1410	GAL	0,00
0637-75		6	37	23	-75	13	34	5,00	1410	QSO	0,65
0651+54	3C171.0	6	51	11	54	12	50	3,50	1400	GAL	0,23
0802+24	3C192	8	2	35	24	18	32	4,33	1490	GAL	0,06
0806-10	3C195.0	8	6	29	-10	19	9	4,00	1405	GAL	0,00
0809+48	3C196.0	8	9	59	48	22	7	13,50	1405	QSO	0,87
0831+55		8	31	4	55	44	41	8,00	1440	GAL	0,24
0834-19		8	34	55	-19	41	22	4,00	1445		0,00
0915-11	3C218.0	9	15	41	-11	52	49	44,50	1405	GAL	0,05
0917+45	3C219.0	9	17	50	45	51	44	7,50	1400	GAL	0,17
0939+14	3C225	9	39	28	14	2	35	4,00	1400	EF	0,00
0945+07	3C227.0	9	45	8	7	39	19	7,67	1403	GAL	0,08
0951+69	3C231.0	9	51	42	69	54	60	7,50	1535	GAL	1,0E-03
0958+29	3C234	9	58	57	29	1	37	4,67	1490	GAL	0,18
1005+07	3C237.0	10	5	22	7	44	59	6,33	1403	EF	0,00
1127-14		11	27	35	-14	32	55	6,25	1423	QSO	1,18
1136-13		11	36	38	-13	34	7	4,00	1405	QSO	0,55
1142+19	3C264	11	42	29	19	53	15	5,67	1403	GAL	0,02
1151-34		11	51	49	-34	48	48	5,50	1445	QSO	0,25
1157+73	3C268.1	11	57	45	73	17	28	6,50	1400	GAL	0,00
1216+06	3C270.0	12	16	50	6	6	0	18,67	1403	GAL	7,0E-03
1222+13	3C272.1	12	22	31	13	9	46	6,00	1403	GAL	3,0E-03
1226+02	3C273.0	12	26	33	2	19	43	43,25	1397	QSO	0,15
1228+12	3C274.0	12	28	17	12	40	1	217,50	1400	GAL	4,0E-03
1245-19		12	45	45	-19	42	58	5,00	1445	QSO	0,00
1251-12	3C278.0	12	51	59	-12	17	13	7,50	1405	GAL	0,01
1253-05	3C279.0	12	53	35	-5	31	8	10,00	1405	QSO	0,53
1254+47	3C280.0	12	54	41	47	36	33	5,00	1400	QSO	0,00
1306-09		13	6	2	-9	34	32	4,00	1405		0,00
1308-22	3C283.0	13	8	57	-22	0	42	5,00	1445	GAL	0,00
1323+32		13	23	57	32	9	44	4,00	1575	GAL	0,00
1328+25	3C287	13	28	15	25	24	38	6,33	1490	QSO	1,05
1328+30	3C286	13	28	49	30	45	59	13,75	1538	QSO	0,84
1332-33		13	32	58	-33	37	54	5,00	1410	GAL	0,01
1345+12		13	45	6	12	32	20	5,00	1423	GAL	0,12
1350+31	3C293	13	50	3	31	41	33	4,00	1535	GAL	0,04
1358+62		13	58	58	62	25	8	4,00	1440	GAL	0,00

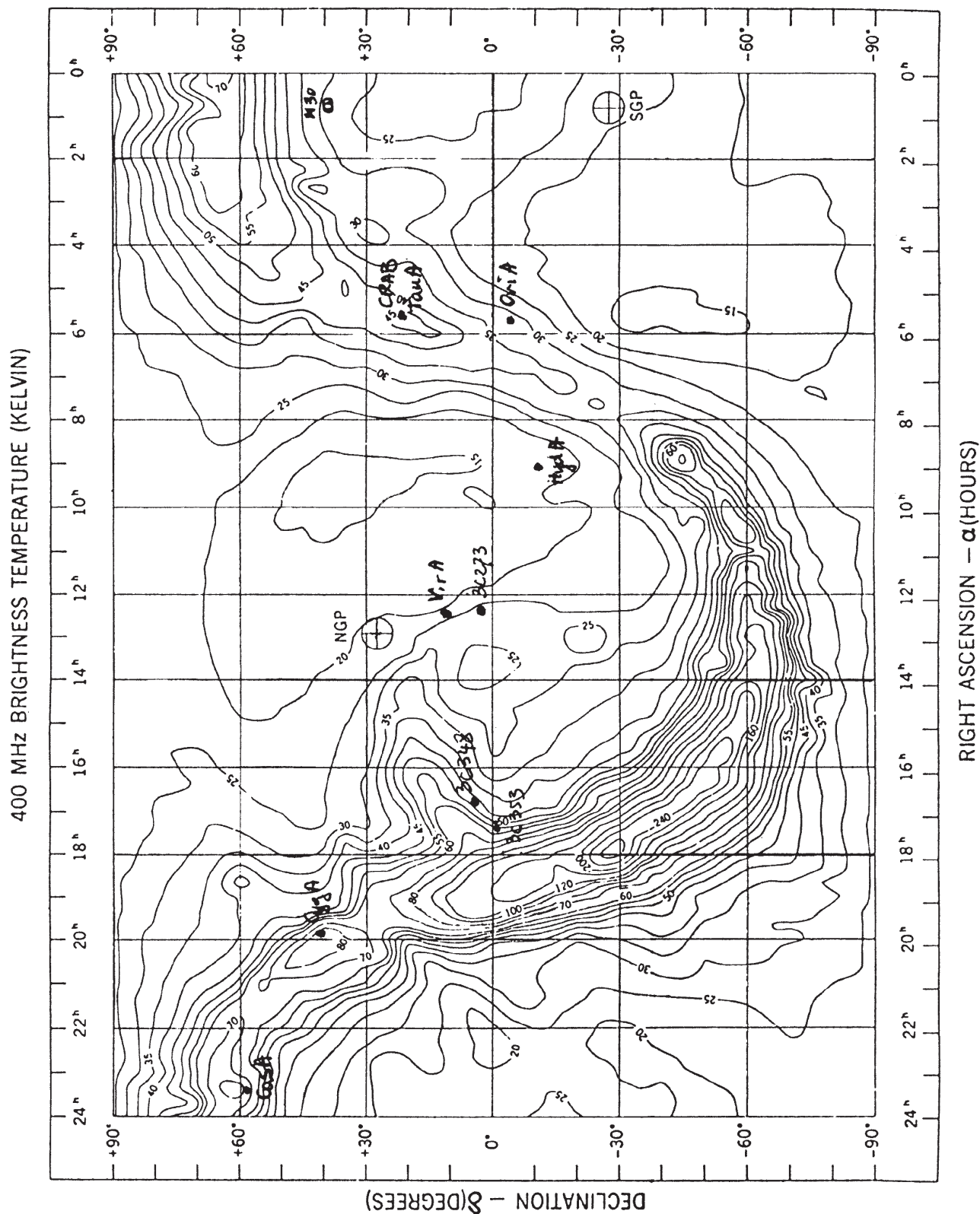
Źródła o $F > 3$ Jy w paśmie L — c.d.

Źródło		RA(1950)			Dec(1950)			F	f	Id	z
IAU	3C	h	m	s	°	'	"	Jy	MHz		
1409+52	3C295.0	14	9	33	52	26	13	22,50	1405	GAL	0,46
1414+11	3C296.0	14	14	24	11	1	53	4,00	1403	GAL	0,02
1416+06	3C298.0	14	16	38	6	42	21	5,75	1423	QSO	1,43
1420+19	3C300	14	20	41	19	48	55	3,67	1403	GAL	0,27
1453-10		14	53	12	-10	56	51	5,00	1400	QSO	0,93
1458+71	3C309.1	14	58	56	71	52	11	8,00	1400	QSO	0,90
1502+26	3C310	15	2	46	26	12	35	6,67	1490	GAL	0,05
1508-05		15	8	14	-5	31	49	3,50	1405	QSO	1,19
1508+08	3C313.0	15	8	33	8	2	58	4,00	1400	GAL	0,00
1511+26	3C315	15	11	30	26	18	40	3,67	1490	GAL	0,10
1549-79		15	49	27	-79	5	23	5,00	1410		0,00
1559+02	3C327.0	15	59	58	2	6	16	8,67	1403	GAL	0,10
1602+01	3C327.1	16	2	12	1	25	59	4,00	1403	GAL	0,00
1607+26		16	7	9	26	49	19	4,25	1424	EF	0,00
1609+66	3C330.0	16	9	16	66	4	31	7,00	1400	GAL	0,54
1610-77		16	10	51	-77	9	52	4,00	1410	QSO	1,71
1634+62	3C343.0	16	34	1	62	51	42	4,33	1427	QSO	0,98
1637-77		16	37	9	-77	10	2	5,00	1410	GAL	0,02
1637+62	3C343.1	16	37	55	62	40	34	4,00	1400	GAL	0,75
1641+39	3C345.0	16	41	17	39	54	11	8,50	1670	QSO	0,59
1648+05	3C348.0	16	48	40	5	4	32	46,00	1403	GAL	0,15
1717-00	3C353.0	17	17	55	0	55	54	57,33	1403	GAL	0,03
1733-56		17	33	22	-56	31	57	8,00	1410	QSO	0,00
1814-63		18	14	46	-63	47	0	13,00	1410	GAL	0,06
1828+48	3C380.0	18	28	13	48	42	41	14,00	1535	QSO	0,69
1842+45	3C388.0	18	42	35	45	30	21	5,00	1400	GAL	0,09
1845+79	3C390.3	18	45	45	79	42	45	11,50	1400	GAL	0,05
1932-46		19	32	18	-46	27	24	13,00	1410	GAL	0,00
1934-63		19	34	47	-63	49	35	16,00	1410	GAL	0,18
1938-15		19	38	24	-15	31	35	7,00	1405	GAL	0,00
1939+60	3C401.0	19	39	38	60	34	33	4,00	1400	GAL	0,20
1949+02	3C403.0	19	49	44	2	22	42	5,67	1403	GAL	0,05
1954-55		19	54	19	-55	17	41	6,00	1410	GAL	0,00
2032-35		20	32	37	-35	4	30	5,00	1410	GAL	0,00
2058-28		20	58	39	-28	13	49	5,00	1410	GAL	0,03
2104-25		21	4	24	-25	39	6	13,00	1410	GAL	0,03
2104+76	3C427.1	21	4	45	76	21	4	3,50	1400	GAL	0,00
2121+24	3C433	21	21	30	24	51	15	11,67	1403	GAL	0,10
2128+04		21	28	2	4	49	4	4,00	1430	EF	0,00
2153-69		21	53	1	-69	55	46	27,50	1410	GAL	0,02
2153+37	3C438.0	21	53	45	37	46	14	6,33	1490	GAL	0,00
2200+42		22	0	39	42	2	8	6,00	1400	BL	0,07
2203-18		22	3	25	-18	50	17	6,00	1403	QSO	0,61
2211-17	3C444.0	22	11	42	-17	16	34	9,00	1405	GAL	0,00

Źródła o $F > 3$ Jy w paśmie L — dokończenie

Źródło		RA(1950)			Dec(1950)			F	f	Id	z
IAU	3C	h	m	s	°	'	"	Jy	MHz		
2221-02	3C445.0	22	21	15	-2	21	57	6,00	1400	GAL	0,05
2223-05	3C446.0	22	23	11	-5	12	18	6,00	1405	QSO	1,40
2230+11		22	30	7	11	28	23	6,83	1460	QSO	1,03
2243+39	3C452.0	22	43	31	39	25	31	10,50	1400	GAL	0,08
2250-41		22	50	12	-41	13	44	4,00	1410	GAL	0,00
2251+15	3C454.3	22	51	29	15	52	54	11,33	1403	QSO	0,85
2314+03	3C459	23	14	2	3	48	55	4,33	1403	GAL	0,22
2331-41		23	31	45	-41	42	2	5,00	1410	GAL	0,00
2335+26	3C465	23	35	55	26	44	37	7,00	1490	GAL	0,03
2356-61		23	56	24	-61	11	40	26,00	1410	GAL	0,09

Mapa temperatury jasnościowej nieba na 400 MHz



Mapa temperatury jasnościowej nieba na 408 MHz

(przeskalowany rysunek z Haslam *et al*, 1982, A&AS, 47, 1)

