



Autor gorąco dziękuje Profesor Wilhelminie Iwanowskiej i Profesorowi Stanisławowi Gorgolewskiemu za pomoc w uzyskaniu stypendium zagranicznego, The British Council za finansowanie pobytu w Cambridge w Wielkiej Brytanii, Prof. Martinowi Ryle'owi ; Dr G.G. Pooley i Dr M.S.Longair za życzliwość i pomoc oraz wszystkim Kolegom i Koleżankom którzy przyczynili się do sfinalizowania ostatecznej wersji niniejszej pracy.

Andrzej Kis

A N D R Z E J K U S

5 C 7 - R A D I O W Y P R Z E G L Ą D N I E B A

M E T O D Ą S Y N T E Z Y A P E R T U R Y

Praca doktorska napisana w Zakładzie  
Radioastronomii Instytutu Astronomii  
Uniwersytetu Mikołaja Kopernika  
w Toruniu pod kierunkiem prof.dr hab.  
Stanisława Gorgolewskiego.

T O R U Ń 1 9 7 5

## SPIS TRESCI

str.

1	Wstęp.	
1.1	Przegląd radiowych wyników kosmologii obserwacyjnej....	1
1.2	Problemy pozostające do rozwiązania.....	4
1.3	Przeglądy 5C.....	5
2	Metoda syntezy apertury	
2.1	Podstawy teoretyczne.....	7
2.2	Zastosowania praktyczne.....	13
3	Opis użytego instrumentu.....	15
4	Obserwacje	
4.1	Metody obróbki wstępnej.....	19
4.2	Forma uzyskanych materiałów.....	21
4.3	Poprawki amplitudy.....	22
4.4	Błędy.....	26
5	Rezultaty	
5.1	Katalog radioźródeł.....	28
5.2	Zliczenia radioźródeł na 408 MHz.....	28
5.3	Zliczenia radioźródeł na 1407 MHz.....	33
5.4	Indeksy spektralne.....	35
5.5	Identyfikacje optyczne.....	36
5.6	Uwagi o niektórych źródłach.....	38
6	Podsumowanie.....	39
7	Spis literatury.....	43

## 1 WSTĘP

### 1.1 Przegląd radiowych wyników kosmologii obserwacyjnej.

Pierwsza identyfikacja optyczna radioźródła Cyg A , /Baade, Minkowski 1954/ bazująca na pomiarach F.G.Smith'a /1951/, otworzyła nową drogę badania dużych struktur wszechświata. Do tego celu konieczne stało się zebranie materiału statystycznego obejmującego katalogi obiektów radiowych i ich odpowiedników optycznych. Pierwszymi obszernymi i wiarygodnymi zawierającymi odpowiednio 471 i 328 radioźródeł były katalogi 3C /Edge i inni 1959/ i 3CR /Bennett 1962/. Tylko 61% radioźródeł 3CR udało się powiązać z obiektami optycznymi, z czego 40% z galaktykami oraz 21% z QSS /Ryle 1968/. Duża dyspersja w otrzymanych mocach absolutnych  $10^{23} - 10^{28} \text{ WHz}^{-1} \text{ sr}^{-1}$ , rozmiarach 1 kpc- 1 Mpc, oraz zbyt mała ilość obiektów uniemożliwia pełną analizę przestrzennej gęstości radioźródeł w różnych klasach charakteryzujących się podobnymi cechami fizycznymi.

W praktyce większość klasycznych testów różnych modeli kosmologicznych, oprócz testu nazywanego zliczeniami radioźródeł, nie dawała pozytywnych rezultatów. W teście tym liczbę źródeł na jednostkowej powierzchni  $N/\text{sr}$  dla różnych wartości obserwowanego strumienia  $S / \text{Wm}^{-2} \text{ Hz}^{-1} /$  porównuje się z oczekiwaną wartością dla różnych modeli kosmologicznych. Pierwsze tego typu analizy dla źródeł 3CR i później 4C /Gower i inni 1967/, RN /Ryle, Neville 1962/ przez Gower /1966/ dały obraz zliczeń do  $S=0.25 \text{ f.u.} / 1 \text{ f.u.} = 10^{-26} \text{ Wm}^{-2} \text{ Hz}^{-1} /$ . W stosunku do hipotetycznego, statycznego, o stałej gęstości  $\rho$  euklidesowskiego wszechświata, dla którego oczekiwana zależność liczby radioźródeł w jednostkowym kącie bryłowym jest dana przez:

$$N = \rho P^\beta S^{-\beta} / 3 \quad \text{gdzie } \beta = 3/2 \quad /1/$$

lub  $N = N_0 S^{-\beta} / P - \text{moc absolutna} /$   
zaobserwowano systematyczną nadwyżkę  $N$  dla  $S \gg 1 \text{ f.u.}$ .  $\beta$  dla tego przedziału wynosi  $1.9 \pm 0.1$ . Odkrycie izotropowego promienionowania tła  $3^\circ \text{K}$  /Penzias, Wilson 1965/ dało dodatkowe poparcie interpretacji istniejącej odchyłki większą gęstością wszechświata we wczesnych stadiach jego ewolucji. Już w 1961 roku Hewish wykazał, że dla małych  $S$  z zapisów uzyskanych podczas przeglądu

40 liczba źródeł maleje. Obserwacyjnie zostało to potwierdzone przez Ryle'a i Neville /1962/ w przeglądzie RN.

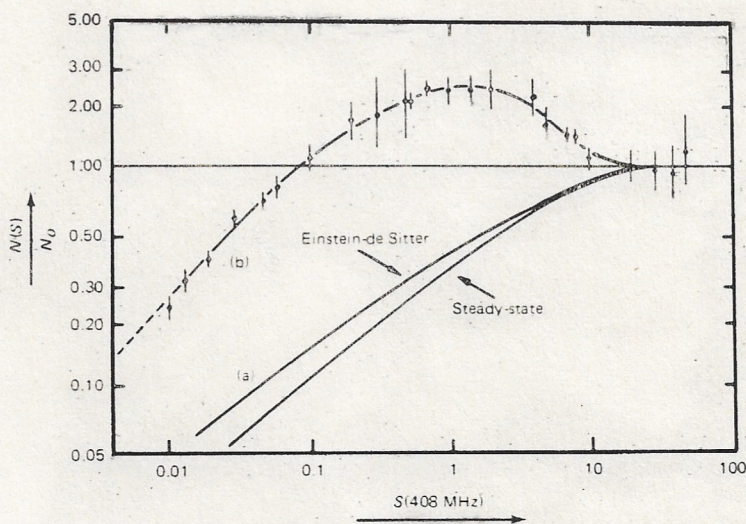
Pierwsze obserwacje teleskopem jednomicowym w Cambridge /Elsmore i inni 1966/ 5C1 i 5C2 potwierdziły zmianę wykładnika  $\beta$  do 0.8 i jego stałość w przedziale strumieni  $10^0 - 10^{-2}$  f.u. na innej częstotliwości.

Istotną sprawą jest nie tylko określenie zależności N/S/, lecz także pomiar fluktuacji tej wielkości w różnych kierunkach / dla ustalonego S / będących efektem albo nieizotropowej struktury całego wszechświata, bądź grupowania się radioźródeł, lub też lokalnego ich pochodzenia.

Do chwili obecnej /początek roku 1975/ dokonano wielu przeglądów nieba na różnych częstotliwościach pokrywających różne obszary. Do najważniejszych, stanowiących duże statystycznie próbki zaliczyć trzeba: wspomniane już przeglądy 3CR, 4C i SN na częstotliwości 178 MHz - obejmujące ponad 6000 obiektów, przeglądy teleskopem jednomicowym na częstotliwości 408 MHz oraz przeglądy Bridle'a /1972/, GA /Davis 1973/, GB /Masłowski 1973/ a także pierwszy i drugi z Westerbork /Katgert i inni 1973 i 1974/ w pobliżu 1400 MHz. Z wykonanych na wyższych częstotliwościach wymienić trzeba przeglądy Bolton'a /1971/ na 2.7 GHz i Davis'a /1971/ na 5 GHz.

Obecne rezultaty zliczeń radioźródeł przedstawić można w formie następujących wniosków /Longair 1973/:

/i/ Model statycznego, jednorodnego wszechświata euklidesowskiego nie znajduje potwierdzenia. Istnieje wyraźny deficyt źródeł silnych i bardzo słabych, natomiast obserwuje się nadwyżkę źródeł o strumieniach średnich /maksimum przy 1f.u. dla 178 MHz /. Porównanie z modelami steady-state i Einstein-de Sitter daje również duże rozbieżności / patrz rys 1/. Świadczyć to może albo o niejednorodnej, wzrastającej z odległością a następnie malejącej gęstości źródeł, lub co się przyjmuje obecnie, o złożonej ewolucji tych obiektów. Zliczenia na wyższych częstotliwościach /  $f > 2$  GHz / nie wykazują charakterystycznego niedoboru silnych obiektów a deficyt słabych źródeł jest mniejszy. Wynikać to może ze zbyt małej statystyki, niskiej czułości instrumentów oraz faktu, że udział radioźródeł z płaskimi widmami jest większy niż w wypadku obserwacji na niskich częstotliwościach.



Rys.1 Obserwowane zliczenia radioźródeł na 408 MHz /Ryle 1968/ oraz zależności oczekiwane dla modeli Einstein-de Sitter i steady-state.

/ii/ Próby poszukiwania anizotropii i grupowania się radioźródeł dla  $f < 1\text{GHz}$  nie dały pozytywnych rezultatów. Holden /1966/, Hughes i Longair /1967/, Branson /1969/ oraz Pearson /1974/ posługując się różnymi metodami przeanalizowali rozkład źródeł 4C. Badania te wykazały, że rozkład tych źródeł jest izotropowy i przypadkowy.

Na wyższych częstotliwościach coraz więcej autorów wykrywa, pomiędzy badanymi obszarami nieba, różnice zarówno w gęstości jak i własnościach fizycznych radioźródeł. Yahil /1972/ stwierdził, że różnice pomiędzy wykładnikami  $\beta$  dla północnego i południowego, w stosunku do Galaktyki, nieba osiągają  $2-3\sigma$ . Masłowski /1972/ wykrył istotne różnice pomiędzy średnimi indeksami spektralnymi w obszarach przeglądów 5C1 i 5C2  $\langle \alpha \rangle = 0.36$  i  $\langle \alpha \rangle = 0.76$  /. Późniejsze analizy tego problemu /Condon, Jauncey 1973, Pearson 1975, Gillespie 1975/ wskazują na błędy tkwiące w wyznaczeniu amplitud źródeł 5C1, jednak zasadniczo nie obalają realności wyników Masłowskiego. W obszarze przeglądu GB Machalski i inni /1974/ wskazali na istnienie różnic gęstości źródeł w czterech analizowanych subregionach. Shimmins i Bolton /1973/ dla przeglądów w Parkes na 5 i 2.7 GHz znaleźli, że liczba źródeł  $z \propto < 0.5$  jest inna w różnych kierunkach.

Zestawione tutaj wyniki, z uwagi na niewielkie ilości analizowanych danych, wymagają dalszego potwierdzenia i studiowania. Obecnie wydaje się jednak, że różnice takie istnieją i są wywołane zmiennymi proporcjami populacji radioźródeł o widmach płaskich  $\alpha < 0.3$  i stromych  $\alpha > 0.5$ .

## 1.2 Problemy pozostające do rozwiązania.

W chwili obecnej następujące problemy oczekują rozwiązania:

- a/ Czy gęstość wszechświata była taka jak to wynika ze zliczeń radioźródeł i czy promieniowanie reliktowe tła  $3^{\circ}$  K i zliczenia stanowią przekonujący dowód na ewolucyjną kosmologię big-bangu ?
- b/ Czy wszechświat rzeczywiście ekspanduje z prędkością taką, jaka jest obecnie znana i czy przesunięcia linii w widmach odległych galaktyk i QSS nie są częściowo spowodowane jakimś innym, nieznanym mechanizmem ?
- c/ Czy wszechświat jest izotropowy i czy realne są obserwacje anizotropii, a jeśli tak, to czy część z obserwowanych obiektów nie jest powiązana z Naszą Galaktyką ?

W celu otrzymania chociaż częściowej odpowiedzi na stojące przed kosmologią obserwacyjną problemy potrzeba wspólnie prowadzone badania między innymi podporządkować następującym zadaniom:

- /i/ Rozszerzyć zliczenia do możliwie najniższych strumieni tak, aby nawet najsłabsze obiekty znalazły się na odległościach kosmologicznych.
- /ii/ Przeprowadzić optyczne identyfikacje dla dużej liczby obiektów w celu wyznaczenia funkcji luminosity oraz jej zmian z czasem.
- /iii/ Poszukiwać dalszych różnic w składzie populacji radioźródeł celem potwierdzenia dotychczasowych wyników.
- /iv/ Poszukiwać anizotropii w gęstości rozkładu przestrzennego radioźródeł.
- /v/ Poprawić zdolność rozdzielczą tak, aby otrzymać dane do bardziej obiecującego testu - zliczeń liczby źródeł w funkcji ich rozmiarów kątowych.



Dostarczenie odpowiedzi na przedstawione problemy możliwe będzie dopiero wówczas gdy uda się zbudować instrumenty o kilka rzędów wielkości czulsze i o rząd wielkości z lepszą zdolnością rozdzielczą. Realną szansą na duży postęp jest budowany obecnie system VLA, dla którego teoretyczna czułość wynosi 0.2 mf.u..

Do czasu uruchomienia tego instrumentu konieczne jest wykorzystanie już istniejących, koncentrując się głównie na zadaniach /ii/, /iii/ i /iv/. Najbardziej przydatnymi do tego celu instrumentami są teleskopy: jednomilowy w Cambridge Wielka Brytania i WSRT w Westerbork Holandia. Decydują o tym możliwość prowadzenia równoczesnych obserwacji na dwu częstotliwościach, co pozwala uzyskać indeksy spektralne, oraz najlepsze czułości i duże zdolności rozdzielcze. Ponieważ jednak teleskop w Cambridge posiada na częstotliwości 1407 MHz 5.6 razy większą czułość, a obserwowany jednorazowo wycinek nieba jest 1.93 razy większy więc można uznać go za najlepszy w tej chwili do wykonywania głębokich przeglądów nieba.

Negatywne strony instrumentu to: długi okres gromadzenia danych oraz błędy spowodowane niedokładną znajomością całej wiązki pojedynczej anteny.

## 2.2 Dotychczasowe przeglądy 5C.

Do końca roku 1974 ukończonych zostało siedem przeglądów, z których opublikowano dotychczas cztery. Każdy przegląd obejmuje wycinek nieba o średnicy około  $4^\circ$  na 408 MHz oraz  $1^\circ$  na 1407 MHz. Zestawienie wszystkich przeglądów 5C podano w tabeli I. Daje to możliwość porównania minimalnego analizowanego strumienia /czułości/ równego sześciokrotnej wariancji fluktuacji szumowych na mapie na obydwu częstotliwościach i celu w jakim wykonywano kolejne przeglądy. Przestrzenne rozmieszczenie przeglądów 5C obrazuje rys 2.

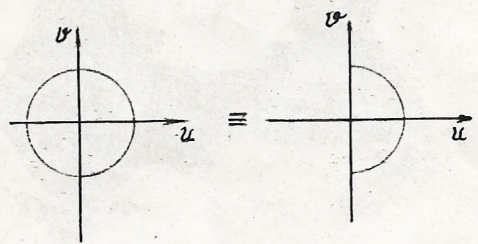
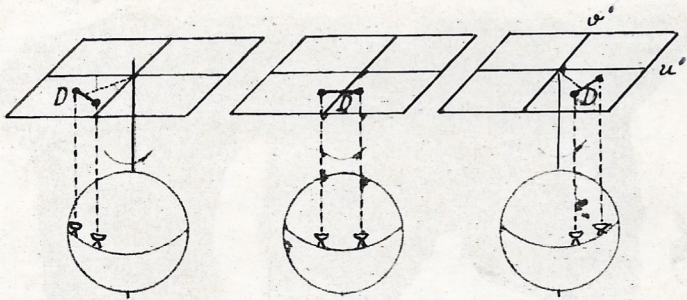
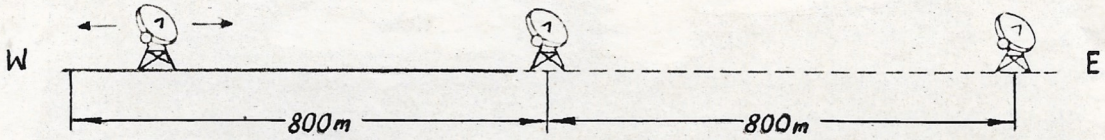
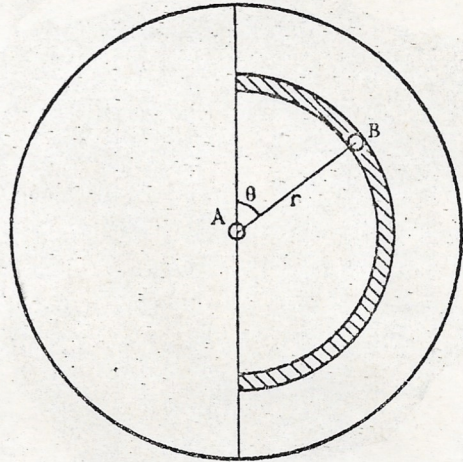
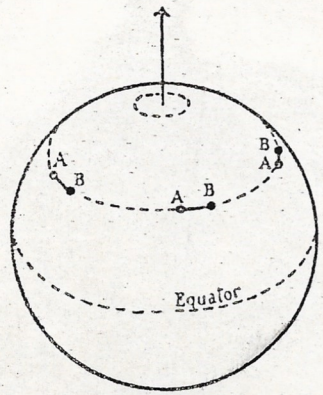
W pracy niniejszej przedstawiono wyniki uzyskane z przeglądu 5C7, celem którego było:

1. Dostarczenie nowego materiału statystycznego do studiów nad przestrzennym rozkładem radioźródeł pozagalaktycznych i ich własnościami fizycznymi zgodnie z przedstawionymi w 1.2 potrzebami.

TABELA I

Przegląd	$S_{\text{min}}/\text{mf.u.}/$ 408 MHz	$S_{\text{min}}/\text{mf.u.}/$ 1407 MHz	Autor	Cel
501	24	-	Kenderdine i inni	Rozszerzenie zliczeń na 408 MHz.
502	10	9	Poolley i inni	Poprawa czułości i pewności, zliczenia, identyfikacje optyczne.
503	12	9	Poolley	Obszar M 31.
504	12	9	Willson	Gromada galaktyk w Coma Berenices, identyfikacje optyczne.
505	10	1.8	Pearson	Porównanie z 501.
506	10	1.8	Pearson	Poszukiwanie anizotropii przez analizę 506 i 7 oraz innych, dalsze identyfikacje optyczne.
507	12	1.8	Kus	

2. Zapoznanie się z metodą syntezy apertury stosowanej w Mullard Radio Astronomy Observatory Uniwersytetu w Cambridge, jej możliwościami i wadami na bazie zgromadzonych uprzednio doświadczeń w kraju.



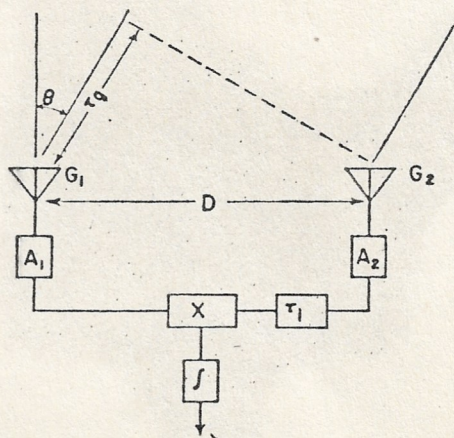
## 2 METODA SYNTEZY APERTURY

### 2.1 Podstawy teoretyczne.

Pierwszy interferometr radiowy /McCready i inni 1947/ wykorzystujący odbicie od powierzchni wody znajdującej się poniżej anten dał możliwość precyzyjnych pomiarów pozycji źródeł promieniowania na Słońcu. Inne wersje i zastosowania radiointerferometrów nastąpiły szybko, gdyż zdano sobie sprawę z tego, że umożliwiają pomiar zarówno pozycji jak i rozmiarów źródła. Ryle /1948/ zastosował pierwszy nowoczesny interferometr dwuantenowy. Wprowadzenie udoskonalonego interferometru z przełączaniem fazy /Ryle 1950/ /pierwszy korelacyjny interferometr/ spowodowało dużą rewolucję w technice odbioru. Dzięki temu stało się możliwe wyeliminowanie silnego tła oraz znaczny wzrost czułości.

Wczesne analizy teoretyczne wzajemnych relacji docierającego z przestrzeni pola elektromagnetycznego i parametrów korelacyjnego interferometru zakładały monochromatyczność promieniowania. Bardziej ogólne przedstawienie problemu /Swenson i Mathur 1968/ uwzględnia własności anten, systemu odbiorników oraz pola promieniowanego przez źródło. Jest to jednak ujęcie syntetyczne bazujące na poprzednich pracach a w szczególności na już dawno zrealizowanej syntezie apertury /Blyth 1957/ i super-syntezie /Ryle i Neville 1962, Ryle 1962/.

System interferometru może być schematycznie przedstawiony jak na rysunku 3.



Rys.3 Schemat interferometru korelacyjnego.

Dwie anteny, każda ze swoim systemem odbiorczym, połączone są do korelatora, którego sygnał jest integrowany ze stałą czasową znacznie dłuższą niż odwrotność wstęgi odbiorczej, a więc uśrednione zostaje wiele napięciowych impulsów podczas jednej obserwacji. Dla dwu identycznych anten z identycznymi torami wzmacniającymi, skierowanych na to samo źródło rozciągnięte o niekoherentnym i statystycznie stacjonarnym promieniowaniu wyjście z korelatora jest opisane wyrażeniem /Swenson i Mathur 1968/ :

$$r(\tau) = \int_{-\infty}^{\infty} d\xi' \int_{\nu_0 - \Delta\nu/2}^{\nu_0 + \Delta\nu/2} d\nu \hat{\Gamma}(\xi', \nu) |G(\xi' - \xi, \nu)|^2 |A(\nu)|^2 e^{j2\pi\nu\tau c} \quad /2/$$

gdzie  $r(\tau)$  - wyjście z korelatora

$\hat{\Gamma}(\xi', \nu)$  - rozkład jasności powierzchniowej źródła

$A(\nu)$  - funkcja wzmocnienia systemu odbiorczego

$G(\xi', \nu)$  - napięciowy zysk anteny

$\nu$  - częstotliwość

$\tau = \tau_g - \tau_i$  różnica czasu przybycia sygnału frontu fali do korelatora

$\tau_g$  - składowa geometryczna

$\tau_i$  - składowa instrumentalna

$\xi = \sin\theta$ ,  $\theta$  kierunek na źródło

$\tau_g = D\xi'/c$  i  $\tau_i = D\xi_1/c$

$D$  - odległość anten w metrach.

Zakładając, że  $\Delta\nu$  jest dostatecznie małe, co oznacza, że zarówno charakterystyka mocy anteny oraz rozkład jasności w źródle nie zmieniają się znacznie, to

$$r(\xi_0, \xi_1, D) = \int_{-\infty}^{\infty} \hat{\Gamma}(\xi', \nu_0) \hat{P}(\xi_0, \xi', \xi_1) d\xi \quad /3/$$

gdzie  $\xi_0$  jest kierunkiem osi anten a  $\xi_1$  kierunkiem przy którym  $\tau = 0$ .

Funkcja  $P$  jest produktem charakterystyki wywołanej wstęgą / przestrzenna charakterystyka zapóźnień /

$$B(\xi_1 - \xi', \nu, D) = \int_{-\Delta\nu/2}^{+\Delta\nu/2} |A(\nu)|^2 e^{-j2\pi(\xi_1 - \xi')\nu D/c} d\nu \quad /4/$$

oraz charakterystyki interferencyjnej

$$F(\xi_1, \xi', D) = e^{-j2\pi(\xi_1 - \xi') D v_0 / c} \quad /5/$$

Wprowadzając dalsze założenia :

a/ rozmiary źródła i wiązki anteny są znacznie węższe niż wiązka charakterystyki zapóźnień  $\Delta v$  małe /

b/ instrumentalne zapóźnienie równe  $D\xi_0/c$

c/  $\theta' = \theta_0 - \theta$  i gdy  $\theta$  małe  $\xi' \cong \xi_0 - \xi \cos \theta_0$

oraz definiując

$$u = D/\lambda_0 \cos \theta_0 \quad /6/$$

jako częstość przestrzenną - składową bazy wyrażoną

w długościach fali w kierunku normalnym do  $\theta_0$ , otrzymamy:

$$r(u) = \int_{-\infty}^{\infty} \hat{\Gamma}(\xi, v_0) e^{-j2\pi u \xi} d\xi = \gamma(u) \quad /7/$$

Wyjście z interferometru jest więc bezpośrednią miarą przestrzennych częstości rozkładu jasności źródła na niebie.

W wypadku dwuwymiarowym, przy założeniu, że  $\Delta v$  jest małe bardziej ogólnym wyrażeniem jest :

$$\gamma(u, v) = \iint_{-\infty}^{\infty} \hat{\Gamma}(\xi, \eta) |\hat{G}(\xi, \eta)|^2 e^{j2\pi(\xi u + \eta v)} d\xi d\eta \quad /8/$$

Dokonując odwrotnej transformacji Fouriera otrzymamy :

$$\hat{\Gamma} |\hat{G}|^2 = \iint_{-\infty}^{\infty} \gamma(u, v) e^{-j2\pi(\xi u + \eta v)} du dv \quad /9/$$

Przez pomiar amplitudy na wyjściu korelatora dla różnych  $u$  i  $v$  / konfiguracji interferometru / można odtworzyć funkcję rozkładu jasności źródła  $\hat{\Gamma}(\xi, \eta)$  leżącego wewnątrz charakterystyki mocy pojedynczej anteny. Zarówno rozkład jasności jak i charakterystyka mocy są funkcjami parzystymi w związku z czym  $\gamma(u, v)$  jest funkcją hermitowską i

$$\gamma^*(u, v) = \gamma(-u, -v) \quad /10/$$

co oznacza, że wystarczy znać funkcję  $\gamma(u, v)$  jedynie na połowie płaszczyzny  $u, v$ .

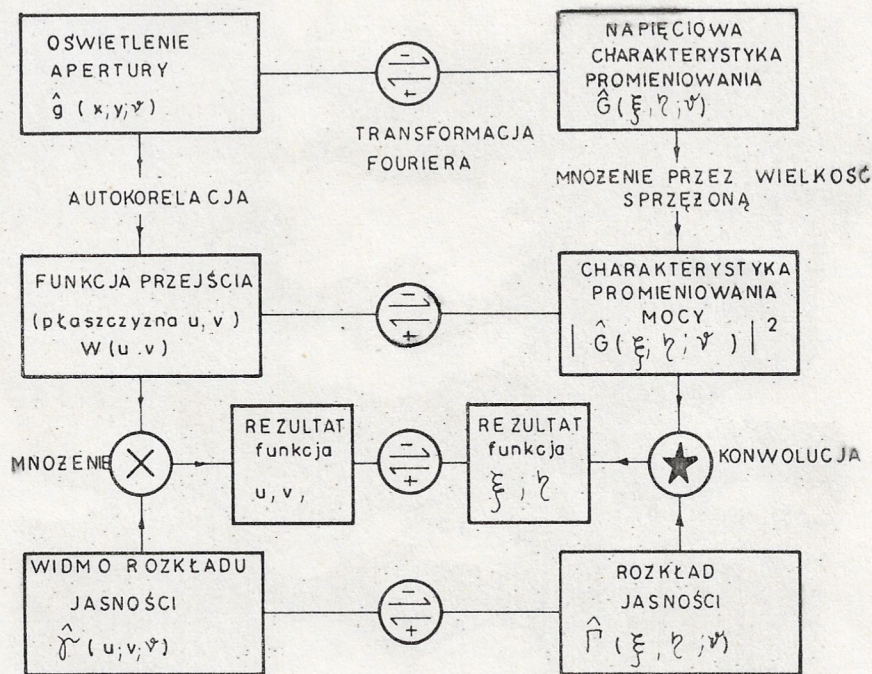
W praktyce pomiar częstości przestrzennych w przedziale  $\pm \infty$  nie jest możliwy i dlatego do /9/ wprowadzamy ograniczającą funkcję ważącą  $W(u,v)$  / zwaną też funkcją przejścia /, która powoduje, że w wyniku transformacji otrzymamy :

$$\hat{\Gamma} |\hat{G}|^2 \star G(\xi, \eta) = \iiint_{-\infty}^{\infty} W(u,v) \gamma(u,v) e^{-j2\pi(\xi u + \eta v)} du dv \quad /11/$$

<sup>splot</sup> konwolucję rozkładu jasności powierzchniowej z syntetyzowaną charakterystyką instrumentu w obszarze wiązki pojedynczej anteny, gdzie

$$G(\xi, \eta) = \int_{U_{min}}^{U_{max}} \int_{V_{min}}^{V_{max}} W(u,v) e^{-j2\pi(\xi u + \eta v)} du dv . \quad /12/$$

Zależności pomiędzy wielkościami dla pojedynczego radioteleskopu oraz teleskopu z syntetyzowaną aperturą przedstawiono na rys.4.



Rys.4 Zależności pomiędzy teleskopem z syntetyzowaną aperturą i z aperturą wypełnioną /Swenson i Mathur 1968/.



Funkcję  $\gamma(u,v)$  mierzy się w sposób dyskretny a więc całkowanie w /11/ zastąpić można sumowaniem :

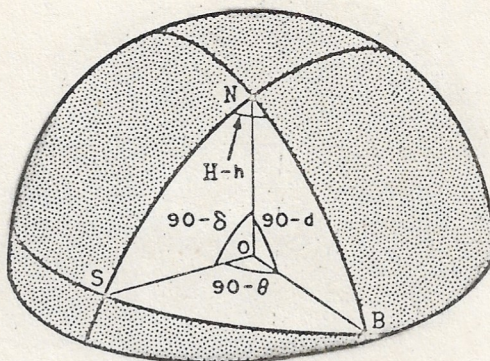
$$\hat{r} | \hat{G} |^2 \star G = \sum_{U_{\min}}^{U_{\max}} \sum_{V_{\min}}^{V_{\max}} W(u,v) \text{Re}[\gamma(u,v)] \cos 2\pi(\xi u + \eta v) - \\ - j \text{Im}[\gamma(u,v)] \sin 2\pi(\xi u + \eta v) \quad . \quad /13/$$

Powoduje to jednak powstanie na obrazie pierścieni dyfrakcyjnych o średnicy  $1/\Delta u$  lub  $1/\Delta v$  /rd/, gdzie  $\Delta u$  i  $\Delta v$  są obranym podziałem płaszczyzny  $u,v$  na podstawowe komórki. Możliwe jest takie dobranie podziału aby dla źródeł znajdujących się na skraju obserwowanego pola pierścienie wypadły na zewnątrz.

Znane obecnie metody szybkich obliczeń /Cooley i Tuckey 1965/ pozwalają na efektywne i szybkie numeryczne rozwiązanie równania /13/.

W zastosowaniach astronomicznych  $\Theta$  zmienia się w przybliżeniu liniowo z czasem powodując sinusoidalne zmiany fazy. W takim wypadku dla źródła punktowego charakterystyka interferencyjna dana jest przez :

$$F(\Theta) = \cos [ 2\pi(\xi_1 - \sin \Theta) D v_0 / c ] \quad . \quad /14/$$



Rys.5 Zależność pomiędzy parametrami bazy interferometru i współrzędnymi astronomicznymi /Swenson i Mathur 1968/.

N - północny biegun sfery niebieskiej, S - południe obserwowanego obiektu, B - biegun bazy, H - kat godzinny,  $\delta$  - deklinacja, d - deklinacja p-ku B, h - kat godzinny p-ku B,  $\theta$  - kat jak na Rys 1

Korzystając z rysunku 5 określamy

$$\sin \Theta = \sin \delta \sin d + \cos \delta \cos d \cos(H - h) \quad /15/$$

w celu powiązania  $\Theta$  ze współrzędnymi astronomicznymi.

$H$  jest kątem godzinnym a  $\delta$  deklinacją źródła.

Po wstawieniu do /14/ mamy :

$$F(H, \delta) = \cos \left[ \frac{2\pi D}{\lambda_0} (\xi_1 - \sin \delta \sin d - \cos \delta \cos d \cos(H - h)) \right] \quad /16/$$

Rzutując bazę  $D$  na płaszczyznę styczną do sfery niebieskiej w punkcie  $S$  otrzymamy wielkość  $D \cos \Theta$ . Rozkładając rzut na dwie składowe w kierunkach  $\alpha$  i  $\delta$  otrzymamy wyrażenia na częstości przestrzenne :

$$u = D \cos d \sin(H - h)$$

/17/

$$v = D [\sin d \cos \delta - \cos d \sin \delta \cos(H - h)]$$

będące zarazem układem parametrycznych równań elipsy w funkcji  $H$  czyli rotacji Ziemi. Wielkości  $D, h, d$  informują o rozmiarach i przestrzennym usytuowaniu bazy interferometru.

Jak wynika z /17/ dla jednej bazy interferometru możliwe jest uzyskanie wielu wartości funkcji  $\gamma(u, v)$ . Zmieniając długość bazy  $D$  w sposób ciągły można, wykorzystując ruch rotacyjny Ziemi, pokryć koocentrycznymi elipsami płaszczyznę  $u, v$ . Przez transformację Fouriera funkcji  $\gamma$  uzyskuje się radiowy obraz obserwowanego obszaru. Taką metodę syntezy apertury nazywa się super-syntezą lub syntezą rotacyjną.

Podstawowymi problemami instrumentalnymi w radioastronomii są uzyskanie dużej zdolności rozdzielczej i wysokiej czułości. Metody syntezy apertury umożliwiają otrzymanie takich rezultatów jakich nie można byłoby osiągnąć przy pomocy największych istniejących pojedynczych anten. Pracujące obecnie systemy złożone z małych, prostych a zatem tanich anten dają zdolności rozdzielcze równoważne paraboloidom o średnicach do 10 km. Efektywne powierzchnie tych instrumentów porównywalne są z powierzchniami geometrycznymi największych anten parabolicznych.

Inną zaletą teleskopów z syntetyzowanymi aperturami jest ogromna elastyczność zebranych danych. Dla każdej konfiguracji interferometru dane są najpierw zarejestrowane a dopiero później z odpowiednią wagą sumowane. Można więc uzyskać wielokrotnie obraz tego samego obszaru nieba z różnymi zdolnościami rozdzielczymi poprzez zmianę kształtu funkcji ważącej.  $(W(u, v))$  Istnieje możliwość dodania nowych obserwacji, usunięcia błędów, odjęcia wpływu szkodliwych znanych efektów itp..

## 2.2 Zastosowania praktyczne

Pierwsze zastosowanie uproszczonej jednowymiarowej syntezy apertury /O'Brien 1953/ pozwoliło pomierzyć rozkład jasności powierzchniowej na tarczy słonecznej. Próby syntezy dwuwymiarowej przeprowadził pierwszy Stanier /1950/ a później Machin /1951/. Na szerszą skalę metodę syntezy apertury, w oparciu o idee profesora Ryle'a, zastosowano w Mullard Radio Astronomy Obserwatory /Blythe 1957, Scott 1961, Williams i inni 1966, Crowther 1966/. Wprowadzono jednak pewne uproszczenie a mianowicie użyto instrumentów tranzytowych o dużej zdolności rozdzielczej w kącie godzinnym. Aby uzyskać podobną rozdzielczość w deklinacji zastosowano syntezę drugiego wymiaru wykorzystując do tego celu małą antenę przesuwaną w kierunku N-S. W efekcie uzyskano wyniki takie, jakie można by teoretycznie otrzymać przy pomocy anten o sterowanej wiązce a posiadających kształt krzyża lub dwuantenowego interferometru. Czas potrzebny do skompletowania obserwacji jest proporcjonalny do liczby pozycji elementu ruchomego i w wypadku tych obserwacji był znacznie krótszy niż przy syntezie obydwu wymiarów. Wprowadzając większą liczbę interferometrów, pracujących równolegle, każdy z własnym torem odbiorczym proces gromadzenia danych można jeszcze bardziej przyspieszyć. Instrumenty, o których wspomniano powyżej wykorzystane były do mapowania dużych obszarów nieba. Ich przydatność w wypadku analizy rozkładu jasności jednego źródła jest niewielka. Technika super-syntezy, którą po raz pierwszy zastosowano w tym samym ośrodku w Cambridge, umożliwiła prowadzenie fazy dla centrum mapy synchronicznie z ruchem dziennym sfery niebieskiej.

Prototypowym instrumentem pracującym w oparciu o tę technikę był teleskop zbudowany przez Ryle'a i Neville /1962/.

Prawdziwą rewolucję w technice radioastronomicznej zapoczątkował teleskop jednomilowy /Ryle 1962/ stanowiący wzorzec dla dalszych, doskonalszych instrumentów - teleskopu WSRT w Westerbork Holandia /Baars i inni 1973/ i pięciokilomtrowego w Cambridge /Ryle 1972/ oraz VLA budowanego obecnie w Stanach Zjednoczonych Ameryki Północnej. Już w tej chwili ograniczeniem możliwości metody super-syntezy apertury nie są trudności techniczne związane z realizacją jeszcze większych teleskopów lecz jonosfera i troposfera ziemska. Na skutek niejednorodnej struktury wprowadzają one, począwszy od pewnej długości bazy, za duże fluktuacje fazy docierającego do anten promieniowania. /Hinder i Ryle 1971 /.

Współcześnie rozwijane metody maksimum entropii być może pozwolą na uzyskanie jeszcze lepszej zdolności rozdzielczej bez konieczności wyjścia z instrumentami poza Ziemię.