

6

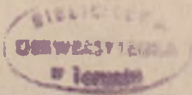
POSTĘPY ASTRONOMII

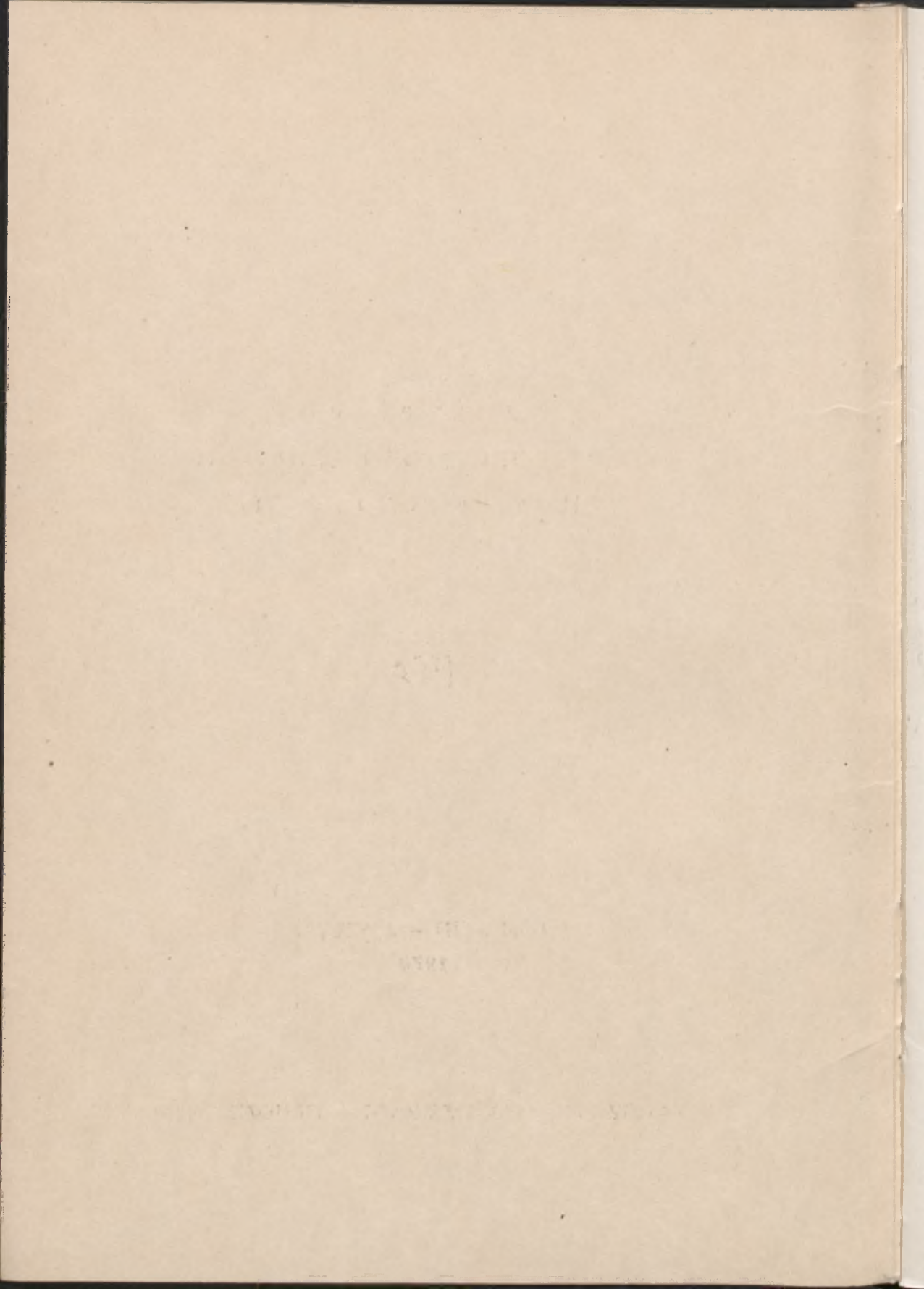
CZASOPISMO
POŚWIĘCONE UPOWSZECHNIANIU
WIEDZY ASTRONOMICZNEJ



TOM XVIII – ZESZYT 4
1970

WARSZAWA • PAŹDZIERNIK — GRUDZIEŃ 1970





POLSKIE TOWARZYSTWO ASTRONOMICZNE

POSTĘPY
ASTRONOMII

KWARTALNIK

TOM XVIII - ZESZYT 4

1970

WARSZAWA • PAŹDZIERNIK — GRUDZIEŃ 1970

KOLEGIUM REDAKCYJNE

Redaktor naczelny:
Stefan Piotrowski, Warszawa

Członkowie:
Józef Witkowski, Poznań
Włodzimierz Zonn, Warszawa

Sekretarz Redakcji:
Jerzy Stodólkiewicz, Warszawa

Adres Redakcji: Warszawa, Al. Ujazdowskie 4
Obserwatorium Astronomiczne UW

WYDAWANE Z ZASIĘKU
POLSKIEJ AKADEMII NAUK

Printed in Poland

Państwowe Wydawnictwo Naukowe
Oddział w Łodzi 1970

Wydanie I. Nakład 477 + 123 egz. Ark. wgd. 4,75. Ark. druk 3 14/16.
Papier offsetowy kl. III. 80 g. 70x100. Oddano do druku 14. X. 1970 r.
Druk ukończono w październiku 1970 r. Zam. 319 H-5 Cena zł 10.-

Zakład Graficzny PWN
Łódź, ul. Gdańska 162

IŁOŚCIOWA KLASYFIKACJA GWIAZD
PRZY UŻYCIU FOTOMETRII STRÖMGRENA

KAZIMIERZ STĘPIEŃ
Obserwatorium Astronomiczne UW

КОЛИЧЕСТВЕННАЯ КЛАССИФИКАЦИЯ ЗВЕЗД ПРИ ПРИМЕНЕНИИ
ФОТОМЕТРИИ СТРОМГРЕНА

К. Степень

Содержание

Статья замыслена с целью прочтения её студентами на лекций наблюдательной астрофизики. В статье представлены определения фотометрии Стромгрена, её калибрация и основные принципы. Рассмотрено применение фотометрии к классификации звёзд относительно их возраста, химического состава и прочих физических параметров.

QUANTITATIVE CLASSIFICATION OF STARS
BY STRÖMGREN PHOTOMETRY

Summary

This article was conceived as a text for undergraduate students in the course of teaching observational astrophysics. It presents the definition of the Strömgen photometry, its calibration and basic principles. The article discusses an application of the photometry to classification of stars according to their age, chemical composition and other physical parameters.

1. WSTĘP

Artykuł niniejszy pomysłany jest jako pomoc przy wykładzie astrofizyki obserwacyjnej. Nie zawiera on szczegółowego omówienia bardziej specjalistycznych zastosowań fotometrii Strömgrena oraz w zasadzie nie zajmuje się

referowaniem wyników otrzymanych przy jej użyciu. Omawia natomiast w sposób możliwie najbardziej przystępny podstawowe własności układu, jego kalibrację i możliwości. Student III roku astronomii nie powinien mieć żadnych trudności z jego zrozumieniem.

Klasyfikacja gwiazd jest jednym z centralnych zagadnień astrofizyki obserwacyjnej. Ponieważ bezpośrednio nie obserwujemy parametrów fizycznych charakteryzujących gwiazdę, takich jak temperatura efektywna, promień, efektywne przyspieszenie grawitacyjne na powierzchni czy masa, musimy znaleźć związek między wielkościami otrzymywanymi wprost z obserwacji i powyższymi parametrami fizycznymi oraz wybrać takie parametry obserwowalne, jakie wiążą się z fizycznymi charakterystykami gwiazdy w sposób dla nas najdogodniejszy. W szczególności najlepiej jest, gdy dany parametr obserwacyjny zależy tylko od jednego parametru fizycznego, gdy jest jego funkcją monotoniczną i gdy się silnie zmienia przy odpowiedniej zmianie wielkości fizycznej.

Astrofizyk ma do dyspozycji światło gwiazdy, które może analizować bądź przy użyciu spektrografu, bądź fotometru. Najwięcej informacji można uzyskać ze szczegółowej analizy widma w dużej dyspersji, ale – niestety – otrzymanie takiego widma jest możliwe tylko dla najjaśniejszych gwiazd przy użyciu największych teleskopów. Musimy dlatego zrezygnować z niektórych informacji na rzecz skrócenia czasu niezbędnego do wykonania obserwacji. Największą oszczędność czasu obserwacyjnego daje nam przejście do fotometrycznej metody obserwacji. Stosując odpowiedni układ filtrów mierzymy strumień światła w jednym lub kilku obszarach widmowych, a analiza pomiarów powinna nam dać maksimum informacji o interesujących nas parametrach fizycznych. Im szersze pasmo przepuszczania filtru, tym krótszy czas obserwacji danej gwiazdy i tym słabsze gwiazdy można obserwować danym teleskopem. Równocześnie jednak strumień w szerokim paśmie zależy zawsze od kilku parametrów fizycznych, co utrudnia „wyłuskanie” wpływu jednego z nich i przedyskutowanie go. Zawężając pasmo przepuszczania eksponujemy zależność wielkości obserwowanej od danego parametru fizycznego, ale tracimy na czasie obserwacyjnym i granicznej wielkości gwiazdowej dostępnej obserwacjom. Podobnie rzecz się ma z ilością pasm, w których prowadzimy obserwacje. Im jest ich więcej, tym precyzyjniej możemy wyznaczyć potrzebne nam wielkości, ale znów tracimy na szybkości uzyskiwania obserwacji. W każdym przypadku potrzebny jest kompromis zależny od tego, do jakiego celu ma służyć układ fotometryczny. Gdy chcemy uzyskać dane w sposób masowy, dla możliwie dużej ilości gwiazd, w tym słabych, a nie zależy nam na najwyższej precyzji wyznaczenia parametrów fizycznych, decydujemy się na fotometrię szerokopasmową o minimalnej ilości pasm.

Dla przykładu: chcemy przeprowadzić jednoparametrową klasyfikację grupy gwiazd według ich temperatury efektywnej. Gdyby gwiazdy były niepoczerwienione, wystarczyłoby zmierzyć jasność gwiazdy w dwu różnych barwach i mie-

libyśmy (przy założeniu, że w tym obszarze widmowym rozkład energii w widmie gwiazdy nie odbiega zbyt od rozkładu promieniowania ciała doskonale czarnego) dane o jej temperaturze efektywnej. Ponieważ istnieje poczerwienienie międzygwiazdowe, należy dorzucić jeszcze jedno pasmo. Będziemy wówczas mogli wyznaczyć zarówno temperaturę jak i absorpcję międzygwiazdową. Takim właśnie układem trójbarwnym jest system *UBV*. Mała ilość pasm i ich szerokość pozwalają na szybkie pomiary nawet słabych gwiazd i masowe uzyskiwanie podstawowych informacji o nich. Taka koncepcja systemu *UBV* była jedną z przyczyn olbrzymiej kariery, jaką zrobił ten układ. Jest jednak jeszcze jedna przyczyna, dla której układ *UBV* stał się najpopularniejszym układem szerokopasmowym: właściwy wybór efektywnych długości fal poszczególnych pasm. Gdzie należy umiejscawiać pasma danego układu fotometrycznego? Na to pytanie nie można udzielić jednoznacznej odpowiedzi. Temperatury gwiazd różnią się między sobą nawet o rząd wielkości. To powoduje, że widma gwiazd gorących, mających maksimum promieniowania przesunięte daleko ku fioletowi, są zupełnie różne od widm gwiazd chłodnych, czerwonych. Oczywiście jest, że przy badaniu gwiazd gorących pasma systemu fotometrycznego należy zgrupować w nadfiolecie i w części niebieskiej widma, gdyż tylko tam „coś się dzieje” w widmach. W gwiazdach czerwonych pasma należy umieścić w części długofalowej widma.

Aby nie dyskutować skrajnych przypadków, zastanówmy się, jakie miejsca w widmach gwiazd o pośrednich temperaturach, a więc o typach widmowych B, A, F i G są najważniejsze pod tym względem, tzn. w jakich obszarach widmowych należy umieścić pasma układu, by otrzymać maksimum informacji z zebranych pomiarów. Najważniejszą cechą widm takich gwiazd jest skok Balmera o długości 3647 \AA . Jego wysokość jest czułą funkcją temperatury (z wyjątkiem okolic typu A2-A3, gdzie osiąga maksimum) oraz efektywnego przyspieszenia grawitacyjnego. Celowe jest więc umieszczenie dwu pasm po obydwu stronach skoku Balmera, by móc mierzyć jego wielkość. Z drugiej strony w zakresie długości fal większych od 4600 \AA widma tych gwiazd są względnie wolne od linii absorpcyjnych. To powoduje, że rozkład energii w tym obszarze nie różni się znacznie od rozkładu dla ciała doskonale czarnego i jest przede wszystkim funkcją temperatury efektywnej gwiazdy. Umieszczenie tam co najmniej jednego pasma pozwala na dobre wyznaczenie temperatury gwiazdy. Tak właśnie wybrane zostały pasma układu *UBV*. W efekcie wskaźnik *U-B* jest miarą skoku Balmera, a wskaźnik *B-V* daje nam informację o nachyleniu widma po długofalowej stronie skoku, a więc jest funkcją temperatury efektywnej.

Niestety, układ ten ma parę mankamentów, które przeszkadzają, gdy chce się ilościowo wyznaczyć niektóre parametry fizyczne. Pasma *U* obejmuje swym zasięgiem również część widma po długofalowej stronie skoku Balmera, co powoduje, że wskaźnik *U-B* nie jest najlepszą miarą tego skoku. Poza tym istnienie tylko trzech pasm uniemożliwia rozróżnienie między gwiazdami róż-

nych klas jasności oraz między gwiazdami o tej samej temperaturze, ale różnym natężeniu linii metali. Wprawdzie linie metali silniej wpływają na pasmo U niż B , co powoduje, że gdy ilość linii metali jest: szczególnie mała (np. w gwiazdach II populacji), wskaźnik $U-B$ jest bardziej niebieski niż dla gwiazd normalnych, ale jest to efekt nieduży i czuły tylko na duże zmiany zawartości metali. Poszukiwano więc innego układu fotometrycznego, o raczej węższych pasmach przepuszczania, który mógłby służyć lepiej do opracowania ilościowych kryteriów klasyfikacyjnych. Wydaje się, że najlepszym z istniejących układów fotometrycznych o pośredniej szerokości pasm jest układ Strömgrena. Ostatnio rozpowszechnia się on bardzo szybko i coraz więcej gwiazd jest mierzone przy jego użyciu.

2. UKŁAD STRÖMGRENA: PODSTAWOWE DEFINICJE

Fotometryczny układ Strömgrena składa się z czterech pasm, których efektywne długości fal i szerokości połówkowe podaje poniższa tabelka:

Nazwa	Dł. fali	Szer. połówkowa
u	3500 Å	300 Å
v	4110	190
b	4670	180
y	5470	230

Długości fal są bardzo podobne do efektywnych długości fal czterech pierwszych kolorów 6-barwnej fotometrii Stebbinsa i Whitforda, tyle że szerokości pasm są mniejsze. Ponieważ pasmo u leży całkowicie po krótkofalowej stronie skoku Balmera, a v po jego długofalowej stronie – różnica $u - v$ jest dobrą miarą skoku Balmera. Ponieważ również ogólne nachylenie widma ciągłego zmienia się w tym obszarze zależnie od temperatury (nawet gdyby skok Balmera wynosił zero, różnica $u - v$ byłaby różna dla gwiazd o różnych temperaturach), należy ten efekt odjąć, by otrzymać wskaźnik mierzący już tylko sam skok. Miarą nachylenia widma w tym obszarze (a ściślej, w sąsiednim, ale bliskim) jest różnica $v - b$. Odejmując te dwie wielkości od siebie, dostajemy pierwszy wskaźnik układu Strömgrena będący miarą skoku Balmera:

$$c_1 = (u - v) - (v - b).$$

Pasma u i v leżą w obszarach, w których znajduje się wiele linii metali i ewentualne zmiany natężenia tych linii spowodowane różnicami w składzie chemicznym wpływają mniej więcej jednakowo na obydwa pasma. Natomiast pasma b i y leżą w obszarze raczej wolnym od silnych linii metali. Oznacza to, że różnica $v - b$ powinna być czuła na zmiany natężenia linii. Poprawiając, jak

poprzednio, tę różnicę na efekt nachylenia widma ciągłego, dostajemy następną wskaźnik układu będący miarą „metaliczności” gwiazdy:

$$m_1 = (v - b) - (b - \gamma).$$

Wreszcie, ponieważ, jak wspomnieliśmy, obydwa pasma b i γ nie są czułe na zmiany natężenia linii, ich różnica powinna dobrze odzwierciedlać zmiany nachylenia widma ciągłego spowodowane różnymi temperaturami gwiazd. A więc mamy trzeci wskaźnik układu mierzący nam temperaturę gwiazdy: $b - \gamma$.

Początkowo Strömrgren definiując swój układ zaznaczał, że nie nadaje się on do badania gwiazd poczerwienionych, gdyż wszystkie wskaźniki są zafałszowane przez absorpcję międzygwiazdową. Dlatego wykonał wraz z Per-rym pomiary ponad tysiąca bliskich gwiazd typów A, F i G, o których można było sądzić, że są niepoczerwienione i przeprowadził przy ich pomocy dyskusję i kalibrację układu. Późniejsze badania pokazały, że można pokusić się o rozszerzenie stosowalności układu zarówno na gwiazdy wcześniejszych typów (typu B), jak i na gwiazdy poczerwienione. Można mianowicie znaleźć zależność nadwyżki barwy w każdym ze wskaźników od nadwyżki w $b - \gamma$ i utworzyć wskaźniki wolne od absorpcji. Strömrgren stwierdził, że:

$$E(c_1) = +0,20 E(b - \gamma),$$

$$E(m_1) = -0,18 E(b - \gamma),$$

$$E(u - b) = +1,84 E(b - \gamma),$$

gdzie $E()$ oznacza nadwyżkę barwy, a wskaźnik $u - b$ został wprowadzony w celu lepszej klasyfikacji gwiazd wczesnych typów widmowych. Stąd łatwo już utworzyć wskaźniki wolne od absorpcji:

$$[c_1] = c_1 - 0,20 (b - \gamma),$$

$$[m_1] = m_1 + 0,18 (b - \gamma),$$

$$[u - b] = (u - b) - 1,84 (b - \gamma).$$

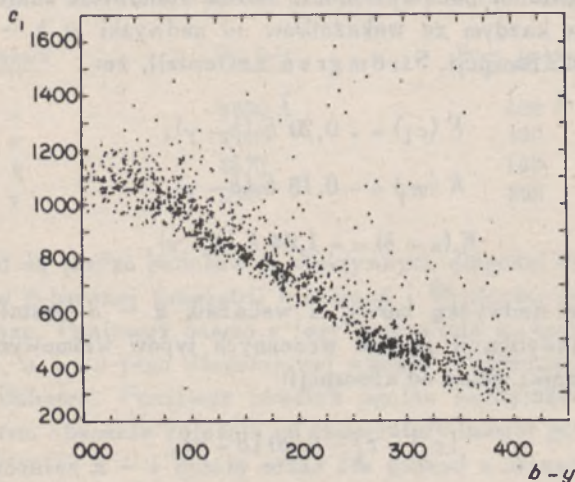
Niezwykle pożyteczne jest, zwłaszcza przy badaniu gwiazd wcześniejszych typów widmowych, uzupełnienie fotometrii Strömgregna pomiarami natężenia linii $H\beta$ 4861 Å, najlepiej za pomocą systemu fotometrycznego Crawforda. Mierzy się w nim natężenie światła przechodzącego najpierw przez filtr o szerokości 15 Å ustawiony na linię $H\beta$, a później przechodzącego przez filtr o szerokości 150 Å ustawiony też na tę samą linię. Zmiany natężenia linii $H\beta$ znacznie silniej będą wpływały na pomiar przez wąski filtr niż przez szeroki i różnica tych dwu pomiarów będzie miarą natężenia $H\beta$. Odpowiedni wskaźnik został nazwany β :

$$\beta = m(15 \text{ \AA}) - m(150 \text{ \AA}).$$

Wskaźnik ten jest oczywiście wolny od efektów absorpcji międzygwiazdowej. W przypadku gwiazd gorętszych niż A0-A1 wskaźnik β jest dobrą miarą przyspieszenia grawitacyjnego, podczas gdy c_1 już tam zawodzi. Dlatego szczególnie użyteczne jest zmierzenie β wówczas, gdy mamy do czynienia z gwiazdami gorącymi.

3. KALIBRACJA I WYNIKI

Wspomnieliśmy już, że wielkość skoku Balmera jest funkcją temperatury i przyspieszenia efektywnego. A więc w przypadku gwiazd typów A, F i G, gdzie $b - \gamma$ jest dobrą miarą temperatury efektywnej, wskaźnik c_1 powinien nam, przy ustalonym $b - \gamma$, dawać informacje na temat przyspieszenia grawitacyjnego, a tym samym klasy jasności gwiazdy.



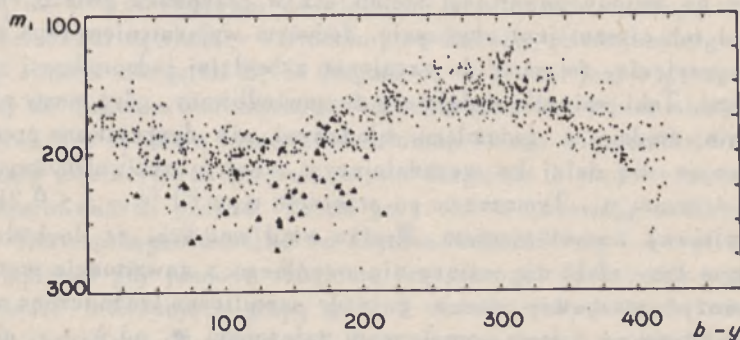
Rys. 1. Diagram c_1 versus $b - \gamma$ dla bliskich, niepoczerwienionych gwiazd typów A2-G2

Rzućmy okiem na rys. 1. Jest to diagram c_1 versus $b - \gamma$ dla niepoczerwienionych, jasnych gwiazd typów A2-G2. Punkty leżące na nim mają wyraźne dolne ograniczenie reprezentujące ciąg główny wieku zero. Dla danego $b - \gamma$ jasność absolutna rośnie wraz ze wzrostem c_1 . Punkty leżące wyraźnie ponad pasmem ciągu głównego odpowiadają nadolbrzymom i olbrzymom klas jasności I i II. Kalibracja ilościowa diagramu została przeprowadzona za pomocą 130 gwiazd, dla których znane były typy widmowe i jasności absolutne. Oznaczając przez Δc_1 różnicę między zmierzonym wskaźnikiem c_1 i wskaźnikiem dla ciągu głównego wieku zero przy tym samym $b - \gamma$, a przez ΔM_v różnicę między jasnością absolutną gwiazdy i jasnością dla ciągu głównego wieku zero przy

tym samym $b - \gamma$, możemy znaleźć stosunek $\Delta M_v / \Delta c_1$ jako funkcję typu widmowego (czy $b - \gamma$). Jest on średnio równy 10 w badanym zakresie typów widmowych, ale Ström gren znalazł jego dokładny przebieg z $b - \gamma$. Jeżeli teraz zmierzmy jakąś nieznaną gwiazdę, łatwo znajdziemy Δc_1 przy użyciu rys. 1 lub liczbowo znalezionej zależności między c_1 i $b - \gamma$ dla ciągu głównego wieku zero (którą podaje Ström gren). Korzystając ze wzoru:

$$M_v (\text{gwiazdy}) = M_v (\text{c. gł. wieku zero}) - \Delta c_1 \cdot \left(\frac{\Delta M_v}{\Delta c_1} \right)$$

łatwo znajdziemy jasność absolutną gwiazdy. Ze zgodności dla gwiazd standardowych wynika, że błąd tak wyznaczonej jasności jest rzędu $0^m,1 - 0^m,2$. Poczzerwienie międzygwiazdowe przesunę punkty na wykresie w prawo dół, prawie równoległe do ciągu głównego. W tym przypadku klasyfikacja ilościowa nie może mieć zastosowania, ale olbrzymy i nadolbrzymy wciąż są wyraźnie odseparowane od ciągu głównego.



Rys. 2. Diagram m_1 versus $b - \gamma$ dla gwiazd ciągu głównego. Trójkątami oznaczone są gwiazdy metaliczne

Rozpatrzmy teraz diagram m_1 versus $b - \gamma$. Przedstawia go rys. 2 dla gwiazd ciągu głównego (mających Δc_1 mniejsze od $0^m,15$). Aby w pełni przedyskutować ten diagram, podzielmy go na kilka części. W zakresie późnych typów F i wczesnych G ($0^m,25 < b - \gamma < 0^m,40$) rozrzut jest dość znaczny, przewyższa wyraźnie dokładność obserwacyjną i, w przypadku indywidualnych gwiazd, nie jest skorelowany z Δc_1 , czyli jasnością absolutną. Nie ulega wątpliwości, że m_1 jest miarą parametru nie będącego ani jasnością absolutną, ani temperaturą (czy masą, jeżeli ograniczymy się do ciągu głównego). Badania składu chemicznego wykazują, że tym poszukiwanym parametrem jest względna zawartość metali. Definiując zależność między m_1 i $b - \gamma$ dla gwiazd będących

w pobliżu ciągu głównego wieku zero możemy znaleźć, podobnie jak to robiliśmy w przypadku wskaźnika c_1 , parametr Δm_1 . Wybierając do kalibracji grupę gwiazd o znanym składzie chemicznym możemy szukać korelacji między Δm_1 i względną zawartością metali scharakteryzowaną parametrem $\left[\frac{\text{Fe}}{\text{H}} \right]$:

$$\left[\frac{\text{Fe}}{\text{H}} \right] = \log \left(\frac{\text{zawartość Fe}}{\text{zawartość H}} \right)_{\text{gwiazdy}} - \log \left(\frac{\text{zawartość Fe}}{\text{zawartość H}} \right)_{\text{Słońca}}$$

Korelacja taka jest bardzo wyraźna i możemy ją opisać równaniem:

$$\left[\frac{\text{Fe}}{\text{H}} \right] = 0,3 - 12 \Delta m_1.$$

Przechodząc do wcześniejszych typów widmowych widzimy, że rozrzut m_1 przy danym $b - \gamma$ maleje i w zakresie $0,22 < b - \gamma < 0,25$ osiąga minimum. Wprawdzie w tym zakresie typów widmowych (wczesne F) wskaźnik m_1 jest mniej czuły na zmiany zawartości metali niż w przypadku gwiazd chłodniejszych, ale i tak rozrzut jest zbyt mały. Jedynym wyjaśnieniem tego zjawiska wydaje się przyjęcie, że mamy do czynienia z bardziej jednorodnymi chemicznie gwiazdami. Taki wniosek wydaje się usprawiedliwiony, gdyż mamy przecież do czynienia średnio z gwiazdami młodszymi niż dyskutowane poprzednio.

Przesuwając się dalej ku wcześniejszym typom oczekivalibyśmy jeszcze mniejszego rozrzutu m_1 . Tymczasem po przejściu typu F1 ($b - \gamma < 0,21$) napotykamy gwałtowny wzrost rozrzutu. Wynika stąd wniosek, że dochodzi tu do głosu jeszcze inny efekt nie mający nic wspólnego z zawartością metali. Jak łatwo zauważyć, wszystkie znane gwiazdy metaliczne (zaznaczone na rys. 2 jako trójkąty) leżą na dolnym ograniczeniu zależności m_1 od $b - \gamma$, ale nawet po ich odrzuceniu rozrzut jest wciąż duży. Dla gwiazd o $b - \gamma < 0^m,20$ na pomiar w paśmie v ma wyraźny wpływ linia $\text{H}\beta$. Wspominaliśmy już, że dla wcześniejszych typów widmowych natężenie $\text{H}\beta$ jest skorelowane z jasnością absolutną. Ponieważ w tym zakresie temperatur wskaźnik c_1 wciąż jeszcze nadaje się do wyznaczania jasności absolutnej, wpływ $\text{H}\beta$ na m_1 można usunąć poprzez poprawkę proporcjonalną do Δc_1 . Empirycznie stwierdzono, że poprawka ta wynosi $+ 0,1 \Delta c_1$. Na rys. 2 mamy naniesione wskaźniki m_1 już poprawione na ten efekt.

Zastanówmy się, jaki parametr może jeszcze mieć wpływ na własności fotometryczne gwiazdy. Wiemy, że przy przejściu do wcześniejszych typów widmowych wzrasta prędkość rotacji gwiazd. Wiemy ponadto, że gwiazdy metaliczne są wolniejszymi rotatorami niż gwiazdy normalne tych samych typów widmowych. Jeżeli mają one duże m_1 , należy stwierdzić, czy przypadkiem gwiazdy szybko rotujące nie mają tendencji do małych m_1 . Ström gren zbadał

to przypuszczenie i całkowicie je potwierdził. Mając zbyt mały materiał obserwacyjny nie mógł pokusić się o jakąkolwiek kalibrację ilościową, ale stwierdził, że gwiazdy o dużych wartościach $v \sin i$, gdzie v jest prędkością rotacji, a i kątem nachylenia osi obrotu do promienia widzenia, układają się wyraźnie powyżej gwiazd o małych wartościach $v \sin i$. Dodatkowym argumentem na rzecz interpretacji rozrzutu jako efektu rotacji jest znany fakt obserwacyjny, że średnia prędkość rotacji gwiazd ciągu głównego gwałtownie maleje przy przejściu od gwiazd gorących do chłodnych, przy czym to niemal skokowe zmniejszenie się prędkości rotacji ma miejsce właśnie w okolicy typu F1, czyli typu, gdzie następuje też skokowa niemal zmiana rozrzutu m_1 .

Wiedząc już, że m_1 jest – przynajmniej dla gwiazd późniejszych typów widmowych – miarą zawartości metali, powinniśmy zbadać, czy nasze poprzednie wyznaczenie wielkości absolutnej jest zupełnie niezależne od składu chemicznego gwiazdy, czy też może niezbędne będzie skorygowanie znalezionej zależności między ΔM_v i Δc_1 . Dzieląc te same standardy co poprzednio na grupy o różnych wartościach Δm_1 można stwierdzić, że potrzebna jest poprawka do zmierzonych wskaźników c_1 a jej wielkość wynosi $+0,75 \Delta m_1$. Dopiero po poprawieniu c_1 na efekt metaliczności możemy wykalibrować prawidłowo zależność c_1 od $b - y$. Poprawki do wielkości absolutnych wynikające z różnic w zawartości metali są nieduże – średnio parę dziesiątych wielkości gwiazdowej.

Należy zwrócić uwagę na to, że diagram $c_1 - (b - y)$ jest w pewnym sensie analogiczny do diagramu Hertzsprunga-Russella, gdyż $b - y$ jest miarą temperatury efektywnej a c_1 miarą jasności absolutnej. Można więc pokusić się o policzenie dróg ewolucyjnych gwiazd na tym diagramie i stąd wyznaczyć masy i wiek obserwowanych gwiazd. Ma on przy tym tę przewagę nad klasycznym diagramem Hertzsprunga-Russella, że obydwa wskaźniki c_1 i $b - y$ są obserwowalne, podczas gdy jasność absolutną jest na ogół dość trudno wyznaczyć.

Niezmiernie interesującą grupą gwiazd wcześniejszych typów widmowych są gwiazdy osobliwe. W większości leżą one na lewo od dyskutowanych tu zależności (mają ujemne $b - y$), ale kilka znanych gwiazd osobliwych posiadających silne pola magnetyczne ma dostatecznie późne typy widmowe. Okazało się, że wszystkie one mają nadzwyczaj duże wartości wskaźnika m_1 . Oczywiście ciekawe byłoby zbadanie, czy również i gorętsze gwiazdy osobliwe będą miały większe m_1 niż odpowiadające im gwiazdy normalne. Odpowiednie pomiary wykonane zostały przez Camerona, który wraz z gwiazdami osobliwymi zmierzył pewną ilość gwiazd normalnych z zakresu B5-F0. Okazało się, że również i gorętsze gwiazdy osobliwe mają znacznie większe wartości wskaźnika m_1 niż gwiazdy normalne. Jest to jednak słuszne tylko dla gwiazd typu A. Jeszcze gorętsze gwiazdy osobliwe, typu B, nie wykazują wyraźnej separacji od gwiazd normalnych. Tak gorące gwiazdy i osobliwe są to głównie gwiazdy manganowe i krzemowe. Okazało się również, że gwiazdy osobliwe mające mierzalne pola magnetyczne mają szczególnie duże wartości wskaźnika m_1 . Jeżeli więc inter-

pretować rozrzut w wartościach m_1 jako efekt rotacji, gwiazdy osobliwe podobnie jak metaliczne byłyby gwiazdami rotującymi najwolniej w danym typie widmowym. Na tę samą konkluzję wskazują również dane spektroskopowe.

Aby ułatwić wykrywanie i dyskusję gwiazd osobliwych i metalicznych Strömrgren wyznaczył, w oparciu o istniejące dane, standardową zależność między $[m_1]$ i wskaźnikami proporcjonalnymi do temperatury efektywnej i klasy jasności poprawionymi na poczerwienienie międzygwiazdowe według recepty przedstawionej w poprzednim paragrafie. Należy przy tym pamiętać, że w przypadku gwiazd wczesnych typów widmowych (a ściślej gwiazd typu B), najlepiej z temperaturą efektywną skorelowany jest wskaźnik $[u - b]$, a z jasnością absolutną wskaźnik β , natomiast w zakresie późnych A korelacje odwracają się. Wyżej wspomniane zależności Strömrgren podał w postaci tabel. Mierząc daną gwiazdę i wyznaczając jej wskaźniki poprawione na absorpcję międzygwiazdową możemy stwierdzić, czy ma ona wskaźnik $[m_1]$ normalny, czy też nie, a tym samym dostajemy wstępną informację o tym, czy jest gwiazdą osobliwą.

Fotometria Strömrgrena wciąż jeszcze kryje w sobie duże możliwości. Starannego zbadania wymaga jednak wpływ absorpcji międzygwiazdowej na kolejne wskaźniki (wzory podane w tym artykule zostały znalezione teoretycznie, w oparciu o znane prawo poczerwienienia). Może istnieć równie prosta metoda znajdowania niepoczerwienionych wskaźników barwy jak w przypadku fotometri UBV . Również niezmiernie użyteczna byłaby dyskusja zależności wskaźnika m_1 (lub $[m_1]$) od prędkości rotacji. Jest to wciąż jeszcze zależność niewykalibrowana. Być może zresztą, że nie tylko rotacja powoduje różnice we wskaźniku m_1 dla gwiazd wczesnych typów widmowych.

Niezależnie od pewnych niewiadomych czy mankamentów można stwierdzić, że układ fotometryczny Strömrgrena wykazał już teraz swoją użyteczność. Ostatnio zaczęto obserwować przy jego użyciu również gwiazdy zmienne, takie jak gwiazdy typu RR Lyrae, β Canis Majoris, δ Scuti czy gwiazdy magnetyczne. Obserwacje te pozwalają na wykrycie szeregu interesujących zmian zachodzących w tych gwiazdach, a nieuchwytnych lub trudno uchwytnych przy użyciu innych systemów fotometrycznych.

KLASYFIKACJA GALAKTYK

PIOTR FLIN

Obserwatorium Astronomiczne UJ

КЛАССИФИКАЦИЯ ГАЛАКТИК

П. Флин

Содержание

В статье дан краткий обзор классификационных систем галактик.

CLASSIFICATION OF GALAXIES

Summary

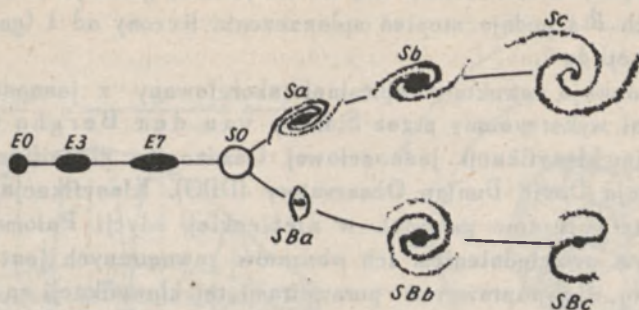
This article contains a short review of classification of galaxies.

Klasyfikacja galaktyk polega na grupowaniu galaktyk w pewne zbiory, których elementy wykazują cechy wspólne ze względu na dowolnie przyjęte kryteria wyboru. Dla większości galaktyk stosowane jest kryterium morfologiczne, czyli wygląd galaktyk na kliszach fotograficznych. Tym kryterium posługiwała się pierwsza klasyfikacja Hubble'a i tą drogą poszła większość modyfikacji, gdyż wszystkie następne klasyfikacje są z nią spokrewnione, co zresztą lojalnie przyznają ich autorzy. Pierwsza klasyfikacja Hubble'a została rozwinięta przez Sandage'a, który podał swoją interpretację pozostawionych po śmierci Hubble'a notatek, dotyczących opracowywanej przez niego modyfikacji swej wczesnej klasyfikacji. Prosta modyfikacją tej klasyfikacji jest praca Holmberga. Kształty galaktyk są jednym z dwu głównych parametrów klasyfikacji van den Bergha i wtórnym parametrem klasyfikacji Morgana, dla którego parametrem zasadniczym, a więc tym samym kryterium wyboru, jest wygląd widma złożonego galaktyk. Morgan pisze, że jego klasyfikacja ma być poprawieniem klasyfikacji Hubble'owskiej poprzez zwrócenie uwagi na spopulowanie gwiazd w najjaśniejszych partiach galaktyki, które dają największy wkład w złożone widmo galaktyk. Morfologiczna jest też klasyfikacja de Vaucouleursa. Klasyfikacji stawia się też wymaganie, aby z samego zapisu można było jak najwięcej dowiedzieć się o danej galaktyce.

W roku 1926 Edwin Hubble opublikował swą klasyfikację galaktyk. Podzielił on wszystkie „mgławice pozagalaktyczne” na dwie grupy: galaktyki regularne i nieregularne. Do galaktyk regularnych zaliczył galaktyki eliptyczne *E* oraz galaktyki spiralne zwykłe *S* i spiralne przedzielone (przegrodzone) *SB*. Galaktyki eliptyczne zostały z kolei podzielone na grupy w zależności od stopnia spłaszczenia. Galaktyki spiralne podzielono na „wczesne” oznaczane *a*, „pośrednie” – *b* i „późne” – *c* (ramiona od blisko nawiniętych do coraz bardziej rozchodzących się na zewnątrz).

W roku 1961 Allan Sandage opublikował uzupełnioną klasyfikację Hubble'a wyróżniając galaktyki: eliptyczne *E*, soczewkowate *SO*, spiralne *S* i nieregularne *Irr*. Galaktyki eliptyczne podzielił na podklasy w zależności od widocznego spłaszczenia wyrażanego wzorem $10(a - b)/a$, gdzie *a* i *b* to duża i mała oś elipsy. Obserwowane podklasy zmieniają się od 0 do 7. Galaktyki bardziej spłaszczone niż *E7* zaliczył do klasy galaktyk soczewkowatych. Są one stadium przejściowym między galaktykami eliptycznymi i spiralnymi. Obiekty *SO* dzielą się na dwie grupy: *SO* (zwykłe) i *SBO* (przegrodzone). W obu rodzajach wyróżniono trzy podgrupy. Galaktyki *SO*₁ charakteryzują się istnieniem zewnętrznej otoczki i brakiem jakichś śladów struktury spiralnej, a *SO*₃ posiadają ciemne pasmo absorpcyjne w postaci wewnętrznego pierścienia. W *SBO*₁ pojawia się najpierw ślad poprzeczki, a w *SRO*₃ widać szeroką, jasną, dobrze rozwiniętą poprzeczkę, przechodzącą przez całą powierzchnię soczewki. Galaktyki spiralne podzielił też na dwie grupy: zwykłe *S* i przegrodzone *SB*, które z kolei dzielą się na trzy typy: *a*, *b*, *c*. W galaktykach typu *Sa* obserwuje się kołowe ramiona spiralne, ciasno nawinięte na duże i jasne jądro. W *Sc* obszar centralny jest mały i bezkształtny, emanują z niego na zewnątrz bardzo wyraźne ramiona spiralne, z rzucającymi się w oczy zgęszczeniami materii. W galaktykach *SB* ramiona zachowują się podobnie, poprzeczka zaś z bardzo wyraźnej i jednolicie jasnej staje się coraz słabsza i również widoczne są zgęszczenia materii. W galaktykach tych wyróżniono dwa sposoby rozwijania się ramion: (*s*) – ramiona wychodzą bezpośrednio z końców przegrody i (*r*), w którym ramiona emanują z zewnętrznego pierścienia.

Galaktyki nieregularne typu *Irr* I charakteryzują się licznymi zgrupowaniami gwiazd i materii, natomiast *Irr* II mają mniej więcej taką samą jasność powierzchniową bez zagęszczeń materii i włókniste kosmyki wychodzące z obszarów brzegowych galaktyki. Schemat klasyfikacji Hubble'a przedstawiony jest na rys. 1, który nosi nazwę kamertonowego diagramu Hubble'a (de Vaucouleurs 1962). W roku 1958 Erik Holmberg zmodyfikował klasyfikację Hubble'a, dzieląc galaktyki na 9 typów: *E*, *SO*, *Ir* I, *Ir* II, *Sa*, *Sb*⁻, *Sb*⁺, *Sc*⁻, *Sc*⁺. Galaktyki nieregularne podzielił na dwie grupy w zależności od zawartości populacyjnej gwiazd. Symbole *Ir* I i *Ir* II odnoszą się do galaktyk, w których odpowiednio przeważają gwiazdy I lub II populacji. Typy oznaczane znakiem „-” są „wcześniejsze” niż odpowiednie typy klasyfikacji Hubble'a, zaś znakiem „+” – „póź-



Rys. 1. Klasyfikacja Hubble'a

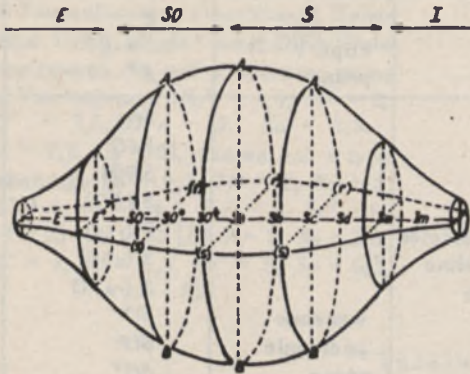
niejsze". Przechodząc od „wczesnych” do „późnych” typów ($Sa - Sc^-$) jasność i rozmiary jądra maleją, ramiona są coraz bardziej oddzielone od jądra i jest zakłócona ich symetria. Galaktyki Sc^+ nie mają wyraźnego obszaru centralnego oraz posiadają krótkie źle wykształcone, rozmyte ramiona spiralne; są one zbliżone swoim kształtem do nieregularnych galaktyk typu *Ir I*. Holmberg wprowadza wspólną klasyfikację dla galaktyk spiralnych zwykłych i przegrodzonych uważając, że większość galaktyk spiralnych posiada mniej lub bardziej widoczne przegrody. Wyraża również przypuszczenie, że istnienie poprzeczki jest cechą wspólną galaktyk spiralnych i różnice w występowaniu przegrody są raczej ilościowe niż jakościowe.

Klasyfikacja Hubble'owska nie jest dobrze skorelowana ze spektralną klasyfikacją galaktyk, opartą na wyglądzie widm złożonych galaktyk. Aby dokonać takiej korelacji Morgan (1958, 1959) oparł się na obserwowanej zależności między kształtem galaktyk a ich widmem złożonym. Zasadniczym kryterium jednoparametrowej klasyfikacji Morgana (klasyfikacji Yerkesa) jest wygląd widma galaktyk. Obiekty, dla których maksimum obserwowanej jasności przypada w obszarze fioletowym oznacza się przez *a*, zaś obiekty o maksimum jasności w obszarze żółtym oznaczane są przez *k*. Pośrednie klasy otrzymuje się przez interpolację między tymi dwoma ekstremalnymi przypadkami i oznacza się przez: *af, f, fg, g, gk*. Prócz tego parametru zasadniczego Morgan wprowadza jeszcze dwa parametry wtórne. Jednym z nich są rodziny kształtu, podające kształt galaktyki oznaczany przez odpowiednią literę. I tak: *S* oznacza galaktyki spiralne, *E* – eliptyczne, *B* – przedzielone, *I* – nieregularne, *E_p* – eliptyczne, z dobrze zaznaczoną absorpcją pyłową, *D* – galaktyki wykazujące symetrię rotacyjną, ale nie posiadające struktury spiralnej lub eliptycznej, *L* – galaktyki o niskiej jasności powierzchniowej, *N* – galaktyki charakteryzujące się małym, jasnym jądrem nałożonym na znacznie ciemniejsze tło. Oznaczenie *ED* i *DE* wprowadzone jest dla galaktyk pośrednich między *E* i *D* (cechy przeważające symbol literowy na pierwszym miejscu). Drugi parametr wtórny

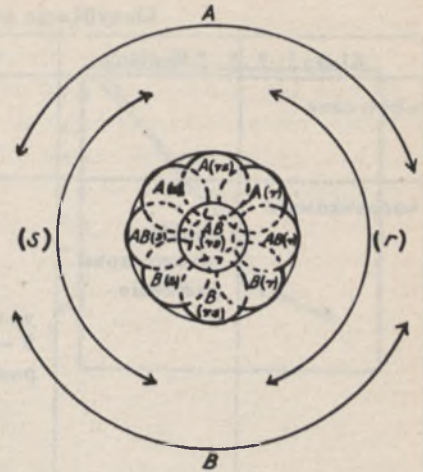
zwany klasą spłaszczenia odnosi się do wszystkich galaktyk z wyjątkiem I , L oraz niektórych B i podaje stopień spłaszczenia liczony od 1 (galaktyki o symetrii sferycznej) do 7.

Stopień rozwoju struktury spiralnej skorelowany z jasnością absolutną galaktyk został wykorzystany przez Sidneya van den Bergha (1960a, b, c) dla utworzenia klasyfikacji jasnościowej (luminosity classification) zwanej też Klasyfikacją David Dunlap Observatory (DDO). Klasyfikacja DDO oparta na widoczności obrazów galaktyk w niebieskiej edycji Palomar Sky Survey, ze szczególnym uwzględnieniem ich obszarów zewnętrznych jest klasyfikacją dwuparametrową. Równoprawnymi parametrami tej klasyfikacji są typ galaktyki oraz klasa jasności. Klasy jasności oznaczane przez I, II, III, IV, V wprowadzono przez analogię z klasyfikacją $M-K$ dla gwiazd i odpowiednio odnoszą się do galaktyk: nadolbrzymich, olbrzymich, normalnych, podolbrzymich i karłowatych. Klasyfikacja DDO rozróżnia 9 klas jasności, gdyż wprowadzone zostały jeszcze 4 pośrednie klasy. Van den Bergh wprowadził trzy klasy galaktyk: E , S oraz Ir . Spiralne podzielił na trzy grupy: galaktyki spiralne zwykłe S , przegrodzone SB i pośrednie $S(B)$. Każda z tych grup dzieli się na poszczególne typy: a , b^- , b , b^+ , c (Sa , Sb^- , Sb , Sb^+ , Sc , $SBa...$ SBc , $S(B)a...$ $S(B)c$). Galaktyki eliptyczne podzielone na 10 typów $EO-E9$ zawierają również galaktyki soczewkowate, głównie w typach $E8$ i $E9$. W galaktykach nieregularnych wyróżniono typy Ir^- i Ir^+ (galaktyki o niskiej jasności powierzchniowej i galaktyki o wyraźnie widocznej strukturze zewnętrznych obszarów). Dla podolbrzymich galaktyk spiralnych wprowadzono notację S^- i S^+ dla oznaczenia źle i dobrze rozdzielonych ramion. W klasyfikacji DDO zwrócono dużą uwagę na osobliwości występujące w budowie galaktyk spiralnych. Litera n oznacza zamazane lub mgławicowe ramiona, $*$ – ramiona fragmentaryczne, t – ramiona zniekształcone. Osobliwości bardzo wyraźnie występujące oznacza się przez dwukrotne powtórzenie symbolu danej osobliwości, natomiast słabo występujące – przez wzięcie symbolu osobliwości w nawias. SD oznacza galaktyki w kształcie dysku, natomiast N – jasne jądro. Znak zapytania i dwukropek oznaczają klasyfikację niepewną, zaś p – osobliwości. Przechodząc od „wczesnych” do „późnych” typów galaktyk spiralnych ramiona stają się coraz bardziej oddzielone od jądra, natomiast przechodząc przez klasy jasności od I do V ramiona z długich, jasných, dobrze rozwiniętych stają się coraz mniej widoczne. Galaktyki nieregularne klasy Ir II posiadają jasne ciało główne i ślady struktury spiralnej, podczas gdy w „późniejszych” galaktykach nieregularnych nie zauważa się śladów struktury spiralnej i jasność ciała głównego maleje ze wzrostem numeru klasy jasności.

W swojej trójparametrowej klasyfikacji Gerard de Vaucouleurs (1962) podzielił galaktyki na cztery klasy: E , SO , S , I jak w uzupełnionej klasyfikacji Hubble'a, a galaktyki SO , S oraz I na trzy podklasy (rodziny): zwykłe (oznaczone A), przegrodzone (ozn. B) i pośrednie czyli mieszane (ozn. AB). Wśród



Rys. 2. Schemat trójparametrowej klasyfikacji Gerarda de Vaucouleursa



Rys. 3. Schematyczny przekrój przez trójparametrową klasyfikację de Vaucouleursa

każdej z rodzin wyróżniono odmiany struktury; (r) obiekty posiadające wewnętrzny pierścień, (s) wykazują strukturę spiralną (dwa główne ramiona wychodzą pod kątem prostym z ciała centralnego lub z końców poprzeczki), (rs) odmiana pośrednia między odmianami (r) i (s). Z klasami galaktyk związane są poszczególne stany. Rysunek 2 (de Vaucouleurs 1962) przedstawia graficznie klasyfikację de Vaucouleursa i wynikające z niej możliwości „wpisania” galaktyki w schemat klasyfikacyjny. Przez środek obszaru przechodzi oś symetrii, na której zaznaczono zasadnicze stany klasyfikacji. Na obwiedni umieszczone są pary symetrycznie podklasy A i B oraz odmiany (r) i (s). Galaktyki zwykle A leżą w górnej części objętości, zaś przegrodzone B w dolnej; obszar środkowy w pobliżu osi symetrii zajmują galaktyki o charakterystykach mieszanych, tzn. podklasa AB i odmiana (rs). Galaktyki scharakteryzowane odmianą (s) znajdują się w części objętości przed płaszczyzną rysunku, zaś odmiana (r) – poza płaszczyzną rysunku.

Rysunek 3 (de Vaucouleurs 1962) przedstawia jeden z przekrojów powierzchnią prostopadłą do osi, dokonany w odpowiednim punkcie osi, a więc w miejscu określającym stan. Schematycznie zaznaczono kółkami powierzchnie zajmowane przez galaktyki scharakteryzowane przez poszczególne podklasy i odmiany. Utworzony stan późny E^+ galaktyk eliptycznych jest stanem przejściowym między galaktykami eliptycznymi a soczewkowatymi, natomiast stan SO/a jest pośredni między soczewkowatymi a spiralnymi galaktykami. Dla galaktyk spiralnych prócz stanów a, b, c, ab i bc (odpowiadających b^- i b^+)

Tabela 1
Klasyfikacja galaktyk de Vaucouleursa

Klasy	Rodziny	Odmiany	Stany	Typy
eliptyczne			elipt. (0-7) późne	<i>E</i> <i>E0-E7</i> <i>E⁺</i>
soczewkowate	zwykłe przegrodzone pośrednie	wewn. pierścień <i>S</i> - kształtne pośrednie	wczesne pośrednie późne	<i>SO</i> <i>SAO</i> <i>SBO</i> <i>SABO</i> <i>S(r)O</i> <i>S(s)O</i> <i>S(rs)O</i> <i>SO⁻</i> <i>SO^o</i> <i>SO⁺</i>
spiralne	zwykłe przegrodzone pośrednie	wewn. pierścień <i>S</i> - kształtne pośrednie	<i>0/a</i> <i>a</i> <i>ab</i> <i>b</i> <i>bc</i> <i>c</i> <i>cd</i> <i>d</i> <i>dm</i> <i>m</i>	<i>SA</i> <i>SB</i> <i>SAB</i> <i>S(r)</i> <i>S(s)</i> <i>S(rs)</i> <i>SO/a</i> <i>Sa</i> <i>Sab</i> <i>Sb</i> <i>Sbc</i> <i>Sc</i> <i>Scd</i> <i>Sd</i> <i>Sdm</i> <i>Sm</i>
nieregularne	zwykłe przegrodzone pośrednie	<i>S</i> - kształtne	typu Obł. Mag. nie typu Obł. Mag.	<i>IA</i> <i>IB</i> <i>IAB</i> <i>I(s)</i> <i>Im</i> <i>IO</i>

Osobliwości:

osobliwości - *p*, niepewne - *:*, wątpliwe - *?*, galaktyki wrzecionowate - *sp*, zewnętrzny pierścień - (*R*), zewnętrzny pseudo-pierścień - (*R'*).

wprowadzono dodatkowe stany *cd*, *d*, *dm* i *m*. Do bardzo późnego stanu *Sd* zaliczono galaktyki z bardzo małym jądrem nałożonym na obszar centralny, z którego emanują bardzo rozczłonkowane i odległe ramiona o niskiej jasności powierzch-

Rys. 4. Korelacja między klasyfikacją de Vaucouleursa i klasyfikacją Holmberga (linia ciągła) oraz DDO (linia przerywana). Na osi y odłożono stany de Vaucouleursa [$SO^- = 1,5, SO = 2, SO^+ = 2,5, SO/a = 3, Sa = 3,5, \dots, Sm = 7,5, Im = 8$], zaś na osi x typy Holmberga [$E = 0,5, SO = 2, Sa = 3, Sb^- = 4, Sb^+ = 4,5, Sc^- = 5, Sc^+ = 6, Irr I = 8$] lub DDO [$E7-9 = 2, Sa = 2,5, Sb^- = 4, Sb = 4,5, Sb^+ = 5, Sc = 5,5, Ir = 8$].

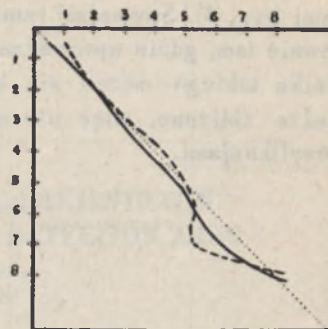


Tabela 2

Klasyfikacja galaktyk wg różnych autorów

Galaktyka	Hubble	Holmberg	Morgan	Bergh	de Vaucouleurs
NGC 598 (M 33)	Sc	Sc^+	$fS4$	Sc II-II	$SA (s) cd$
1300	$SBb (s)$	Sb^+	$gB3$	SBb I	$SB rs bc$
2841	Sb	Sb^-	$kS5$	Sb^- I	$SA (r) b$
2859	SBO_2		kB	SBa	$(R) SB r 0^+$
3031 (M 81)	Sb	Sb^-	$gkS4$	Sb I-II	$SA (s) ab$
3034 (M 82)	Irr II	Ir II	$E7p-Ip$	pec	$IO sp$
3368 (M 96)	Sa	Sa	$gS4p$	Sbp	$SAB (rs) ab$
4111	SO_2	SO	$kD7$	$E8$	$SA (r) 0^+ : sp$
4278	$E1$	E	$kDE1$	$E1$	$E1-2$
4394	$SBb (sr)$	Sb^-	$gB2$	SBb^- II	$(R) SB (r) b$
4406	$E3$	E	$kE2$	$E3$	$E^+ 3$
4449	Irr I	Ir I	$a1$	Ir III	IBm
4565	Sb	Sb^+	$gkS7$	Sb I	$SA: (s?) a sp$
4594	Sa/Sb	Sa	$kS6p$	Sb^-	$SA (s?) a sp$
4762	SO_1		$kD7$	$Snnt :$	$SB? (r) 0^0 sp$
5194	Sc	Sc^-	$fgS1$	$Sc (t) I$	$SA (s) bc p$
5195	Irr	Ir II	$f?Ep?$	$pec t$	IOp
5457 (M101)	Sc	Sc^-	$fS1$	Sc I	$SAB (rs) ed$

niowej. Sm to galaktyki na przejściu do nieregularnych galaktyk typu Obłoków Magellana (Im). Klasyfikacja ta przykłada dużą wagę, co wydaje się rzeczą słuszną, do ciągłego przejścia między poszczególnymi klasami galaktyk. Pełny zapis klasyfikacyjny galaktyki zawiera najpierw duże litery podające klasę i rodzinę (dla soczewkowatych symbol "0" umieszcza się na końcu liter), a potem małe litery podające odmianę i stan. Brak któregoś z symboli oznacza trudności z zakwalifikowaniem danej galaktyki do którejś z rodzin czy też odmian. Tabela 1 podaje klasyfikację de Vaucouleursa (1964). W celu porównania kla-

syfikacji de Vaucouleurs (1961, 1963) przypisał poszczególnym typom różnych klasyfikacji parametry liczbowe i badał korelacje między klasyfikacjami (rys. 4). Stwierdził istnienie różnic między swoją a innymi klasyfikacjami głównie tam, gdzie wprowadzał nowe stany, np. późne stany galaktyk spiralnych. Wyniku takiego można się było spodziewać, gdyż kryteria klasyfikacyjne są bardzo zbliżone, więc nie ma zasadniczych różnic pomiędzy poszczególnymi klasyfikacjami.

LITERATURA

- Bergh, S. van den, 1960a, *ApJ.* 131, 215
Bergh, S. van den, 1960b, *ApJ.* 131, 558.
Bergh, S. van den, 1960c, *Publ. David Dunlap Obs.* 2, No 6.
Holmberg, E., 1958, *Medd. Lund Obs.* No 136.
Hubble, E., 1926, *ApJ.* 64, 321.
Morgan, W. W., 1958, *Publ. A.S.P.* 70, 364.
Morgan, W. W., 1959, *Publ. A.S.P.* 71, 394.
Sandage A., 1961, *The Hubble Atlas of Galaxies*, *Publ. Camagie Inst. of Washington* No 618.
Vaucouleurs, G. de, 1961, *Proc. IAU Symp.* No 15.
Vaucouleurs, G. de, 1962, w „*Strojenie zwiazdnych sistem*”. *Izd. Inn. Lit., Moskwa* (=Handbuch der Physik 53, Springer Ver. 1959).
Vaucouleurs, G. de, 1963, *ApJ. Supl.* No 74.
Vaucouleurs, G. and A. de, 1964, *Reference Catalogue of Bright Galaxies*, *University of Texas Press, Austin.*

APARATURA DO ODBIORU, POMIARU I REJESTRACJI
SYGNAŁÓW RADIOWYCH SZTUCZNYCH SATELITÓW ZIEMI

A. FIOK, A.W. WERNIK

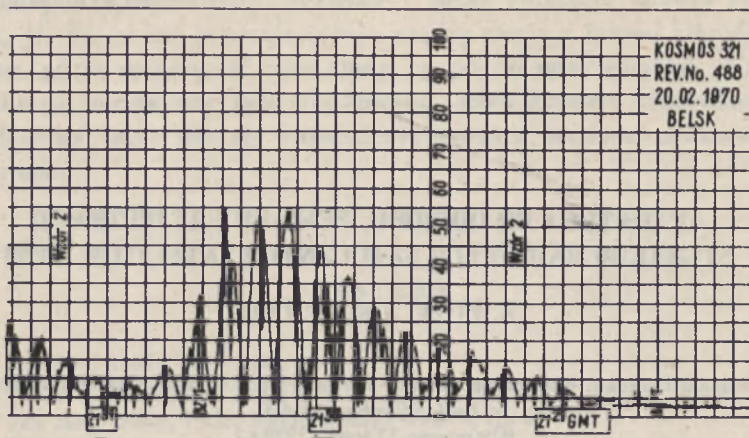
Katedra Urządzeń Radiotechnicznych i Telewizyjnych Politechniki Warszawskiej,
Zakład Geofizyki PAN
(Otrzymano 11 marca 1970 r.)

W Pracowni Jonosferycznej Zakładu Geofizyki PAN prowadzone są od 1966 r. badania jonosfery oparte na pomiarach parametrów sygnałów radiowych satelitów Ziemi.

Każdy odbierany sygnał może być scharakteryzowany czterema wielkościami: amplitudą, częstotliwością, polaryzacją i kierunkiem, z którego jest on odbierany. Wszystkie te wielkości zmieniają się w trakcie propagacji przez jonosferę. Pomiarów zmian parametrów sygnału pozwalają wnioskować o strukturze i dynamice jonosfery. Najbardziej znaczącym zmianom podlegają (na częstotliwościach stosowanych w tego rodzaju badaniach) polaryzacja i częstotliwość. Zmiany polaryzacji związane są z efektem Faradaya, natomiast zmiany częstotliwości są wynikiem efektu Dopplera.

Z efektem Faradaya mamy do czynienia wówczas, gdy fale liniowo spolaryzowane propagują się w ośrodku anizotropowym. W przypadku jonosfery anizotropia wywołana jest polem geomagnetycznym. W ośrodku anizotropowym prędkości fazowe fal zwyczajnej i nadzwyczajnej są różne, w wyniku czego po przejściu tej samej drogi fazy ich są różne. Prowadzi to z kolei do obrotu płaszczyzny polaryzacji o kąt równy połowie różnicy faz między falą zwyczajną i nadzwyczajną. W założeniu spełnienia pewnych przybliżeń kąt ten, dla fali propagującej się w jonosferze, proporcjonalny jest do gęstości elektronowej między satelitą lub rakieta i obserwatorem oraz odwrotnie proporcjonalny do kwadratu częstotliwości i zależy od kąta między kierunkiem propagacji i kierunkiem pola magnetycznego. W trakcie przelotu satelity zmienia się całkowita liczba elektronów na drodze sygnału emitowanego przez satelitę oraz kąt między kierunkiem propagacji i kierunkiem pola magnetycznego. Zmienia się więc kąt rotacji płaszczyzny polaryzacji. Obserwowanym efektem zmian tego kąta są periodyczne zaniki sygnału, o ile tylko odbiera się sygnał anteną o polaryzacji liniowej (rys. 1). Jeżeli znana jest geometria przelotu satelity i konfiguracja pola magnetycznego można z rejestracji amplitudy sygnału satelity wyznaczyć scałkowaną gęstość elektronową między satelitą i obserwatorem.

Drugim z efektów wykorzystywanym do badań jonosfery metodami propagacji poprzez jonosferę jest dyspersyjny efekt Dopplera. Jest on wynikiem ruchu nadajnika względem obserwatora i niestacjonarności ośrodka, w którym propaguje się sygnał. Dyspersyjne własności ośrodka powodują, że Dopplerowskie przesunięcie częstotliwości sygnału satelity jest różne od przesunięcia dla sygnału biegnącego w próżni o wartość zależną od gęstości elektronowej scałkowanej po drodze sygnału oraz gradientów horyzontalnych



Rys. 1. Rejestracja sygnału z Kosmosa 321 anteną o polaryzacji liniowej

tej gęstości i jej zmian w czasie, a także od gęstości elektronowej na wysokości satelity. Dodatkowe przesunięcie częstotliwości jest odwrotnie proporcjonalne do częstotliwości sygnału, w przeciwieństwie do kinematycznego przesunięcia, które jest wprost proporcjonalne do częstotliwości. Przy pewnych upraszczających założeniach pomiar dyspersyjnego efektu Dopplera pozwala wyznaczyć skalowaną gęstość elektronową.

Zasadniczą trudnością przy interpretacji pomiarów kąta rotacji jest nieoznaczoność wynikająca z nieznaności stałego kąta skręcenia płaszczyzny polaryzacji między anteną nadawczą na satelicie i anteną odbiorczą. Pomiarów mogą więc mieć tylko charakter względny. Na inną trudność napotyka się przy pomiarach dyspersyjnego efektu Dopplera. Efekt ten jest bardzo niewielki, rzędu kilku c/s do kilkudziesięciu c/s. Dla sygnału o częstotliwościach np. 20 Mc/s wymaga to zapewnienia precyzji pomiaru częstotliwości rzędu 10^{-7} , ale wtedy pomiary byłyby bardzo grube, uniemożliwiające badanie niewielkich fluktuacji gęstości elektronowej. Z myślą o poprawieniu tej sytuacji amerykańskie beacon satellites typu Explorer 22, Explorer 36, czy Transit i radzieckie majaki typu Sputnika III i niektórych Kosmosów i Elektronów, wyposażone są zwykle w nadajniki emitujące kilka sygnałów o częstotliwościach harmonicznych. Aparatura odbiorcza może być wówczas tak skonstruowana, że eliminuje kinematyczny efekt Dopplera i pozwala na bezpośredni pomiar dyspersyjnego efektu. Możliwość takiej eliminacji wynika z proporcjonalności kinematycznego efektu Dopplera od częstotliwości. Aparatura sprowadza obie częstotliwości do wspólnej podharmonicznej i odejmuje je od siebie. Wskazane jest aby jedna z częstotliwości była mała, gdyż wtedy efekty jonosferyczne są największe, a druga możliwie duża, tak aby te same efekty były małe.

W Centralnym Obserwatorium Geofizycznym Zakładu Geofizyki PAN w Belsku uruchomiono w styczniu 1969 r. aparaturę służącą do pomiarów dyspersyjnego efektu Dopplera i efektu Faradaya. Aparatura opracowana i wykonana została przez Katedrę Urządzeń Radiotechnicznych i Telewizyjnych Politechniki Warszawskiej na zlecenie i według założeń Zakładu Geofizyki PAN.

Aparatura przystosowana jest do odbioru sygnałów satelitów radzieckich o częstotliwościach leżących w pasmach 20 i 90 Mc/s, amerykańskich w pasmach 20, 40 i 360 Mc/s

i umożliwia jednoczesny odbiór trzech sygnałów ssZ, analogowy pomiar kinematycznego efektu Dopplera, cyfrowy i analogowy pomiar dyspersyjnego efektu Dopplera i rejestrację efektu Faradaya. System zawiera 41 różnych przyrządów elektronicznych.

Sygnały ssZ odbierane są za pomocą zestawu anten. Do pomiaru efektu Faradaya na częstotliwościach 20 i 40 Mc/s wykorzystuje się proste anteny dipolowe. Do pomiaru efektu Dopplera używane są – ze względu na konieczność eliminacji zaników wywołanych efektem Faradaya – anteny o polaryzacji kołowej. Największą z odbieranych częstotliwości uzyskuje się za pomocą anteny kierunkowej (13-elementowej dla 360 Mc/s lub 4-elementowej dla 90 Mc/s). Wartości kątów określających położenie anteny przekazywane są łączami selsynowymi do pulpitu sterującego i korygowane przez operatora, według obliczonej z danych orbitalnych trajektorii satelity poprzez zdalne uruchomienie silników napędowych.

Aparatura zawiera trzy tory odbiorcze. Tor *A* odbierający sygnał o najwyższej częstotliwości objęty jest pętlą fazowej automatycznej regulacji częstotliwości. W stanie synchronizacji częstotść znajdującą się w tym torze przestrajonego, synchronizowanego generatora kwarcowego otwiera zmiany częstotliwości sygnału wywołane głównie kinematycznym efektem Dopplera. Pomiaru kinematycznego efektu Dopplera dokonuje się poprzez pomiar częstotliwości tego generatora.

Częstotść generatora synchronizowanego wykorzystuje się do automatycznego podstrajania torów odbierających *B* i *C*. Gdyby nie występował dyspersyjny efekt Dopplera, częstotliwości wyjściowe torów odbiorczych byłyby dokładnie równe częstotliwości wzorcowej 125 kc/s. W wyniku zmian częstotliwości wywołanych jonosferą, częstotść wyjściowa toru *B* różni się od częstotliwości wyjściowej toru *A* równej (w stanie synchronizacji) dokładnie 125 kc/s. Ta różnica zwana różnicową częstotścią Dopplera jest 500-krotnie zwiększana w komparatorze częstotliwości. Dzięki temu częstotściomierz zliczający współpracujący z komparatorem pozwala na wykrycie – przy sprzyjających warunkach odbioru – zmian częstotliwości większych od 0,02 c/s przy czasie uśredniania 0,1 sek. i 0,002 c/s przy czasie uśredniania 1 sek. Wyniki pomiarów kierowane są do pamięci, z której steruje się: urządzenie drukujące cyfrowo na taśmie papierowej i, przez przetwornik cyfrowo-analogowy, rejestrator kreślący zależność różnicowej częstotliwości Dopplera od czasu. Rytm pomiarów sterowany jest wzorcem co pozwala na jednoczesne określenie położenia w czasie każdego pomiaru.

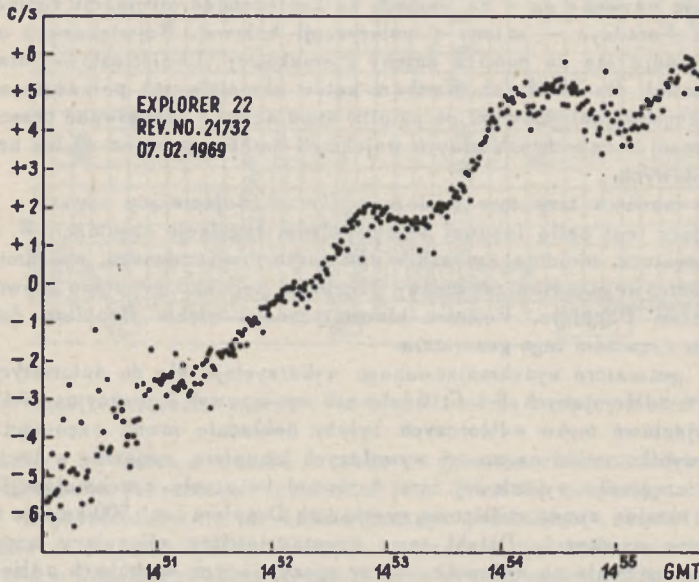
Tory odbiorcze *A* i *B* współpracują z antenami o polaryzacji kołowej (tor *A* z anteną kierunkową) i są wyposażone w układy automatycznej regulacji wzmocnienia. Dostatecznie dużą wartość efektywnego stosunku sygnału do szumu i zakłóceń przy sygnałach odbieranych rzędu 0,1 mikrowolta uzyskuje się w torze *A* dzięki zastosowaniu odbioru synchronizowanego, a w torach *B* i *C* dzięki wymiennym filtrom kwarcowym o szerokości pasma 15 i 50 c/s.

Tor odbiorczy *C* współpracujący z prostą anteną dipolową przeznaczony jest do rejestracji efektu Faradaya poprzez rejestrację zmian amplitudy sygnału odbieranego. Pracuje on oczywiście bez układu automatycznej regulacji wzmocnienia.

Prowadzenie odbiorów sygnałów satelity ułatwia monitor koncentrujący informacje o parametrach odbieranych sygnałów i warunkach odbioru. Zawiera on wskaźniki amplitud wszystkich sygnałów odbieranych, wskaźniki synchronizacji, mierniki kinematycznego i dyspersyjnego efektu Dopplera oraz pozwala na wizualną (na oscyloskopie) i słuchową (głośnik lub słuchawki) kontrolę warunków odbioru we wszystkich torach odbiorczych.

Do kalibracji aparatury służy generator kalibrujący (sztuczny sputnik), dostarczający harmonicznych sygnałów wysokiej częstotliwości o regulowanej amplitudzie imitujących odbierane sygnały.

W skład systemu wchodzi również: wzorzec częstości 2,5 Mc/s i rozbudowane układy syntezy częstości dostarczające częstości pierwszych heterodyn i częstości wzorcowych niezbędnych do pracy innych przyrządów. Ponadto aparatura zawiera zespół stabilizatorów napięcia sieci i zasilaczy stabilizowanych.



Rys. 2. Przykład zapisu analogowego różnicowego efektu Dopplera

Opisaną powyżej aparaturą prowadzono próbne pomiary przez okres 8 miesięcy, wykorzystując do tego celu sygnały amerykańskiego satelity Explorer 22 (BE-B). Przykład zapisu analogowego różnicowego efektu Dopplera pokazany jest na rys. 2. W trakcie prób stwierdzono, że aparatura ma właściwości stawiające ją w rzędzie najnowocześniejszych na świecie. Charakteryzuje ją duża czułość (rzędu 10 nV), możliwość bezpośredniego pomiaru częstości różnicowej z dużą dokładnością niezależną od bezwzględnej wartości częstości mierzonej (zwykle mierzona jest faza, różniczkowana następnie po czasie w trakcie opracowywania obserwacji, wówczas dokładność pomiaru zależy od prędkości zmian fazy) oraz duża zdolność rozdzielcza (2 pomiary/sec) pozwalająca na badanie szybkich fluktuacji częstości związanych z niejednorodną strukturą jonosfery. Aparatura może być wykorzystywana jedynie do odbiorów sygnałów w ściśle określonych kilku pasmach. Zwiększenie liczby pasm odbiorczych odbiłyby się na dokładności pomiaru i zdolności rozdzielczej, a jednocześnie znacznie powiększyłyby koszty budowy aparatury.

NAUKOWE OŚRODKI ASTRONOMICZNE W KRAJU

Aktualizacja na 10 V 1970 r. (dotyczy ośrodków, o których artykuły informacyjne zostały już opublikowane w „Postęпах Astronomii”).

Zakład Astronomii PAN: utworzona została Pracownia Fizyki Kosmicznej (Heliofizyki) z siedzibą we Wrocławiu, Kopernika 11, pod kierownictwem Prof. dr Jana Mergentalera. Zatrudnia ona 5 pracowników naukowo-technicznych (Mgr inż. Marek Hłond, ob. Kazimiera Kordylewska, Mgr inż. Romuald Kownacki, ob. Tadeusz Kozar, Mgr Adam Spodenkiewicz).

Uniwersytecki Ośrodek Astronomii w Toruniu: w miejsce Zespołu Katedr Astronomii i Astrofizyki został utworzony Instytut Astronomii Uniwersytetu Mikołaja Kopernika przy Wydziale Matematyki, Fizyki i Chemii UMK. Dyrektorem Instytutu została Prof. dr Wilhelmina Iwanowska. W skład Instytutu wchodzi 4 Zakłady:

- 1) Zakład Astrofizyki i Astronomii Gwiazdowej – kierownik Prof. dr W. Iwanowska;
- 2) Zakład Radioastronomii – kierownik Doc. dr Stanisław Gorgolewski;
- 3) Zakład Mechaniki Nieba – kierownik Doc. dr Stanisław Gąska;
- 4) Obserwatorium Astronomiczne UMK – kierownik Prof. dr W. Iwanowska.

Powołano Radę Instytutu, której przewodniczącym jest Doc. dr S. Gorgolewski, zastępcą przewodniczącego – Doc. dr S. Gąska, sekretarzem – Dr Cecylia Iwaniszewska.

Obserwatorium Astronomiczne UW: Prof. dr Stefan Piotrowski wybrany został członkiem rzeczywistym Polskiej Akademii Nauk. Mgr Sławomir Ruciński uzyskał tytuł doktora za pracę pt. *Efekty bliskości w ciasnych układach gwiazd podwójnych* – promotor Prof. dr S. Piotrowski, recenzenci: Doc. dr Andrzej Kruszewski, Doc. dr Józef Smak.

Katedra Astronomii Geodezyjnej PW: 1 IV 1970 zatrudniony został na stanowisku asystenta Mgr inż. Andrzej Modzelewski.

Wskazywanie na to, że w tym czasie w Polsce panowała ciemność i ignorancja, a że w tym czasie w Anglii panowała oświeca i postęp, to jest dowodem na to, że Anglii przodowała w tym czasie w dziedzinie nauki i sztuki.

Wskazywanie na to, że w tym czasie w Polsce panowała ciemność i ignorancja, a że w tym czasie w Anglii panowała oświeca i postęp, to jest dowodem na to, że Anglii przodowała w tym czasie w dziedzinie nauki i sztuki.

Wskazywanie na to, że w tym czasie w Polsce panowała ciemność i ignorancja, a że w tym czasie w Anglii panowała oświeca i postęp, to jest dowodem na to, że Anglii przodowała w tym czasie w dziedzinie nauki i sztuki.

Wskazywanie na to, że w tym czasie w Polsce panowała ciemność i ignorancja, a że w tym czasie w Anglii panowała oświeca i postęp, to jest dowodem na to, że Anglii przodowała w tym czasie w dziedzinie nauki i sztuki.

Wskazywanie na to, że w tym czasie w Polsce panowała ciemność i ignorancja, a że w tym czasie w Anglii panowała oświeca i postęp, to jest dowodem na to, że Anglii przodowała w tym czasie w dziedzinie nauki i sztuki.

Wskazywanie na to, że w tym czasie w Polsce panowała ciemność i ignorancja, a że w tym czasie w Anglii panowała oświeca i postęp, to jest dowodem na to, że Anglii przodowała w tym czasie w dziedzinie nauki i sztuki.

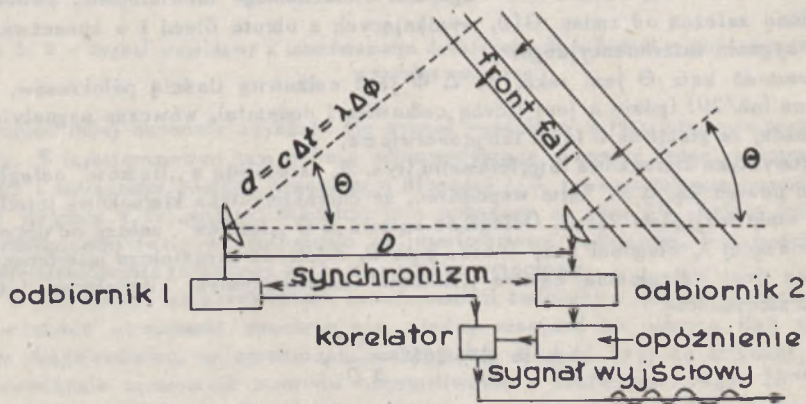
Wskazywanie na to, że w tym czasie w Polsce panowała ciemność i ignorancja, a że w tym czasie w Anglii panowała oświeca i postęp, to jest dowodem na to, że Anglii przodowała w tym czasie w dziedzinie nauki i sztuki.

Wskazywanie na to, że w tym czasie w Polsce panowała ciemność i ignorancja, a że w tym czasie w Anglii panowała oświeca i postęp, to jest dowodem na to, że Anglii przodowała w tym czasie w dziedzinie nauki i sztuki.

INTERFEROMETRIA RADIOWA O DŁUGICH BAZACH

B. KOŁACZEK, A. MODZELEWSKI

Mała zdolność rozdzielcza konwencjonalnych radioteleskopów jak i duże rozmiary klasycznych radioźródeł były powodem, że dokładność pozycyjnych pomiarów w radioastronomii była co najmniej o dwa rzędy wielkości niższa od precyzyjnych pomiarów pozycyjnych w zakresie widma widzialnego. Lata sześćdziesiąte przyniosły odkrycie dyskretnych radioźródeł, takich jak kwazary, pulsary, obszary molekuł OH, o średnicach znacznie mniejszych od zdolności rozdzielczej największych nawet radioteleskopów i, jak się okazało, sięgających rzędu setnych czy tysięcznych części sekundy. Odkrycie radioźródeł o tak małych wymiarach kątowych spowodowało, że sięgnięto po znaną z dziedziny optyki ideę gwiazdowego interferometru Michelsona, służącego do pomiaru średnic gwiazd, nadając jej nową elektroniczną formę. Rolę dwóch rozstawionych zwierciadeł przejęły tu dwa odległe radioteleskopy. Zasadę działania interferometru radiowego ilustruje rys. 1 i 2.



Rys. 1. Schemat ilustrujący zasadę działania interferometru radiowego

Podstawową zasadą interferometrii jest pomiar różnicy faz $\Delta \Phi$, między równocześnie odebranymi falami elektromagnetycznymi od nieskończenie odległego źródła. Odstęp czasu Δt upływający między przyjściem czoła tej samej fali do dwóch stacji interferometru, odległych o D km, wyraża się związkiem:

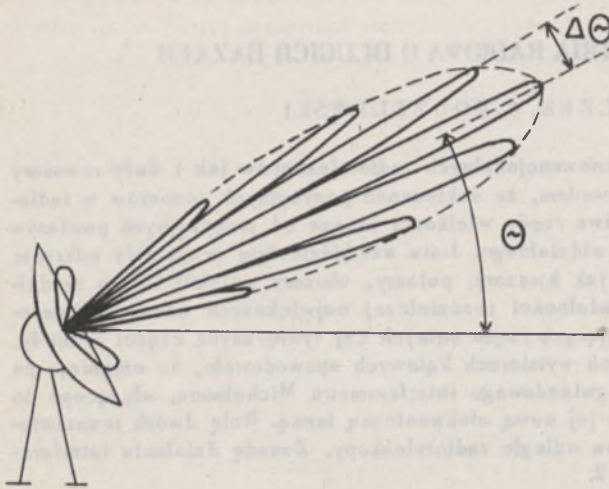
$$\Delta t = \frac{\Delta \Phi}{\omega}, \tag{1}$$

gdzie ω – częstotliwość fali przychodzącej.

Z rys. 1 wynika:

$$\Delta\Phi = \left(\frac{D}{\lambda}\right) \cos \Theta, \quad (2)$$

gdzie λ jest długością fali przychodzącej, Θ jest to kąt zawarty między kierunkiem bazy interferometru a kierunkiem do źródła. Różnicę faz $\Delta\Phi$ wyrażamy w ilości okresów (cykli). Znając różnicę faz można bardzo dokładnie wyrazić kierunek do źródła w funkcji długości bazy, lub odwrotnie.



Rys. 2. Charakterystyka kierunkowa pojedynczego radioteleskopu – przerywana linia oraz charakterystyka kierunkowa interferometru składającego się z dwóch radioteleskopów – ciągła linia

Przemieszczanie się radioźródła względem nieruchomego interferometru powoduje ciągłą zmianę zależną od zmian $\Theta(t)$, wynikających z obrotu Ziemi i w konsekwencji powstanie sygnału interferencyjnego.

Gdy wartość kąta Θ jest taka, że $\Delta\Phi$ jest całkowitą ilością półokresów, tzn. $\Theta = \arccos(n\lambda/2D)$ (gdzie n jest liczbą całkowitą i dodatnią), wówczas sygnały odebrane na każdej ze stacji są w fazie lub przeciwfazie.

Charakterystyka kierunkowa interferometru (rys. 2), składa się z „listków” odległych od siebie o pewien kąt $\Delta\Theta$. Warto wspomnieć, że charakterystyka kierunkowa interferometru jest stała względem Ziemi. Odległość kątowa $\Delta\Theta$ „listków” zależy od długości fali przychodzącej λ , długości bazy D oraz kąta Θ . Zdolność rozdzielcza interferometru warunkowana jest odległością kątową „listków” charakterystyki kierunkowej i daje się wyrazić zależnością:

$$k \approx 206\,265'' \frac{\lambda}{2D}, \quad (3)$$

gdzie k – zdolność rozdzielcza interferometru wyrażona w sekundach łuku.

Ostatnio w eksperymentach interferometru Green Bank – Onsala o $D = 6319$ km, dla sygnału o długości fali $\lambda = 6$ cm, osiągnięto zdolność rozdzielczą $k \approx 0,0006$ sek. łuku. W interferometrze o zdolności rozdzielczej k , radioźródło o rozmiarach kątowych mniejszych od k będzie dawało w wyniku sygnał interferencyjny w postaci periodycznych fluktuacji, gdzie okresem będzie czas potrzebny na przejście radioźródła od jednego „listka” do drugiego. Radioźródło o wymiarach kątowych większych od k spowoduje zniknięcie periodycznych fluktuacji sygnału interferencyjnego. Radioźródła o wymiarach pośrednich dadzą w wyniku interferencji fluktuacje o zmiennej amplitudzie. Na podstawie szczegółowej analizy takiego sygnału interferencyjnego można określić nie

tylko wymiary, ale i eliptyczny kształt, czy też podwójną lub wielokrotną strukturę radioźródła.

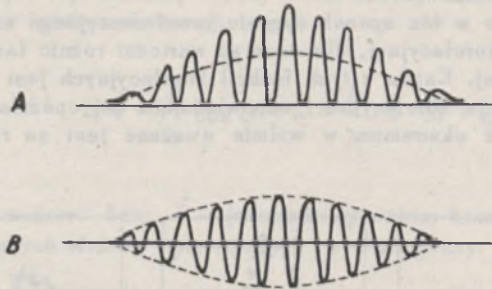
Sygnaly odebrane przez obie anteny mają postać:

$$e_1(t) = A_1(\Theta) \cos \omega t, \quad e_2(t) = A_2(\Theta) \cos(\omega t + \Delta \Phi),$$

gdzie $A_1(\Theta)$, $A_2(\Theta)$ charakteryzują własności kierunkowe pojedynczych anten. Gdy anteny mają takie same charakterystyki, tzn. $A_1(\Theta) = A_2(\Theta)$, wówczas wyrażenie na moc uzyskiwaną z interferometru pracującego na zasadzie dodawania sygnałów, tj. interferometru dodającego, będzie następujące:

$$P(\Theta) = |e_1(t) + e_2(t)|^2 \approx |A(\Theta)|^2 (1 + \cos \Delta \Phi). \quad (4)$$

Sygnal na wyjściu interferometru dodającego przedstawiony jest na rys. 3A.



Rys. 3. A – Sygnal wyjściowy z interferometru dodającego. B – Sygnal wyjściowy z interferometru z przełączaną fazą

Na nieco innej zasadzie uzyskuje się sygnał wyjściowy z interferometru o przełączanej fazie. W interferometrze tym w linię odprowadzającą sygnał z jednej z anten jest włączany i wyłączany odcinek przewodu o długości $\lambda/2$, co w rezultacie powoduje zmiany fazy sygnału z tej anteny. Rezultat jest pokazany na rys. 3B. Zaletą interferometru o przełączanej fazie w odniesieniu do interferometru dodającego jest mniejszy wpływ tła promieniowania radiowego nieba na rezultat wyjściowy.

W pierwszych eksperymentach interferometrii radiowej o długich bazach zachodziła konieczność utrzymania synchronizmu między stacjami za pomocą linii mikrofalowej bądź drogą radiową, co ograniczało maksymalną długość bazy do kilkuset kilometrów. Wprowadzenie atomowych wzorców częstotliwości o dokładności rzędu 10^{-14} pozwoliło na dowolne zwiększanie długości bazy, a przez to zdolności rozdzielczej interferometru. Rozwój interferometrów radiowych ukazuje tab. 1.

Ostatnio stosowana jest taka technika opracowywania wyników:

A. Sygnaly radiowe po odebraniu na dwóch stacjach zostają wzmocnione i mieszane do małej częstotliwości. Pożądana jest duża szerokość pasma $\Delta \omega$

B. Sygnaly małej częstotliwości są w każdej z dwu stacji analizowane w ten sposób, że dla wszystkich wartości dodatnich sygnału nadaje się wartość 1, a dla wartości ujemnych 0. Z uzyskanych w ten sposób sygnałów binarnych pobierane są próbki sygnałem o częstotliwości $2 \Delta \omega$. Uzyskane w rezultacie ciągi impulsów zostają zapisane na taśmie magnetycznej. Każda taśma zawiera dokładny zapis czasu i wartości kątów określających ustawienie anteny.

Tabela 1

Rozwój interferometrów radiowych o długich bazach

Rok	Miejsce eksperymentu	Długość		Zdolność rozdzielcza w sek.
		fali w cm	bazy w km	
1961	Holywell – Jodrell Bank	189	603	3,0
1963	Lincoln – Jodrell Bank	189	115	1,6
1965	Malvern – Jodrell Bank	21	127	0,3
1967	Hat Creek – Onsala	18	7719	0,0015
1968	Onsala – Green Bank	6	6319	0,0006

C. Taśmy są następnie analizowane za pomocą maszyny matematycznej, gdzie uwzględnia się wzajemne opóźnienia sygnałów znane z geometrii interferometru i znane stałe opóźnienie odbiorników.

D. Dla uzyskanego w ten sposób sygnału interferencyjnego szuka się, metodą kolejnych prób, funkcji korelacyjnej, dla szeregu wartości różnic fazy sygnałów bliskich wartości przewidywanej. Każda z tych funkcji korelacyjnych jest przedmiotem analizy Fourierskiej. Funkcja korelacyjna i odpowiadające jej opóźnienie fazy, dla której otrzymany największe ekstremum w widmie uważane jest za rozwiązanie (rys. 4).



Rys. 4. Przykładowe widma Fourierskie, amplituda widma funkcji korelacyjnej

Interferometria radiowa oddaje w tej chwili ogromne usługi w dziedzinie badania rozmiarów dyskretnej radioźródeł, takich jak pulsary, kwazary, obszary molekuł OH, przyczyniając się do wyjaśnienia mechanizmu promieniowania tych radioźródeł.

Obecnie przewiduje się również zastosowanie interferometrii radiowej długich baz do precyzyjnych wyznaczeń astro-geodezyjnych, a nawet do badań geofizycznych takich jak:

1. Wyznaczanie ruchu osi obrotu Ziemi i nieregularności jej obrotu, a szczególnie tych krótkookresowych, które pozwoliłyby na dokładniejsze wyznaczenie przyplływowych deformacji globu ziemskiego (liczby Love'a), krótkookresowych zmian atmosfery, prądów morskich, zmian zjawisk meteorologicznych.

2. Wyznaczenie przesunięć kontynentów.

3. Precyzyjna, z dokładnością do 1 nanosekundy, synchronizacja światowych wzorców czasu.

Oczekuje się również od tej metody dokładniejszego testu teorii względności, który będzie można uzyskać z obserwacji radiointerferometrycznych dwóch radioźródeł 3C273 i 3C279 w pobliżu Słońca.

Zastosowanie radio-interferometrii do precyzyjnej synchronizacji światowych wzorców czasu można sobie łatwo wyobrazić przy upraszczającym założeniu obserwacji odpowiednio małego radioźródła zlokalizowanego w biegunie przez radio-interferometry ustawione równoleżnikowo. Ze względu na niezmiennosc kąta zawartego pomiędzy bazą i kierunkiem do radioźródła jakiegokolwiek przesunięcie się „listków” charakterystyki kierunkowej interferometru będzie spowodowane rozregulowaniem się wzorców czasowych bazy interferometru i pozwoli na ich regulację. Dokładność nanosekundy będzie osiągalna dla interferometrów o bazach rzędu kilku tysięcy km, gdzie odstęp „listków” wynosi 10^{-6} rad.

Zastosowanie interferometrii radiowej do studiów ruchu wirowego Ziemi, przyptylowych deformacji globu i przesunięć kontynentów wymaga dokładnego wyznaczenia długości i kierunku bazy interferometru. Wzór (2) wskazuje, że do wyznaczenia długości bazy D należy znać, poza zmierzoną różnicą faz, dokładną pozycję radioźródła i vice versa.

Początkowo można więc sobie wyobrazić łączne wyznaczenie tych niewiadomych poprzez obserwacje odpowiedniej liczby radioźródeł. Przedstawiając za Rossem (1968) różnicę faz w formie wektorowej:

$$\Delta \Phi = \frac{D}{\lambda} \cos \Theta + \eta = \frac{D}{\lambda} (\vec{B} \cdot \vec{S}) + \eta, \quad (5)$$

gdzie \vec{B} oznacza wektor bazy, \vec{S} – jednostkowy wektor kierunku do radioźródła, η – sumę wszystkich innych efektów wpływających na różnicę fazy.

Wektor bazy \vec{B} możemy przedstawić za pomocą współrzędnych geograficznych λ , φ , gdzie λ zostanie wyrażone poprzez szybkość obrotu Ziemi ω_e , $\lambda = \lambda_0 + \omega_e t$.

$$\vec{B} = \frac{D}{\lambda} [\cos \varphi \cos \lambda, \cos \varphi \sin \lambda, \sin \varphi] \quad (6)$$

Wektor kierunku do radioźródła \vec{S} przedstawiamy za pomocą współrzędnych równikowych α , δ :

$$\vec{S} = [\cos \delta \cos \alpha, \cos \delta \sin \alpha, \sin \delta] \quad (7)$$

Wzór (5) możemy napisać w postaci:

$$\Phi = A + B \cos \omega_e t + C \sin \omega_e t, \quad (8)$$

gdzie:

$$A = \frac{D}{\lambda} \sin \delta \sin \varphi + \eta$$

$$B = \frac{D}{\lambda} \cos \delta \cos \varphi \cos (\alpha - \lambda_0) \quad (9)$$

$$C = \frac{D}{\lambda} \cos \delta \cos \varphi \sin (\alpha - \lambda_0)$$

Wartości A , B , C są wyznaczane z pomiaru $\Delta \Phi$ poprzez dopasowanie sinusoidy do wielu obserwacji.

Ostatnie trzy równania (9) zawierają 5 niewiadomych: D , δ , φ , $\alpha - \lambda_0$, η . Obserwacja trzech radioźródeł da nam 9 równań o 9 niewiadomych, pozwalając wyznaczyć więc pozycję tych radioźródeł oraz długość i kierunek bazy interferometru.

Szybkość przesuwania się „listków” jest odwrotnie proporcjonalna do ich okresu, który zgodnie ze wzorem (2) jest równy $\text{arc cos } \frac{\lambda}{D}$ radianów. To sugeruje możliwość

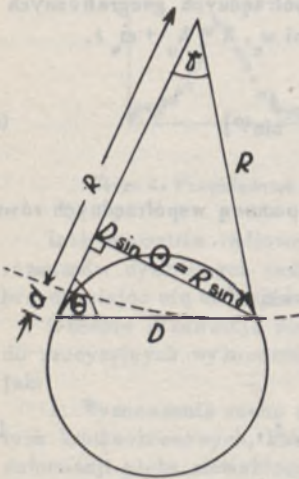
wyznaczenia długości bazy wprost z pomiaru częstotliwości występowania „listków”, czyli zliczania „listków”. Zliczanie „listków” interferencyjnych następuje jak dotychczas duże trudności ze względu na ich ogromną ilość. Dla bazy rzędu 5000 km przy długości fali 10 cm otrzymuje się w przypadku interferometru równikowego „listki” interferencyjne o szerokości 10^{-8} rad lub $0,1$, a więc w ilości 2500 „listków” na sekundę. Poza tym obecna dokładność wzorców atomowych rzędu 10^{-14} jest dla tych eksperymentów niewystarczająca, gdyż powoduje przesunięcia fazy o 2π w ciągu doby.

Usiłowania amerykańskich uczonych idą w kierunku większego uniezależnienia się od skali czasowej, na co pozwala obserwacja szerokiego pasma częstotliwości w zamian za wybraną jedną częstotliwość. Im większe pasmo częstotliwości będziemy obserwować tym węższy będzie zakres, w którym powstaje centralny superpozycyjny „listek” (w optyce nazywa się je białymi prążkami), tym dokładniejsze będzie wyznaczenie czasu opóźnienia dwóch sygnałów odebranych przez dwie stacje bazy interferometru. Dla szerokości pasma 120 MHz otrzymano dokładność nanosekundy, co odpowiada wyznaczeniu długości bazy z dokładnością 30 cm, co dla baz o długości rzędu kilku tysięcy kilometrów daje dokładność rzędu 10^{-7} , nie osiąganą dotychczas żadnymi innymi metodami. Samo wyznaczenie długości bazy D tą metodą nie dostarczy nam informacji dotyczących zmian kierunku bazy interferometru.

Gold (1967), biorąc pod uwagę dokładności osiągnięte w pomiarach interferometrycznych przewiduje, że dla interferometru równikowego obserwującego radioźródło równikowe będzie można wyznaczyć nieregularności obrotu Ziemi z dokładnością, odpowiadającą kątowemu przesunięciu 10^{-7} . Dokładność jednego pomiaru takiego interferometru będzie wynosić 1 nsek. lub mniej, gdy będzie możliwość oceny nie tylko całego, ale i części „listka” interferencyjnego. Możliwość obserwacji szeregu radioźródeł w ciągu jednej doby pozwoli na dokładniejsze wyznaczenie krótszych okresów fluktuacji, takich jak 14 dni (dokładność 10^{-12}), 1 dzień, pół dnia (dokładnością 10^{-8}).

Wyznaczenie nieregularności obrotu Ziemi z tak dużą dokładnością pozwoli na lepszą interpretację dynamiki globu ziemskiego, atmosfery, zjawisk meteorologicznych.

Rozważa się również umieszczenie sztucznego radioźródła na satelicie lub Księżycu (rys. 5).



Rys. 5. Geometria interferometru z umieszczonym sztucznym radioźródłem na Księżycu lub satelicie

W tym przypadku mamy:

$$d = D \cos \Theta - D \sin \Theta \frac{1 - \cos \gamma}{\sin \gamma} \quad (10)$$

a wzór na różnicę faz ma postać:

$$\Delta \Phi = \frac{D}{\lambda} \cos \Theta - \sin \Theta \frac{1 - \cos \gamma}{\sin \gamma}, \quad (11)$$

gdzie γ może być wyznaczone ze znajomości położenia stacji i radioźródła.

Sztuczne radioźródło umieszczone w skończonej odległości ma tę przewagę nad naturalnym radioźródłem, że pozwala również na wyznaczenie równoległych przesunięć bazy, czego nie można wyznaczyć z obserwacji naturalnych radioźródeł.

Interferometria radiowa długich baz, dająca perspektywę zwiększenia dokładności pomiarów kierunkowych co najmniej o rząd jest jeszcze metodą nową i wciąż szybko rozwijającą się. W przyszłości, w połączeniu z laserowymi pomiarami Księżyca, pozwoli udokładnić również dynamikę układu słonecznego.

LITERATURA

- American Astronomers Report, 1967, Sky Telescope 34, 143.
 Burke, B. F., 1969, Phys. Today 22, No 7, 54.
 Frost, A. D., Palmer, H. P., 1966, Sky Telescope 32, 21.
 Gold, T., 1967, Science 157, 302.
 McDonald, G., 1967, Science 157, 304.
 Rosse, Z., 1968, Accurate Tracking Techniques and Problems (ed. Lunquist, C. A.), Smithsonian Institution, Washington, s. 41.

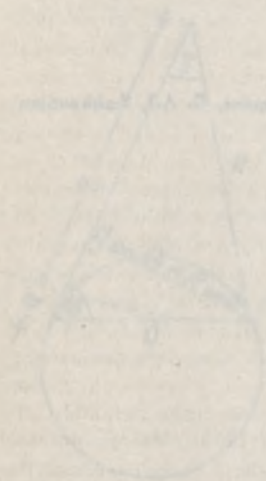
W. G. ...

$$x^2 + y^2 = z^2$$

(1)

... the ... of ...

... the ... of ...



... the ... of ...

METODY EKSTRAPOLACJI RUCHÓW BIEGUNA

J. BIENIEWSKI

Badania dotyczące wahań bieguna rozpoczęto w dziewięćdziesiątych latach ubiegłego stulecia. Od tego czasu do chwili obecnej kilka stacji systematycznie wykonuje obserwacje zmian szerokości geograficznych w ramach Międzynarodowej Służby Szerokości (MSS). Oprócz tych stacji położonych w przybliżeniu na równoleżniku $39^{\circ}8'$ kilkadziesiąt innych stacji przeprowadza również takie badania (w tym dwie stacje w Polsce: Józefosław i Borowiec).

Zdawać by się mogło, że 70-letni okres badania tego problemu powinien być wystarczający, aby można było ująć go w ściśle matematyczne formy. Ruch bieguna chwilowego wokół pewnego średniego bieguna tłumaczy się niepokrywaniem chwilowej osi obrotu Ziemi z osią głównego maksymalnego momentu bezwładności. W wyniku tego niepokrycia osi chwilowa powinna opisywać w przestrzeni stożek kołowy wokół głównej osi bezwładności. Ten ruch bieguna, noszący nazwę nutacji swobodnej o okresie 14 miesięcy, nie jest jednak jednym. Skutkiem zachodzących zmian na powierzchni Ziemi i w jej atmosferze istnieje inny okresowy roczny ruch bieguna, tzw. nutacja wymuszona. Nałożenie się tych dwu okresowych zmian a także i innych słabo się zarysowujących powoduje, że krzywa ruchu bieguna jest dość nieregularna. Współrzędne bieguna chwilowego obliczane są na podstawie obserwacji przeprowadzanych na stacjach MSS. Tak więc pewne zmiany lokalne tkwiące w zmianach szerokości geograficznej poszczególnych stacji, a także niedoskonałość samych obserwacji (błędy deklinacji gwiazd programu, zmiany programów, błędne wartości stałych astronomicznych itd.) będą zniekształcały całe zjawisko ruchów bieguna.

Chcąc poznać dokładne przyczyny wahań bieguna oraz wyznaczyć wartości poszczególnych okresów, ich amplitud i kątów fazowych, bazując tylko na materiale obserwacyjnym MSS, musimy założyć pewne kryteria w naszych badaniach. W pierwszym rzędzie od opracowywanego materiału obserwacyjnego wymagana jest jego jednorodność. Współrzędne bieguna chwilowego, publikowane przez MSS w okresie od 1900 r. do chwili obecnej, nie bazują na jednorodnym materiale obserwacyjnym. Dwukrotnie zmieniany był program obserwacji bez żadnego nawiązania. Taka zmiana programu ma szczególny wpływ na wartość średniej szerokości geograficznej i tym samym na położenie średniego bieguna (średnim biegunem lub średnią szerokością geograficzną nazywamy taką wartość, która jest uwolniona od wszystkich zmian okresowych). Dlatego też wielu autorów analizuje tylko pewien wycinek działalności MSS. Program obserwacyjny zmieniany był w latach 1922,7 1935. Mniej groźna od zmiany programu bez nawiązania jest przerwa w obserwacji jednej ze stacji. Znane są bowiem stałe różnice pomiędzy wynikami poszczególnych stacji i jeśli przerwa jest niewielka, to po wprowadzeniu odpowiednich poprawek materiał można ujednoczyć. Inną przyczyną zniekształcenia wyników współrzędnych bieguna są zmiany lokalne średnich szerokości poszczególnych stacji. Można wyznaczyć zmiany średnich szerokości każdej stacji, ale w pewnym względnym układzie. Stwierdzono np. z porównania średnich szerokości 4 stacji: Mizusawy, Carloforte, Gaitersburga i Ukiach, obliczonych dla różnych epok, że wartość średniej szerokości Mizusawy

w różnych epokach znacznie się różni. Podczas gdy różnice średnich szerokości trzech innych stacji są w przybliżeniu jednakowe (ewentualne niewielkie różnice można tłumaczyć zmianą programów), to średnia szerokość Mizusawy zmniejsza się średnio o $0'',006$ na jeden rok.

Na wahanie bieguna, oprócz okresowych zmian rocznego i chendlerowskiego, składa się jeszcze wiele innych okresowych zmian. Same wartości okresów również się zmieniają. Poszczególne amplitudy i kąty fazowe ulegają ciągłym zmianom. Zmiany te są niewielkie, ale stwierdzone na podstawie uzyskanych wyników analiz obserwacji. Aby można było uzyskać godne zaufania wyniki, analizowany materiał powinien być bardzo dokładny. Ponieważ ilość stacji obserwacyjnych włączonych do MSS jest niewielka (w 1900 r. — 4, obecnie 5), więc i dokładność obliczanych współrzędnych bieguna nie jest wysoka. Dokładność tę można oszacować na ok. $0'',01$. Niewątpliwie i wyrównane wyniki współrzędnych bieguna x i y będą w sobie zawierały pewne systematyczne błędy. Obserwowaną wartość szerokości geograficznej można przedstawić w postaci sumy:

$$\varphi = \varphi_0 + \Delta\varphi + \Delta\delta + z, \quad (1)$$

gdzie: $\Delta\varphi = x \cos \lambda + y \sin \lambda$ jest zmianą szerokości zależną tylko od położenia bieguna chwilowego, $\Delta\delta$ jest błędem przyjętej deklinacji gwiazdy albo grupy gwiazd. Jeśli chodzi o z , to jest to tzw. wyraz Kimury. Wartość φ_0 jest różna dla każdej stacji. Podlega ona pewnym lokalnym zmianom i tylko dla niewielkich odstępów czasu (rzędu kilku lat) można przyjąć, że pozostaje niezmienna. W procesie wyrównania rocznego okresu obserwacji przyjmuje się takie wartości poprawek grup ($\Delta\delta + z$) (program międzynarodowy składa się z 12 grup), aby ich suma była równa zero. Współrzędne x i y oblicza się na podstawie tylu równań, ile jest stacji. Obliczone tą drogą x i y będą wolne od błędów ($\Delta\delta + z$). Wprowadzenie założenia, że wyraz z jest jednakowy dla wszystkich stacji MSS w tym samym momencie nie jest zgodne z rzeczywistością. Różnice pomiędzy tym średnim wyrazem i poszczególnymi jego wartościami na każdej stacji są dość duże i dochodzą niekiedy do $0'',1$. Nie zbadano jeszcze dokładnie, jakie są przyczyny powstawania tego dodatkowego wyrazu z . Mogą tu mieć wpływ wszelkie zmiany lokalne temperatury, ciśnienia itd. Skoro jednak zmiany te są niejednakowe na każdej stacji i posiadają w tym samym momencie różne wartości (okres ich zmian jest równy 1 rok), to w pewnym stopniu odbije się to na obliczanych wartościach bieguna średniego.

Tymi wymienionymi przyczynami należy tłumaczyć fakt, że nie można jeszcze zjawiska ruchów bieguna ująć w formę wzoru matematycznego. Próby takie przeprowadzało już kilku autorów. Jak dotychczas nie otrzymano jednak zgodnych wartości. Co do samej istoty ruchów bieguna zdania są podzielone. Jedni dzielą zmiany bieguna na okresowe (okresy roczny i Chendlera) i nieokresowe. Inni zakładają, że ruch bieguna składa się z samych okresowych zmian i wyznaczają drogą empiryczną wartości poszczególnych okresów, amplitud i ich zmian. Kimura np. (Hattori 1958), analizując materiał obserwacyjny MSS z lat 1900–1940, napisał równanie ruchu bieguna zawierające 10 wyrazów okresowych.

Główne badania, jakie przeprowadzane są nad zjawiskiem ruchów bieguna dotyczą okresów rocznego i Chendlera. Podczas gdy wartości (okres, amplituda i kąt fazowy) zmian rocznych są łatwe do obliczenia, to dużo trudniejsze jest przeprowadzenie badań wyrazu Chendlera. Ogólny schemat obliczenia tych wyrazów można przedstawić następująco. Wiadomym jest, że wartość okresu Chendlera równa jest w przybliżeniu 1,2 roku. Tak więc w ciągu 6 lat będziemy mieli 6 okresowych zmian rocznych i 5 Chendlera. Z takiego 6-letniego cyklu układamy równania w odpowiedni

sposób eliminując raz zmiany roczne i drugi raz zmiany Chendlera. Z równań tych wyznaczamy wartości amplitud i kątów fazowych. Zasadniczym celem takiego wyrównania jest obliczenie poprawek deklinacji gwiazd, natomiast dokładne obliczenie wartości okresów i ich amplitud przeprowadza się innymi metodami. Chodzi tu o analizy przeprowadzane w oparciu o duży materiał obserwacyjny.

Jednym z pierwszych, który taką analizę przeprowadził, był Kimura. Celem jego pracy było ujęcie w matematyczną formę ruchów bieguna. Wykorzystał on do tego obserwacje wykonane w latach 1900–1940. Wykrył 10 okresowych wyrazów, które powiązał z oddziaływaniem Księżycowo-Słonecznym. Różnice pomiędzy współrzędnymi obliczonymi za pomocą tych wzorów i współzrędnymi wziętymi z obserwacji są rzędu $0''01$, co należy uważać za bardzo dobrą zgodność. Dotyczy to jednak tylko okresu 1900–1940. Wzory Kimury zastosował Ikeda (Hattori 1956) do obliczenia współrzędnych x i y na następne lata aż do roku 1953. Obliczenia zostały porównane z wynikami obserwacji. Jeszcze do 1943 r. różnice te osiągały wartości do $0''05$. Po tym okresie różnice rosną, aby w latach 1950–1953 osiągnąć aż $0''30$. Ciekawe okazały się okresowe zmiany tych różnic o okresie zbliżonym do 1,2 roku. Po wprowadzeniu odpowiednich poprawek różnice te zmniejszyły się, ale pozostał nadal okresowy ich charakter o okresie bliskim 1,2 roku. Rzuca to światło na zmiany amplitudy wyrazu Chendlera. Kimura przyjął zmianę amplitudy wyrazu Chendlera równą okresowi zmian długości węzła wstępującego Księżyca (ok. 18 lat) i jego wielokrotności. Okazało się jednak, że tak przyjęta zmiana jest niewystarczająca.

Na pewną uwagę zasługuje analiza harmoniczna zmian położenia bieguna w latach 1947–1953, którą przeprowadził Hattori (1956). Wartości współczynników w równaniu ruchu bieguna, które uzyskał różnią się oczywiście od równań Kimury. Jeśli chodzi o różnice pomiędzy współzrędnymi obliczonymi i wziętymi z obserwacji, to osiągnęły one wartości do $0''05$, co jest do przyjęcia. Obejmuje to jednak tylko okres opracowywany. Sam autor wypowiada się, że po roku 1953 jego wzorów nie można stosować ze względu na pewne anomalie ruchu bieguna, jakie nastąpiły w 1954 r. Przyczyny tych anomalii Hattori tłumaczy tym, że kąty fazowe wyrazów rocznego i Chendlera różniły się o 180° , co mogło spowodować pewne zakłócenia w amplitudach tych wyrazów. Takie anomalie wg Hattoriego powinny mieć miejsce co 6 lat. Podobną anomalię dostrzegli dwaj uczeni radzieccy Fiedorow i Jackiw (1964). Badali oni wyniki uzyskane przez Jaszkowa 1964, który wykrył w badanym przez siebie interwale obserwacji z lat 1911,5–1936,5 rozdwojenie okresu Chendlera. Jaszkow uzyskał trzy wyraźnie wyodrębniające się okresowe zmiany o okresach 1,00, 1,17 i 1,20 roku. Otóż w latach 1924–1926 początkowa faza swobodnej nutacji zmieniła się o 180° . Zakłócenie ruchu bieguna, jakie w tym okresie zaszło, autorzy tłumaczą możliwością rozdwojenia okresu Chendlera na 1,17 i 1,20. W innej swej pracy Fiedorow (1955) wykrył również pewne gwałtowne zmiany kąta fazowego, ale już w nieco mniejszym stopniu. Zachodziło to w latach 1928–1929, 1934–1935, 1938–1939 i 1943–1945. Tak więc porównując wyniki tych dwu autorów, średni interwał gwałtowniejszych zmian jest rzędu ok. 5 lat.

Analiza harmoniczna obserwowanych zmian bieguna chwilowego, jak się okazuje, nie daje takich wyników, dzięki którym można by obliczać drogą ekstrapolacji współrzędne bieguna na długi okres czasu. Obliczenia takie już od dłuższego czasu przeprowadzano w BIH w Paryżu. Okres ekstrapolacji wynosi jednak zaledwie 0,5 roku. Wyeleminowanie obserwacji zmian szerokości kosztem obliczeń współrzędnych bieguna chwilowego jest więc w obecnej chwili niemożliwe. Uzyskane wyniki wartości wyrazów rocznego i Chendlera drogą analizy harmonicznej są niewystarczające. Niech za przykład rozbieżności wyników uzyskanych przez różnych autorów posłużą dane zestawione w tab. 1.

Tabela 1
Wartości okresów Chendlera

Opracowywany materiał za okres	Obliczone wartości okresu Chendlera	Autor wyniku i data jego uzyskania
1890–1915	1,13; 1,20; 1,27	Witting 1915
1890–1924	1,20	Pollak 1927
1890–1924	1,19	Stumpf 1927
1890–1922	(1,08); (1,14); 1,19; (1,27) ^a }	Wahl 1938
1922–1938	1,13	
1892–1933	1,223 }	
1908–1921	1,202 }	Jeffreys 1940
1900–1940	1,108; 1,170; 1,208; 1,250	Labrouste 1946
1891–1945	1,196	Rudnik 1956
1947–1953	1,182	Hattori 1956
1900–1920	1,193	Walker, Young 1957
1890–1924	1,191	Danjon, Guinot 1954
1897–1957	1,186 }	
1929–1953	1,172 }	Panczenko 1960
1897–1922	1,190 }	
1930–1957	1,180 }	Arato, Kołmogorow, Synaj, 1962
1891–1952	1,193 }	
1923–1935	1,108	Sekiguchi, Nemichi

^aWartości w nawiasach nie zostały obliczone bezpośrednio ze współrzędnych bieguna, ale po wyeliminowaniu wyrazu z okresem 1,19.

W pierwszej kolumnie tabeli przedstawiono interwał obserwacji MSS wzięty do opracowania. W drugiej kolumnie przedstawiono wyniki obliczonego okresu (lub w przypadku uzyskania kilku wartości zbliżonych do 1,2) Chendlera. Trzecia kolumna przedstawia autora, który dokonał wyznaczenia. Już z zamieszczonych w tabeli wynikach wartości okresów widać rozbieżności. Rozbieżności podobne występują również i w wynikach amplitud wyrazów Chendlera i rocznym, nie mówiąc już o szeregu innych okresowych zmianach nakładających się na krzywą ruchu bieguna.

Niewątpliwie istota, charakter i przyczyny wahań bieguna są zagadnieniami bardzo skomplikowanymi. Aby móc wyeliminować obserwacje kosztem ekstrapolacji współrzędnych bieguna chwilowego, należy oprócz analiz wielokrotnie już przeprowadzanych, zbadać zagadnienie z innej strony – teoretycznej. Już sama analiza cytowanego Jaszkowa (1964) odbiegająca od przeważnie stosowanych analiz pokazuje, że wartości okresów znacznie się zmieniają i oprócz znanych wartości 1 roku i 1,2 roku mogą występować jeszcze i inne.

Główne przyczyny nieregularnego ruchu osi chwilowej Ziemi, oprócz wymienionych na wstępie, to przemieszczenie się mas wewnątrz Ziemi, ruchy przyływowe skorupy ziemskiej oraz wszelkie zmiany zachodzące w atmosferze a w tym i anomalie refrakcyjne zniekształcające obserwacje szerokości geograficznej. Obecnie nauka wzbogaciła się o nową dane odnośnie do rozkładu mas wewnątrz Ziemi oraz atmosfery ziemskiej dzięki obserwacjom sztucznych satelitów Ziemi. Wykryto wiele periodycznych zmian zachodzących w atmosferze (przyływowe ruchy mas powietrza). Wprowadzenie więc nowych wartości określających kształt figury Ziemi do zagadnienia

ruchów bieguna może się okazać bardzo cenne. Także samo i niektóre okresowe zmiany zachodzące w atmosferze, jakie przed wystrzeleniem sztucznych satelitów nie były znane, mogą w pewnym sensie wyjaśnić zjawisko zmian niepolarnych w ruchu bieguna. Ruchy przyływowe mas powietrza mają kilka wartości okresowych, jak: dobowe, zmiany o okresie 28 dni – przyczyna których tkwi w obrotowym ruchu Słońca dokoła swojej osi, zmiany półroczne i roczne spowodowane zmianami pór roku, a także i zmiany związane z intensywnością plam na Słońcu.

Jeśli chodzi o analizę materiału obserwacyjnego, to należałoby włączyć do niej oprócz wyników stacji MSS i inne stacje szerokościowe. Zaistniałby tu problem wyeliminowania wyrazu z . Przy włączeniu do analizy kilkudziesięciu stacji można by się nawet pokusić o zbadanie charakteru tego wyrazu. W obecnej chwili jeszcze nie można tego przeprowadzić ze względu na krótki okres masowych obserwacji. W bliskiej jednak przyszłości, mając do dyspozycji wieloletni okres obserwacji, analiza taka powinna dać dużo więcej niż to uzyskiwano dotychczas.

Jeśli chodzi o dotychczasowe metody stosowane do ekstrapolacji pozycji bieguna, to należy tu wymienić metodę stosowaną przez N. Stoyko. Współrzędne x i y bieguna chwilowego uzyskiwał on wg wzorów:

$$\begin{aligned}x &= a \sin(36^\circ t + \alpha) + b \sin(30^\circ t + \beta), \\y &= c \sin(36^\circ t + \gamma) + d \sin(30^\circ t + \delta),\end{aligned}$$

gdzie $t = 0, 1$ roku. Amplitudy a, b, c, d i początkowe fazy $\alpha, \beta, \gamma, \delta$ wyznaczane są w oparciu o wyniki ruchu bieguna (dane współrzędne x i y z ostatniego 1,2 roku).

Inną nieco metodę przedstawił Fiedorow (1955). Przez niewielki interwał czasu rzędu 1–2 lata aproksymuje on krzywą zmian bieguna jako łuk spirali Archimedeusza, tzn. przedstawia współrzędne x_c i y_c w formie:

$$\begin{aligned}x_c &= + (C_0 + C_1 t) \cos(c + 30^\circ t), \\y_c &= - (C_0 + C_1 t) \sin(c + 30^\circ t),\end{aligned}$$

gdzie C_0 – amplituda wyrazu Chendlera i C_1 jej zmiana. Początkową fazę c oblicza się metodą najmniejszych kwadratów z rozwiązania 12 równań warunkowych:

$$(x_c \cos 30^\circ t - y_c \sin 30^\circ t) \operatorname{tg} c = -y_c \cos 30^\circ t - x_c \sin 30^\circ t,$$

gdzie $t = 0, 1, 2, 3, \dots, 11$. Wartości C_0 i C_1 oblicza się w podobny sposób, ale z innych równań:

$$C_0 + C_1 t = \sqrt{x_c^2 + y_c^2} = r_t.$$

Wartości x_c i y_c odpowiadają tylko wyrazowi Chendlera. Oblicza się je wg wzoru podanego przez Orłowa:

$$\begin{aligned}x_c &= x - 0'' 088 \cos(36^\circ t + 112^\circ), \\y_c &= y - 0'' 075 \sin(36^\circ t + 112^\circ).\end{aligned}$$

Obliczone tą drogą wartości C_0, C_1 i c na podstawie 1,2-rocznego interwału obserwacyjnego będą służyły do obliczenia współrzędnych x i y na okres do 0,4 roku wprzód.

Dokładność obliczenia współrzędnych w obu tych metodach jest rzędu 0'' 05 przy założeniu oczywiście, że ekstrapolowany interwał nie przekracza 0,5 roku.

Sekiguchi i Nemichi (1964) opracowali metodę ekstrapolacji zbliżoną nieco do metody Stoyki polegającą na analizie 6-letniego okresu obserwacji MSS. Uzyskane wyniki wyrazów rocznego i Chendlera oraz zmiany amplitudy wyrazu Chendlera proponują zastosować do obliczenia współrzędnych x i y na okres następujących 6 lat. Różnice, jakie uzyskali w wyniku obliczenia z wartościami znanymi z obserwacji, są rzędu $0,1$.

LITERATURA

- Fiedorow, E.P., 1955, Astron. Cirk. Nr 164, 13.
Fiedorow, E.P., Jackiw, J.S., 1964, Astron. Żurnał, XLI, 4, 764.
Hattori, T., 1956, Publ. Int. Latit. Obs. Mizusawa, II, Nr 2.
Jaszkow, W.J., 1964, Astron. Żurnał, XLI, 4, 760.
Orłow, A.J., 1961, *Izbrannyje trudy*, T. I, 272-352.
Sekiguchi, N., Nemichi, F., 1964, Ann. Tokio Astr. Obs., VII, Nr 3, 151-161.
Stoyko, A., Stoyko, N., 1957, Bull. Astron. Paris, 21, 205-259.

MECHANIZM MASERA DLA LINII OH

A. ŻYTKOW

W roku 1965 Weinreb, Meeks, Carter, Barrett i Rogers wysunęli powszechnie obecnie przyjętą hipotezę, według której anomalie obserwowane w mikrofalowym widmie molekuly OH (Postępy Astronomii 1970, 2) powstają w wyniku działania mechanizmu zasadami zbliżonego do masera. W większości obserwowanych przypadków anomalne linie pochodzą z przejść pomiędzy czterema podpoziomami struktury nadsubtelnej poziomu podstawowego molekuly OH (${}^2\pi_{3/2}$, $J = 3/2$); linie pochodzące z przejść pomiędzy podpoziomami struktury nadsubtelnej wyższych poziomów rotacyjnych stanu elektronowego ${}^2\pi$ (${}^2\pi_{5/2}$, $J = 5/2$ i ${}^2\pi_{1/2}$, $J = 1/2$) wykryto dopiero stosunkowo niedawno (Zuckerman, Palmer, Penfield, Lilley 1968; Yen, Zuckerman, Palmer, Penfield 1969).

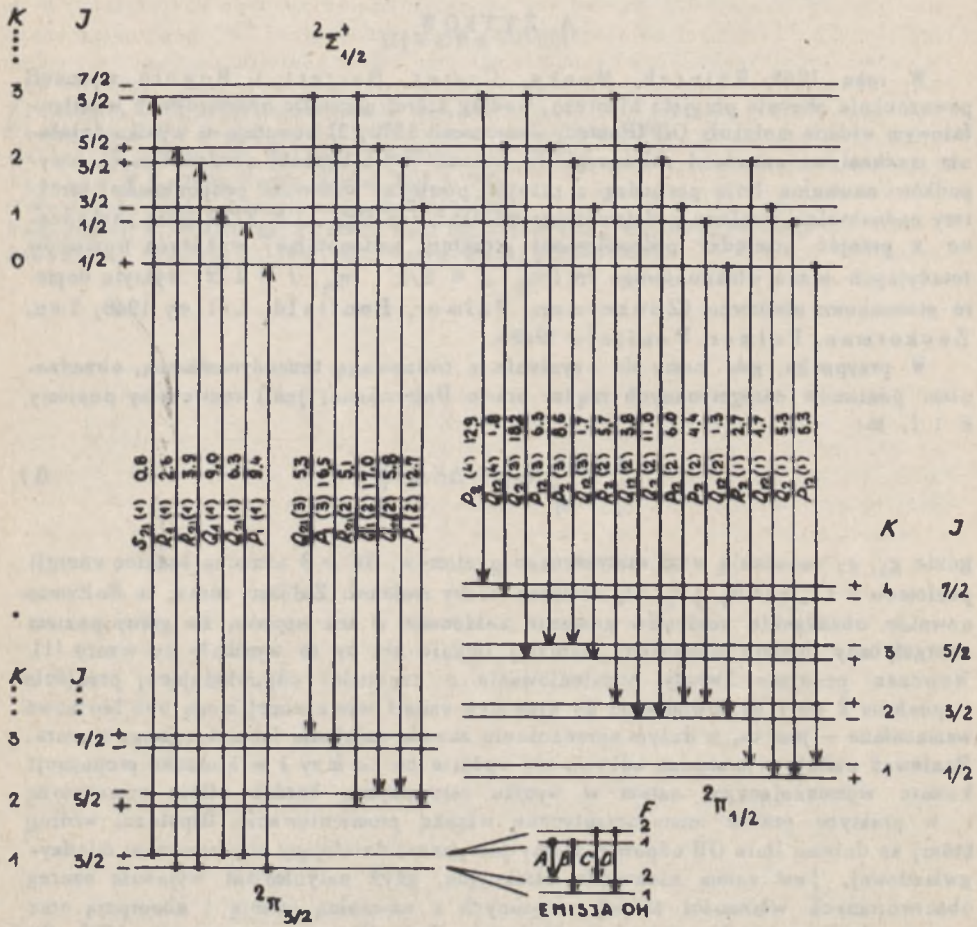
W przypadku, gdy mamy do czynienia z równowagą termodynamiczną, obsadzeniem poziomów energetycznych rządzi prawo Boltzmanna; jeśli rozważymy poziomy k i l , to:

$$\frac{N_k}{N_l} = \frac{g_k}{g_l} \exp(-\Delta E/kT), \quad (1)$$

gdzie g_k , g_l oznaczają wagi statystyczne poziomów, $\Delta E > 0$ oznacza różnicę energii poziomów k i l , zaś N_k i N_l odpowiednie liczby molekuł. Załóżmy teraz, że Boltzmanowski obsadzenie poziomów zostanie zakłócone w ten sposób, że górny poziom energetyczny będzie obsadzony bardziej licznie niż by to wynikało ze wzoru (1). Wówczas padające kwanty promieniowania o częstości odpowiadającej przejściu z poziomu k do l doprowadzając do zjawiska emisji wymuszonej mogą być lawinowo wzmacniane – jest to, w dużym uproszczeniu zasada działania laboratoryjnego masera. Ponieważ emisja wymuszona odbywa się spójnie co do fazy i w kierunku propagacji kwantu wymuszającego, zatem w wyniku otrzymujemy bardzo silnie wzmocnioną i w praktyce prawie monoenergetyczną wiązkę promieniowania. Hipoteza, według której za dziwne linie OH odpowiedzialny jest maser działający w przestrzeni międzygwiazdowej, jest zatem niezwykle atrakcyjna, gdyż natychmiast wyjaśnia szereg obserwowanych własności źródeł związanych z anomalną emisją i absorpcją oraz szereg obserwowanych własności składników linii (Postępy Astronomii, 1970, 2); m.in. łatwo jest wtedy wytłumaczyć bardzo wysokie temperatury źródeł (temperatura źródła zdefiniowana jest jako temperatura ciała doskonale czarnego promieniującego w danej częstości ν z natężeniem I_ν równym obserwowanemu), bardzo małe rozmiary katowe źródeł, szybkie zmiany natężenia, bardzo małe poszerzenie poszczególnych składników linii.

O ile panuje zgodność co do zasadniczego mechanizmu odpowiedzialnego za anomalie w mikrofalowym widmie OH, o tyle proponowane zasady zaburzenia obsadzenia poziomów różnią się często znacznie – i tak Litvak, McWhorter, Meeks i Zeiger (1966) przedstawiają model oparty o pompowanie ultrafioletowe, Solomon

(1968) proponuje model pompowania chemicznego, z kolei Szkłowski (1966) i Litvak (1969) pokazują, że odpowiednie obsadzenie poziomów można uzyskać na koszt promieniowania podczerwonego pochodzącego z dalekich rozciągniętych źródeł, lub z bliskich źródeł punktowych, lub też z protogwiazd, zaś Johnston (1967) zakłada, jest ono wynikiem zderzeń z naładowanymi cząstkami. Poniżej omówione są dwa konkretne modele pompowania molekuł OH, które mimo wielu usterek mogą stanowić dobrą ilustrację możliwości tego rodzaju teorii.



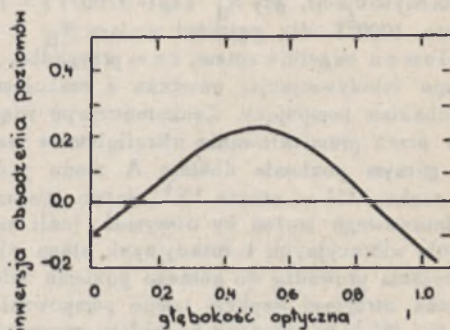
Rys. 1. Diagram poziomów energetycznych molekuły OH (skala nie jest zachowana), pokazujący poziomy rotacyjne najniższego stanu wibracyjnego stanów elektronowych $2\Pi_{3/2}$, $2\Pi_{1/2}$, i $2\Sigma^+ 1/2$. Dla każdego stanu rotacyjnego zaznaczone są poziomy dubletu Λ , rozszczepienie nadsubtelne poziomów dubletu Λ zaznaczone jest tylko dla stanu podstawowego. Przejścia pomiędzy poziomami dubletu Λ odpowiadające częstościom 1612, 1665, 1667, 1720 MHz zaznaczone są odpowiednio literami A, B, C, D. Na rysunku zaznaczone są przejścia ultrafioletowe, przez które odbywa się pompowanie i odpowiednie przejścia prowadzące z powrotem do stanu 2Π oraz ich względne siły oscylatorów

W modelu Litvaka et al. (1966) pompowanie molekuł odbywa się na koszt ultrafioletowego promieniowania pochodzącego od gwiazd związanych z obszarami HII;

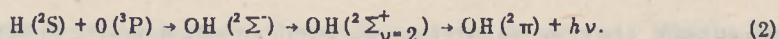
rozpatrzenie procesów selektywnej absorpcji promieniowania ultrafioletowego przez obłok OH prowadzi do wniosku, że molekuly znajdujące się w pewnych obszarach takiego obłoku będą miały zaburzone (w stosunku do Boltzmannowskiego) obsadzenie poziomów. Litvak et al. rozpatrują przejścia pomiędzy najniższymi stanami wibracyjnymi podstawowego stanu elektronowego ${}^2\Pi_{3/2}$ molekuly OH i pierwszego elektronowego stanu wzbudzonego ${}^2\Sigma_{1/2}^+$. Pompowanie odbywa się przez sześć przejść ultrafioletowych pomiędzy stanem ${}^2\Pi_{3/2}$ a stanem ${}^2\Sigma_{1/2}^+$ (rys. 1). Przy założeniu strumienia promieniowania 10^{-14} erg/cm² (co odpowiada gwiazdzie typu 05 położonej w odległości 2 lat świetlnych od obszaru OH) wzbudzenie do stanu ${}^2\Sigma_{1/2}^+$ powinno zachodzić w czasie 3×10^7 sek. Z kolei spontaniczne przejścia z powrotem do stanu ${}^2\Pi$ z emisją kwantów promieniowania ultrafioletowego zachodzić będą w czasie rzędu 10^{-6} sek., zaś powrót do jednego z podpoziomów dubletu Λ stanu podstawowego molekuly poprzez spontaniczne przejścia do coraz niższych poziomów rotacyjnych stanu elektronowego ${}^2\Pi$ z emisją kwantów w podczerwieni zajdzie w czasie rzędu 1 sek.

Przejściami prowadzącymi do inwersji obsadzenia poziomów są przejścia P_{11} , R_{11} , R_{21} ; przejścia Q_{11} , Q_{21} , S_{21} prowadzą do liczniejszego obsadzenia poziomu dolnego (antyinwersji) (rys. 1). Przeprowadzone obliczenia wykazują, że dla małych głębokości optycznych pompowanie ultrafioletowe prowadzi do antyinwersji (rys. 2). Ponieważ jednak z padającej wiązki promieniowania ultrafioletowego najszybciej w miarę zagłębiania się w obłok OH usunięte zostają kwanty odpowiadające przejściom P_{11} , Q_{11} , a następnie Q_{21} , zatem od pewnego miejsca dominujące są przejścia R_{21} i R_{11} , które prowadzą do inwersji. Zależnie od głębokości optycznej jedno lub kilka przejść dominuje; byleby więc tylko obłok OH miał dostatecznie dużą grubość optyczną, by linie P_{11} , Q_{11} i Q_{21} zostały wysyczone, wówczas w pewnym geometrycznym obszarze obłoku może nastąpić konieczne dla „międzygwiazdowego masera” zakłócenie obsadzenia poziomów dubletu Λ stanu podstawowego molekuly w stosunku do obsadzenia Boltzmannowskiego. Rysunek 2 przedstawia rezultat obliczeń odwrócenia obsadzenia poziomów przeprowadzonych przy założeniu, że w każdym z poziomów dubletu obydwa podpoziomy struktury nadsubtelnej są jednakowo obsadzone. Dodatkowo uczyniono też założenie, że efekty pochodzące od zderzeń z elektronami są zaniedbywalne; w obliczeniach zaniedbano także kwanty promieniowania ultrafioletowego reemitowane przez molekuly OH i problem mikrofalowego wysycenia masera przez przejścia z górnych do dolnych podpoziomów dubletu Λ . Uwzględnienie tych efektów może w znacznym stopniu zaważyć na rezultatach, gdyż np. częstość zderzeń z elektronami może być porównywalna z częstością przejść prowadzących do inwersji obsadzenia poziomów.

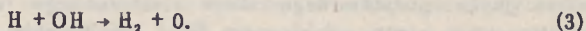
Solomon (1968) rozważa zarówno problem zakłócenia obsadzenia poziomów, jak i problem powstawania molekuly OH i sugeruje, że procesem odpowiedzialnym za powstawanie molekuly i inwersje jest względnie wydajna reakcja zachodząca pomiędzy tlenem i wodorem w temperaturze ok. 1000°K do 2000°K :



Rys. 2. Odwrócenie obsadzenia poziomów dubletu Λ stanu podstawowego molekuly OH w funkcji głębokości optycznej obłoku OH. Na rysunku inwersja wyrażona jest jako stosunek różnicy obsadzenia górnego i dolnego poziomu dubletu Λ do liczby molekuly OH



Tworzenie molekuł w reakcji (2) zachodzi w tempie $3 \times 10^{-15} \exp(-3700/T)$ sek⁻¹. Procesami prowadzącymi do rozbijania molekuł są fotodysocjacja i reakcja z wodorem:



Źródła emitujące silne anomalne linie obserwowane są w pobliżu gorących gwiazd na granicy obszarów HII. Solomon utrzymuje, że w panujących tam warunkach (przy założeniu temperatury 30000°K jako temperatury charakteryzującej pole promieniowania) całkowite tempo fotodysocjacji wynosi $1,8 \cdot 10^{-11}$ sek⁻¹. Ponieważ obliczone przez niego dla tych samych warunków maksymalne tempo pompowania przez promieniowanie ultrafioletowe wynosi $0,55 \cdot 10^{-11}$ sek⁻¹ (dla $\lambda = 3080 \text{ \AA}$), zatem dla uzyskania odwrócenia obsadzenia poziomów potrzebny jest mechanizm pompujący bardziej wydajny. Z kolei tempo niszczenia molekuł na drodze zderzeń z wodorem (reakcja (3)) jest $N_{\text{H}} \cdot 10^{-11} \exp(-3700/T)$, co przewyższa tempo pompowania ultrafioletowego i fotodysocjacji, gdy $N_{\text{H}} \exp(-3700/T) > 1,8$. Zderzenia będą dominujące w temperaturze 1000°K dla gęstości wodoru $N_{\text{H}} > 70$, w temperaturze 2000°K dla $N_{\text{H}} > 11$. Solomon sugeruje zatem, że w przypadku, gdy tempo reakcji chemicznych przewyższa tempo fotodysocjacji, wówczas z reakcjami chemicznymi musi być także związany mechanizm pompujący. Konkurencyjnym więc mechanizmem dla mechanizmu pompowania przez promieniowanie ultrafioletowe może być selektywne tworzenie molekuł OH w górnym poziomie dubletu Λ stanu podstawowego. Ponieważ molekuły powstają w reakcji (2) w stanie $^2\Sigma^+$, zatem inwersję obsadzenia poziomów dubletu Λ stanu podstawowego można by otrzymać, jeśli molekuły byłyby tworzone na takich poziomach wibracyjnych i rotacyjnych stanu elektronowego $^2\Sigma^+$, z których spontaniczne przejścia prowadzą do górnego poziomu dubletu Λ stanu podstawowego. W ten sposób można otrzymać szybkie tempo pompowania nie żądając, by wszystkie silne źródła emisji OH były położone w pobliżu gorących gwiazd O5 (co jest konieczne dla mechanizmu pompowania ultrafioletowego). Jak zauważyli Litvak, Zuckerman i Dickinson (1969), Solomon użył błędnej wartości na tempo produkcji molekuł w reakcji (2) i przy dokładniej przeprowadzonych rachunkach nie można otrzymać inwersji obsadzenia dubletu Λ stanu podstawowego; inwersję i odpowiednie dla zaobserwowania emisji wzmocnienie otrzymuje się natomiast dla stanu $^2\Pi_{1/2}$, $J = 1/2$ (choć w tym przypadku obłok OH musiałby mieć nierozsądnie dużą masę).

Używając modeli tak prostych, jak opisane powyżej, nie można więc, niestety, otrzymać dobrego wytłumaczenia obserwowanych zjawisk. Należy się spodziewać, że do pełnego ich zrozumienia zbliżyć nas może dopiero równoczesne uwzględnienie wspomnianych, a także wielu innych dodatkowych, mechanizmów. Aktualnie publikowane prace przedstawiają coraz bardziej wyrafinowane modele międzygwiazdowego masera dla linii OH, biorąc pod uwagę coraz więcej czynników wpływających na obsadzenie poziomów molekuł; nie stanowią one jednak jeszcze kompletnej i spójnej teorii.

LITERATURA

- Johnston, I.D., 1967, Ap.J., 150, 33.
 Litvak, M.M., 1969, Ap.J., 156, 471.
 Litvak, M.M., McWhorter, A.L., Meeks, M.L., Zeiger, H.J., 1966, Phys. Rev. Letters, 17, 821.

- Litvak, M.M., Zuckerman, B., Dickinson, D.F., 1969, Ap.J., 156, 875.
Solomon, P.M., Nature, 217, 334
Szkłowski, I.S., 1966, Astr. Tsirk. No. 372 i No. 424.
Weinreb, S., Meeks, M.L., Carter, J.C., Barrett, A.H., Rogers, A.E.E., 1965, Nature, 208, 440.
Yen, J.L., Zuckerman, B., Palmer, P., Penfield, H., 1969, Ap.J. (Letters), 156, L 27.
Zuckerman, B., Palmer, P., Penfield, H., Lilley, A.E., 1968, Ap.J. (Letters), 153, L 69.

UWAGI WSTĘPNE DO DYSKUSJI
NAD PRZESZŁOŚCIĄ ASTRONOMII W POLSCE
I PERSPEKTYWAMI DALSZEGO JEJ ROZWOJU

B. PACZYŃSKI, J. SMAK

Motto:

“... Let us beware: we shall always need the initiative of individualistic thinkers. Let us never discourage a scientist working in his ivory tower. We definitely need large and expensive telescopes, but let us still encourage astronomers belonging to modest institutions and using their brain. The training of young astronomers and the creation of enthusiasm are as honorable tasks as the elaborate research on cosmic bodies. The good administration of an institution is essential to the efficiency of all the workers; but let us avoid regimentation among the promising young scientists. ...”

P. Swings, 1967

Celem przedstawionego poniżej opracowania nie jest bynajmniej dokonanie pełnego, krytycznego przeglądu osiągnięć (i niepowodzeń) astronomii w Polsce w okresie minionych 25 lat, ani też podanie prognoz na następne ćwierćwiecze. Przypomnijmy, że opracowania tego typu były niedawno publikowane w „Postęпах Astronomii” (XII/3, XV/3, XV/4). Pierwotnym celem niniejszych „Uwag” było – zgodnie z intencjami Prezydium Komitetu Astronomii PAN – zainicjowanie nowej dyskusji w łonie Komitetu nad aktualnymi i ważnymi problemami rozwojowymi astronomii w Polsce. Dla porządku odnotować wszakże wypada, że – mimo iż dyskusja taka była przewidziana przez porządek dzienny dwu kolejnych posiedzeń Komitetu (2 III i 27 IV 1970) – dotychczas się nie odbyła. Tym niemniej, mimo braku zainteresowania tą sprawą ze strony Komitetu Astronomii PAN, uważamy za celowe opublikowanie naszych „Uwag” w nadziei, że mogą one być interesujące dla polskiego środowiska astronomicznego i zapoczątkować – być może – szerszą dyskusję na łamach „Postępów Astronomii”.

Astronomia, w odróżnieniu od większości nauk matematyczno-przyrodniczych, nie ma bezpośredniego wpływu na rozwój ekonomiczny kraju. Uprawianie astronomii jest z jednej strony przejawem aktywności intelektualnej społeczeństwa, z drugiej zaś jest ona niezbędna dla prawidłowego rozwoju nauk przyrodniczych i kształtowania naukowego poglądu na świat. Historia uczy, że fakty te były uznawane od tysiącleci przez wszystkie cywilizowane społeczeństwa.

Dynamiczny rozwój nauk astronomicznych na świecie świadczy, że szczególnie dziś istnieje zapotrzebowanie na ich uprawianie. Jesteśmy bowiem świadkami rewolucji, której rozmiary i konsekwencje zdają się nie mieć precedensu w historii naszej cywilizacji. W dziedzinie badań astronomicznych jej zasadniczymi elementami są: 1) coraz szybsze rozszerzanie tematyki badawczej, oraz coraz pełniejsza integracja z fizyką; 2) wprowadzanie nowych metod i technik badawczych oraz 3) dramatyczny wzrost kosztów. Aby uzmysłowić sobie doniosły charakter wszystkich tych przemian wystarczy dokonać skrótowego porównania stanu astronomii sprzed kilkunastu z jej stanem obecnym. Astronomia połowy lat pięćdziesiątych – to fotometria *UBV*, różnicowa krzywa wzrostu, badania rozmieszczenia wodoru w Galaktyce, pierwsze prymitywne modele ewolucyjne gwiazd, a także tylko trzy teleskopy optyczne o średnicy powyżej 2 metrów, 25-metrowy radioteleskop w Dwingeloo, fotometr typu Kroua, czy wreszcie biurkowy arytometr... Rok 1970 – to pomiary promieniowania w przedziale widmowym 10^{-12} – 10^{23} cm, modele atmosfer „non-LTE”, pulsary, źródła promieniowania rentgenowskiego, molekuły w materii międzygwiazdowej, by nie wspomnieć laboratoryjnych badań materii księżycowej, a także spektrografy condé z kamerami o średnicy 2 metrów, przetworniki obrazów, międzykontynentalne interferometry radiowe, maszyny cyfrowe o szybkościach ponad 10^6 op./sek., czy wreszcie metrowe teleskopy na balonach i satelitach.

Współczesna astronomia jest powiązana ze wszystkimi niemal działami fizyki. Wynika to przede wszystkim z odkrywania wciąż nowych obiektów i zjawisk, jakościowo różnych od tych, którymi zajmowano się dotąd (kwazary, efekty maserowe itd.). O ile do niedawna w astrofizyce wystarczała znajomość niektórych działów fizyki atomowej i jądrowej, czy teorii względności, to obecnie – obok konieczności pogłębienia związków z tymi działami – astrofizycy musieli zainteresować się także fizyką ciała stałego i uadcieczy, cząstkami elementarnymi i ich oddziaływaniami w zakresie wysokich i niskich energii, gazodynamiką i chemią. Równocześnie wielu wybitnych fizyków zajęło się w ciągu ostatnich lat – i to bardzo aktywnie – problematyką astrofizyczną (Salpeter, Zeldowicz, Christy, Ginzburg i in.). Eksplozję badań astronomicznych można też zilustrować bezprecedensowym wzrostem kadry; np. w ciągu ostatnich kilku lat wzrost liczby Amerykańskiego Towarzystwa Naukowego wynosił 16% rocznie, tj. był 3–4-krotnie szybszy niż dla innych towarzystw, zaś liczba członków Międzynarodowej Unii Astronomicznej uległa w okresie 1957–1967 podwojeniu.

W astronomii dokonuje się też dramatyczne rozszerzenie metod i technik badawczych. Po radioastronomii w skład astronomii weszły także badania promieniowania w dalekiej podczerwieni, dalekim ultrafiolecie, promieniowania rentgenowskiego i gamma. Wraz z automatyzacją pomiarów i potrzebą automatyzacji ich analizy doprowadziło to do sytuacji, w której tzw. „aparatura pomocnicza” stała się nie tylko bardziej złożona i kosztowna, lecz także częstokroć ważniejsza od kolektora promieniowania. W coraz większym stopniu to właśnie aparatura „pomocnicza” decyduje o efektywności pracy. W tej sytuacji na miejscu uniwersalnego „astronoma-observatora”, zajmującego się także konstrukcją aparatury, pojawiają się coraz częściej „inżynier-instrumentalista” i „astronom-użytkownik”, zajmujący się przede wszystkim badanymi obiektami. Wprowadzenie szybkich maszyn liczących zmieniło także charakter

Poważnym krokiem w kierunku unifikacji życia astronomicznego w Polsce było reaktywowanie i powiększanie roli PTA. Obok zjazdów referatowych PTA organizowało w tym czasie także duże sympozja (w latach 1953 i 1955). Ważnym przejawem zacieśnienia stosunków między ośrodkami były w owym czasie staże młodych astronomów w innych ośrodkach. W aspekcie kształcenia kadry – procesu, który zapoczątkowany wówczas trwa do dnia dzisiejszego – wypada odnotować jeden znamieny fakt. Oto większość podręczników i skryptów z zakresu astronomii (a zwłaszcza astrofizyki) została napisana w latach czterdziestych i pięćdziesiątych. Wreszcie wypada zwrócić uwagę na niedocenioną już chyba obecnie rolę, jaką już w tym pierwszym okresie powojennym odegrała współpraca z zagranicą. W formie zorganizowanej współpraca taka rozwijała się przede wszystkim w dziedzinach nieastrofizycznych. Przypomnijmy, dla przykładu, genezę powstania stacji szerokościowej w Borowcu. Liczne były także, głównie w latach czterdziestych, kontakty z silnymi ośrodkami astrofizycznymi oraz udział astronomów polskich w kongresach i konferencjach*. Tak ożywiona współpraca z zagranicą umożliwiła z jednej strony nadrobienie opóźnień w stosunku do astronomii światowej, zwłaszcza w dziedzinie dydaktyki, z drugiej zaś strony to dzięki niej właśnie (m.in. w oparciu o materiały obserwacyjne zebrane zagranicą) powstały najwartościowsze polskie prace astronomiczne tego okresu.

W okresie 1950–1955 kontakty z zagranicą uległy znacznemu osłabieniu, ale w międzyczasie pojawiły się zalążki „szkół” o profilu teoretycznym, zwłaszcza w dziedzinie astrofizyki teoretycznej i astronomii gwiazdowej. W aspekcie obserwacyjnym wypada zaś odnotować w tym okresie „narodziny” krajowej heliofizyki i radioastronomii.

Okolo roku 1955 astronomia polska weszła wyraźnie w nowy okres swego rozwoju, trwający w zasadzie aż do dziś. Charakterystycznymi cechami tego okresu miały być: 1) coraz większy udział astronomów „młodego pokolenia” w pracach badawczych i dydaktycznych, 2) znaczne zróżnicowanie profili poszczególnych ośrodków krajowych i słabe kontakty wzajemne oraz 3) ożywiona współpraca z silnymi ośrodkami zagranicznymi.

Znaczenie współpracy z zagranicą w tym okresie określili chyba najlepiej autorzy jednej z „prognoz” opracowanych trzy lata temu, pisząc: „... jeżeli astrofizyka polska nie zamknęła się w małym zaścianku to przede wszystkim dzięki ożywionym kontaktom z silnymi ośrodkami zagranicznymi” (S. Grzędzielski, J. Kubikowski, A. Stawikowski, *Postępy Astr.*, 1967, 15, 141). Odkładając na chwilę ważne problemy natury organizacyjnej, politycznej itp., zwróćmy w tym aspekcie uwagę, że staże w dużych ośrodkach zagranicznych były jednak dotąd traktowane dość powszechnie jako coś „doraźnego”, np. jako tymczasowy sposób uzyskania materiałów obserwacyjnych lub numerycznych do pracy doktorskiej, zebrania doświadczeń potrzebnych do ewentualnego zbudowania „własnego” przyrządu itp. Za podstawowy mankament dotychczasowego „systemu” współpracy z zagranicą uważa się przypadkowy charakter wyjazdów zwłaszcza tych, które odbywały się na zaproszenie i koszt ośrodka obcego. Ale obok tej „przypadkowości” należy odnotować także i pewne „regularności”, na przykład serię wyjazdów do obserwatoriów Lowella, Licka i Haute Provence, które umożliwiły konsekwentną realizację kilku, bynajmniej nie przyczynkowych programów obserwacyjnych. I jakkolwiek ścisła ocena jest tu niemożliwa, to można zaryzykować twierdzenie, że wyjazdy zagraniczne w latach sześćdziesiątych dawały efektywnie porównywalne ilości czasu obserwacyjnego co hipotetyczny tele-

*Dla przykładu: w latach 1947–1949 miało miejsce co najmniej 7 średnio- i długoterminowych stażów w Holandii, Szwecji i USA. Przy uwzględnieniu ówczesnej i obecnej liczebności astronomów w Polsce, odpowiednikiem powyższych danych w 1970 r. byłoby ok. 10 stażów zagranicznych rocznie.

skop 2-metrowy Zeissa zlokalizowany w polekim klimacie. Wyjazdy teoretyczne, jakkolwiek mniej liczne, umożliwiły ostatnio dostęp do najszybszych maszyn cyfrowych.

Nie sposób oczywiście nie wymienić pewnych minusów. Jednym z nich był brak koordynacji w tej dziedzinie między poszczególnymi ośrodkami krajowymi zawężający użyteczność indywidualnych wyjazdów tylko do potrzeb ośrodka macierzystego. Drugim niepokojącym mankamentem było wykorzystanie w niewielkim tylko stopniu tych możliwości, jakie powinna dawać ścisła, zorganizowana współpraca z krajami socjalistycznymi.

Przejdźmy wreszcie do problemów, których rozwiązanie wewnątrz grona astronomicznego było niemożliwe, tj. do spraw związanych z nadaniem współpracy z zagranicą formy zorganizowanej w możliwie szerokim aspekcie. W tym kontekście przypomnijmy propozycje wspólnego obserwatorium krajów socjalistycznych oraz sugestie odnośnie do systemu stypendiów astronomicznych umożliwiających planowane wyjazdy zagraniczne, by zwrócić uwagę na paradoksalny fakt, że obydwie te koncepcje były wysuwane spoza kręgu astronomów polskich, których zainteresowanie takimi możliwościami nie uzewnętrzniało się dostatecznie silnie.

Drugą ważną grupę problemów stanowiły sprawy współpracy między ośrodkami. W tej dziedzinie kluczowe było chyba coraz powszechniejsze przekonanie o potrzebie stworzenia dobrej „szkoły astronomicznej” (por. cytowany wyżej artykuł Grzędzielskiego-Kubikowskiego-Stawikowskiego). Zadatki na taką szkołę pojawiły się już przynajmniej w dwu lub trzech ośrodkach w postaci zespołów astronomów o dobrym wykształceniu ogólnym i dość bliskich zainteresowaniach tematycznych. W wyniku dyskusji w tonie Komitetu Astronomii przed 3 laty stworzono też instytucje tzw. „Szkół letnich”. Można mieć nadzieję, że „Szkoly” takie wraz z popieraną przez PTA akcją wymiany referatów na seminariach, zmierzają będą nie tylko do podnoszenia poziomu naukowego astronomów, ale także do bliższej współpracy między ośrodkami. Jak dotąd jednak współpraca taka w praktyce nie istniała, a kontakty między poszczególnymi ośrodkami ograniczały się w zasadzie do stosunków urzędowych lub towarzyskich. Źródeł takiego stanu rzeczy można upatrywać w szeregu niesprzyjających warunków obiektywnych i subiektywnych. Do pierwszych zaliczyć trzeba trudności natury lokalowo-mieszkaniowej uniemożliwiające w praktyce średnio- i długoterminowe staże w innym ośrodku. Do grupy drugiej zaś opory natury psychicznej, związane ze zbyt szybkim i zbyt silnym „wstaniem” w specyficzne warunki pracy i tematykę ośrodka macierzystego.

Burzliwy rozwój astronomii światowej w ostatnich latach spowodował już istotną zmianę w poglądach wielu astronomów na sprawy związane z potrzebami i kierunkami dalszego rozwoju astronomii w Polsce, jednym słowem na wszystko to co można by określić terminem „astronomicznej filozofii życiowej”. Odnosi się to zwłaszcza do przewartościowania pojęć w dziedzinie potrzeb organizacyjnych i inwestycyjnych. O ile 20 lat temu 2-metrowy teleskop optyczny miał być uniwersalnym panaceum na wszystkie bolączki, o ile jeszcze kilka lat temu niemal powszechne było przeświadczenie o długofalowej skuteczności jednorazowej inwestycji astronomicznej, o ile wreszcie niedawno wydawało się rozsądne stawianie alternatywy w rodzaju: „teleskop albo maszyna cyfrowa”, lub też „teleskop w kraju albo wyjazdy zagraniczne”, o tyle w tej chwili coraz powszechniejsze staje się zrozumienie dla konieczności poszukiwań rozwiązań kompleksowych, w których dominującą rolę muszą odgrywać nasze możliwości intelektualne.

Gdy zastanawiamy się nad projektem przyszłego rozwoju astronomii w Polsce, sprawą podstawową jest uświadomienie sobie jaki ma być cel tego rozwoju, a następnie rozważenie realistycznych sposobów dążenia do jego osiągnięcia. Podstawowe

więzy, które narzucimy naszym rozważaniom mają charakter ekonomiczny – sugerowany program nie powinien w sposób oczywisty przekraczać możliwości finansowych naszego kraju. Znacznie mniejszą wagę nadamy natomiast hipotezom astronomów na temat tego, jakie formy organizacyjne są akceptowalne dla czynników decydujących o rozwoju nauki w Polsce.

Jakim więc jest cel rozwijania astronomii w naszym kraju? Nie będziemy tu dyskutować oczywistej konieczności prowadzenia dydaktyki usługowej dla dziedzin pokrewnych, czy popularyzowania osiągnięć astronomii wśród szerokich rzesz naszego społeczeństwa. Zakładamy też, że konieczne jest istnienie w kraju pewnej liczby specjalistów w tej gwałtownie rozwijającej się dziedzinie wiedzy, choćby dla dokonywania ewentualnych ekspertyz, które mogą wymagać znajomości tej właśnie dziedziny. Jest truizmem stwierdzenie, że aby móc uczyć, popularyzować, czy też dokonywać ekspertyz, trzeba zarazem aktywnie pracować naukowo. Jako astronomowie nie uważamy jednak wyżej wymienionych form działalności usługowej za cel sam w sobie. Dla nas właśnie praca naukowa, niezbędna zresztą dla należytej jakości usług, jest celem podstawowym i w naszym przekonaniu należy to jasno stwierdzić. Trzeba też zauważyć, że z czysto ekonomicznego punktu widzenia astronomia jest praktycznie rzecz biorąc bezużyteczna. Zakres tego co można by nazwać astronomią stosowaną jest tak ograniczony, że nie może stanowić uzasadnienia dla rozwijania badań podstawowych na skalę pozwalającą Polsce zająć w świecie miejsce odpowiadające jej potencjałowi ludzkiemu i gospodarczemu. Nasze dalsze rozważania oprzemy na uzasadnionym założeniu, że kraj nasz powinien rozwijać astronomię w zakresie odpowiadającym jego roli w świecie.

Rozważmy teraz konsekwencje poczynionych założeń i poszukajmy odpowiedzi na pytanie, jak powinna się rozwijać nauka mająca znaczenie przede wszystkim intelektualne, światopoglądowe i nie mająca zupełnie specyfiki narodowościowej, gdy patrzymy na jej postępy w różnych krajach. Naszym zdaniem niezbędne jest w takiej sytuacji jak najbaczniejsze śledzenie aktywności astronomicznej na świecie i unikanie zajmowania się problematyką o charakterze marginalnym. Ważne są w naszych pracach osiągnięcia będące wkładem naszego kraju w postępek tej dyscypliny w skali światowej. Natomiast, w odrożnieniu od nauk stosowanych, mniejszą wagę mają powtórzenia cudzych osiągnięć na własnym podwórku. Powtórzenia takie są niezbędne, gdy chcemy się włączyć w nowy dla nas kierunek badań, który już bujnie rozwija się w innych krajach. Lecz powinniśmy dążyć przede wszystkim do prowadzenia prac o charakterze pionierskim, odkrywczym, które mogłyby się liczyć nie tylko w skali krajowej. Jest rzeczą oczywistą, że jest to możliwe tylko w oparciu o szeroką i wszechstronną współpracę międzynarodową. Nie ma się co łudzić, że w oparciu o własne tylko siły zdołamy się z poziomem naszych prac utrzymać na poziomie światowym. Dotyczy to szczególnie tych dziedzin astronomii, w których najistotniejszy jest dostęp do nowoczesnych, skomplikowanych i nader kosztownych urządzeń obserwacyjnych czy maszyn cyfrowych. A dziedzin, których to nie dotyczy jest coraz mniej.

Nikt dziś nie myśli, nawet w kategoriach żartu, o wystrzeleniu na orbitę wokółziemską polskiego satelity, za pomocą polskiej rakiety, i prowadzenia dzięki niemu wartościowych prac astrofizycznych. Jest dla wszystkich oczywiste, że badania przestrzeni kosmicznej należy prowadzić we współpracy z Związkiem Radzieckim, być może też z Francją lub z USA. A tymczasem brak jest projektu budowy nazemnego obserwatorium astronomicznego, optycznego czy radiowego we współpracy z innymi krajami, choć wszyscy wiedzą, że klimat w Polsce jest zły i że przemysł nasz nie byłby w stanie zaopatrzyć nas w odpowiednią aparaturę pomocniczą, bez której duży teleskop lub radioteleskop byłby prawie bezużyteczny. Nic też nie słyhać o projek-

cie międzynarodowego instytutu teoretycznego zaopatrzonego w nowoczesną maszynę cyfrową. Patrząc z zewnątrz nie można się zapewne oprzeć wrażeniu, że polscy astronomowie pragną wszystko zrobić sami, zaś kontakty z zagranicą uważają za coś dorywczego, bez większego znaczenia. Znając środowisko astronomiczne od wewnątrz wiemy, że to nieprawda i uważamy, że należałoby opracować program alternatywny do dotychczasowych koncepcji o naszych, wyłącznie polskich obserwatoriach. Zwłaszcza, że koszt takich obserwatoriów sięga setek milionów złotych, a naszym zdaniem nawet w przypadku pomyślanej realizacji nie zdołają one zaspokoić naszych potrzeb w zakresie obserwacji i najprawdopodobniej będą przestarzałe już w chwili ich uruchomienia.

Jest niewątpliwie konieczne posiadanie średniej wielkości narzędzi obserwacyjnych czy maszyn cyfrowych, przede wszystkim dla celów dydaktycznych, dla zapewnienia rozwoju młodej kadry naukowej, tak aby młodzi ludzie mogli przy użyciu tych narzędzi uzyskiwać stopnie magistra i doktora. Naiwnością jest jednak sądzić, że stać nas będzie na samodzielne prowadzenie naukowych, pionierskich prac obserwacyjnych czy rachunkowych, prac mogących mieć rzeczywiste znaczenie na świecie, znaczenie proporcjonalne do wartości kadry ludzkiej, którą już dysponujemy i która w przyszłości powinna się nadal rozwijać.

Jaki może być wkład Polski do międzynarodowej współpracy w dziedzinie astronomii? Dotychczas w naszych kontaktach z zagranicznymi ośrodkami naukowymi mieliśmy do zaoferowania niemal wyłącznie nasze mózgi. Współpraca polegała niemal wyłącznie na wyjazdach astronomów polskich, a w zupełnie znikomym stopniu na przyjazdach uczonych z innych krajów do nas. Czy możemy mieć nadzieję, że w przyszłości ulegnie to zmianie? Z pewnością 2-metrowy teleskop zlokalizowany w polskim klimacie nie stanowiłby atrakcji dla potencjalnych obserwatorów z innych krajów. Teleskop tych samych rozmiarów, umieszczony pod bardziej bezchmurnym niebem, wyposażony w nowoczesną aparaturę, stanowiłby niewątpliwie poważny wkład do międzynarodowego obserwatorium astronomicznego. Gdyby spełniły się nadzieje na otrzymanie maszyny cyfrowej IBM 7094 i łatwy dostęp do niej z któregoś z krajowych ośrodków astronomicznych, to mogłoby to być poważnym atutem przy zapraszaniu astronomów, zwłaszcza teoretyków, z innych krajów do Polski. Zwłaszcza, gdyby maszyna taka mogła stać się załącznikiem międzynarodowego instytutu teoretycznego. Mimo wszystko wydaje się nam, że to na co możemy najrealniej liczyć jako na nasz wkład w międzynarodową współpracę, to przede wszystkim mózgi rozwijającej się kadry polskich astronomów. Zaś to co pragnęlibyśmy mieć dla siebie z takiej współpracy, to nie tylko dostęp do nowoczesnie wyposażonych ośrodków obserwacyjnych czy obliczeniowych, lecz także dostęp do nowoczesnej myśli astronomicznej. I to nie tylko na drodze naszych wyjazdów z kraju, lecz także dzięki przyjazdom czołowych astrofizyków światowych do Polski.

Jak wykazuje doświadczenie nie jest wielkim problemem znalezienie zagranicznego ośrodka astronomicznego zainteresowanego polskimi mózgami i gotowego dać do ich dyspozycji czas na teleskopach, satelitach, czy maszynach cyfrowych. Aby jednak było możliwe zrealizowanie na drodze współpracy międzynarodowej większych i systematycznych programów naukowych, konieczna jest stabilizacja tej współpracy. Jednym ze sposobów osiągnięcia pożądanej stabilizacji mogą być oficjalne umowy, zwłaszcza poparte polskim wkładem materialnym. Z drugiej strony uproszczenie formalności związanych z wyjazdami czy przyjazdami jest niezbędne dla realistycznego planowania współpracy na kilka lat naprzód, a to z kolei jest konieczne dla podejmowania większych problemów naukowych i nieodzowne dla wszystkich długoterminowych i stabilnych kontaktów. Dotyczy to przede wszystkim współpracy z ośrodkami astronomicznymi na zachodzie, której planowanie było dotąd praktycznie niemożliwe.

Jak już wspomnieliśmy, kontakty międzynarodowe to także przyjazdy astronomów z innych krajów do Polski. Jest to naszym zdaniem nieodzowne dla zapewnienia naszym obserwatoriom i instytutom stałego dopływu żywej myśli naukowej, jakże stymulującej i zarazem dającej poczucie więzi z nurtem badań astronomicznych na świecie. Przyjazdy takie muszą oczywiście być atrakcyjne także dla przybyszów. Atrakcją taką z pewnością nie będą warunki obserwacyjne w naszym kraju. W pewnym stopniu może nią być dostęp do maszyny cyfrowej o rozsądnej mocy obliczeniowej. Dotyczy to zarówno obserwatorów pragnących opracować zebrane uprzednio materiały, jak i dla teoretyków, którzy mieliby chęć realizować niezbyt obszerny program rachunkowy. Wydaje się jednak, że to, na co można by liczyć najbardziej, to atmosfera sprzyjająca pracy naukowej. Jest to rzecz wymagająca niewielkich nakładów finansowych, niezmiernie trudna do osiągnięcia, ale zarazem niezwykle atrakcyjna dla ogromnej liczby astronomów przeciążonych w instytucjach macierzystych pracą administracyjną i dydaktyczną. Podstawami materialnymi i organizacyjnymi koniecznymi dla stworzenia takiej atmosfery są między innymi: dobrze zaopatrzona biblioteka, dostęp choćby do stosunkowo prostej aparatury pomiarowo-laboratoryjnej i choćby uidełużonej maszyny cyfrowej (choć niewątpliwie duża byłaby lepsza), dobre warunki lokalowe i wreszcie sprawna administracja.

Poświęciliśmy dość dużo czasu na agitację za koniecznością szerokiej współpracy międzynarodowej. Zajmijmy się teraz sprawą rozmieszczenia astronomii na terenie kraju. Tak jak w wielu innych dziedzinach nauki tak i w naszej obserwujemy fenomen polegający na tym, że trudniej jest o kontakt pomiędzy dwoma ośrodkami krajowymi, niż o kontakt z placówką zagraniczną. Wymiana ludzi, a zwłaszcza średnio- i długoterminowe wyjazdy stażowe lub na wykłady praktycznie nie istnieją na gruncie krajowym. Różne można by podawać przyczyny tego stanu rzeczy. Najważniejszymi są zapewne trudności z uzyskaniem mieszkania i zameldowania w innym mieście i brak, a przynajmniej nieznanomość, podstaw prawno-organizacyjnych. Trudno jest wyjechać a Warszawy na rok powiedzmy do Pasadeny. Lecz roczny wyjazd do Torunia lub Krakowa jest po prostu niemożliwy. Jakże niezdrowa jest sytuacja człowieka rozpoczynającego studia i przechodzącego na emeryturę w tym samym ośrodku. Sprzyja to zasklepianiu się w sprawach własnego, niewielkiego podwórka, zatraceniu perspektywicznego spojrzenia na własną pracę i na macierzystą instytucję.

Być może ten właśnie izolacjonizm jest jedną z głównych przyczyn pewnej popularyzacji poglądu, że w Polsce powinien istnieć jeden tylko silny ośrodek astronomiczny, powiedzmy COA. Naszym zdaniem taki monopol na dobrą astronomię byłby niezwykle szkodliwy dla rozwoju tej nauki w Polsce, zwłaszcza w sytuacji, gdy wyjazdy do ośrodków zagranicznych nie są jednak sprawą trywialną. Uważamy, że w kraju liczącym ponad 30 milionów obywateli powinny istnieć co najmniej dwa równorzędne ośrodki. Na szczęście życie samo doprowadziło do tego, że żaden instytut nie ma u nas monopolu i nic nie wskazuje, aby ta groźna sytuacja miała zaistnieć.

Jeżeli przyjąć, że umysł polskich astronomów mają być naszym atutem w uprawianiu tej nauki, to należy położyć jak największy nacisk na rozwój młodej kadry naukowej. Zgodnie z duchem tych uwag pragniemy uwypuklić konieczność jak najszerszej wymiany ludzi pomiędzy ośrodkami zarówno krajowymi, jak i zagranicznymi, w celu polepszenia warunków kształcenia astronomów. Stoiśmy na stanowisku, że należy dążyć do tego, aby młody człowiek przed osiągnięciem stabilizacji zawodowej spędzał co najmniej po roku w dwu różnych ośrodkach krajowych i przynajmniej jednym zagranicznym. Należałoby to uznać za jeden z podstawowych elementów szeroko pojętych studiów. W celu ułatwienia staży na gruncie krajowym należałoby dążyć do zapewnienia bazy lokalowej dla takiego programu. Obok już dziś istniejących

w wielu obserwatoriach tzw. pokoi gościnnych, instytucje astronomiczne powinny dysponować pewną ilością mieszkań i pracowni dla stażystów. Można by zaryzykować stwierdzenie, że mieszkania są dla kontaktów wewnątrz krajowych tym, czym są umowy, paszporty i wize dla współpracy międzynarodowej.

* * *

Świadomie wyeksponowaliśmy, czy może nawet przeeksponowaliśmy w naszym opracowaniu te problemy, które naszym zdaniem były w dotychczasowych programach rozwoju astronomii w Polsce niedocenione lub nawet pomijane. Praktycznie rzecz biorąc dotychczasowa zorganizowana działalność astronomów zawężyła się do starań o uzyskanie funduszy na realizację takiego czy innego programu inwestycyjnego. Obecnie nadszedł czas na zwrócenie większej niż dotąd uwagi na sprawy natury organizacyjnej.

Pragniemy odnotować, że nie bez wpływu na przedstawione powyżej sformułowania były dyskusje z naszymi kolegami, a zwłaszcza z Dr W. Dziembowskim i Dr K. Stępnim. Pierwszy z nich jest faktycznym współautorem pierwszej części tego opracowania.

Warszawa, luty 1970 r.

UWAGI O DOTYCHCZASOWYM I NOWO WPROWADZANYM PROGRAMIE NAUCZANIA ASTRONOMII W TECHNIKUM GEODEZYJNYM

J. TYRA

W 1 i 4 zeszytach „Postępów Astronomii” z 1969 r., Prof. dr Włodzimierz Zonn, Prof. dr Eugeniusz Rybka i Doc. dr Konrad Rudnicki przedstawili swoje zdanie na temat starego i nowego programu nauczania astronomii w liceum ogólnokształcącym. Ponieważ od kilku lat uczę elementów astronomii w technikum geodezyjnym sądzę, że mam prawo rozszerzyć dyskusję także o program nauczania tego przedmiotu w technikum, mimo że astronomem zawodowym nie jestem, a sama astronomia interesuje mnie wyłącznie jako amatora.

Może na wstępie parę słów o dotychczasowym programie i podręczniku. W technikum geodezyjnym obowiązuje program nauczania „elementów astronomii” wprowadzony do użytku 2 III 1961 r. Jako podręcznik ucznia wprowadzono *Elementy astronomii* Doc. dr Tadeusza Jarzębowskiego. Nie znam programu nauczania astronomii obowiązującego dotychczas w liceum ogólnokształcącym, jednak sądzę, że zbytnio nie odbiega on od programu obowiązującego w technikum geodezyjnym. Toteż w odniesieniu do części dotyczącej astronomii ogólnej, a zwłaszcza metod wykładu nie będę się wypowiadał, ponieważ uważam, że zagadnienie zostało wyczerpane. Natomiast chciałbym zwrócić uwagę na brak w podręczniku nawiązania do praktycznie stosowanych metod — przybliżonych i ścisłych — wyznaczania azymutu przedmiotu ziemskiego z Gwiazdy Biegunowej, podawanych w podręcznikach geodezji wyższej, lub astronomii praktycznej, lub jak kto woli geodezji. Może to prowadzić do całkowitej bezradności absolwenta technikum w dość często mających miejsce w praktyce geodezyjnej wyznaczeniach azymutu z gwiazd w przypadku braku możliwości nawiązania kierunkowego do państwowej sieci geodezyjnej.

Z tego względu w naszym technikum z tą astronomią uczniowie zapoznają się w oparciu o podręczniki i skrypty Wydziału Geodezji i Kartografii PW. Ponadto z podręcznika T. Jarzębowskiego bardzo mało można się dowiedzieć o teoretycznej stronie trzech praw ruchu planet Keplera bardzo obecnie aktualnych w geodezji satelitarnej i mechanice nieba, co znowu zmusza do sięgania do innych autorów. Pobieżne omówienie instrumentu uniwersalnego tylko na przykładzie teodolitu Wild T4 także jest niewystarczające dla przyszłego technika geodety w sytuacji, gdy w V klasie technikum geodezyjnego uczeń ma już dobre rozeznanie w teodolitach co prawda mniej dokładnych od podanego wyżej — ale za to bardziej dostępnych. Przydałby się chociaż krótki opis części składowych i wyposażenia takiego teodolitu oraz programu obserwacyjnego. Metody wyznaczania i przeliczania czasu leżące przecież w zasadzie w gestii geodezji wyższej, są potraktowane w podręczniku w sposób zbyt przybliżony. Może mniej istotnym, ale jednak brakiem podręcznika jest także i to, że we wszystkich kolejnych jego wydaniach nie ulega zmianie kolejność wykładu materiału nauczania, która — niestety — nie jest zgodna z kolejnością przewidzianą programem nauczania.

Obecnie w technikum geodezyjnym zostanie wprowadzony nowy, tymczasowy program nauczania przedmiotu „astronomia geodezyjna”. Trzeba od razu stwierdzić,

że nowy program jakoś bardziej realnie operuje ilością godzin przewidzianych na poszczególne działy tematyczne w odróżnieniu od poprzedniego programu. Ponadto widać wyraźnie, że położono dużo większy nacisk na ukształtowanie ogólnego poglądu ucznia na budowę Wszechświata i jego powstanie. Za bardzo udane należy uznać ustawienie kolejności materiału, ponieważ po wstępnych wiadomościach podano zarys ogólnych wiadomości z astronomii (12 godz.), następnie omówiono sferę niebieską (5 godz.), układy współrzędnych (6 godz.) oraz elementy trygonometrii sferycznej (5 godz.). Na omówienie zagadnienia czasu przewiduje się 6 godz., a zjawiska refrakcji, paralaksy, aberracji i precesji mają być wyłożone w ciągu 6 godz. W następnych działach omówiono instrumenty astrometryczne (4 godz.) i zagadnienia astronomii geodezyjnej (15 godz.). W sumie program tak jak poprzednio przewiduje ogółem w ciągu roku szkolnego 60 godz. wraz z ćwiczeniami, a więc po 2 godz. tygodniowo. W części programu dotyczącej astronomii sferycznej słusznie zrezygnowano z podania wzorów na postać logarymiczną podstawowych formuł trygonometrii sferycznej. Tak więc nowy program nie nasuwa moim zdaniem większych zastrzeżeń pod warunkiem, że jego ramowy charakter wymaga ścisłego dopasowania do podręcznika.

I tutaj, do uwag podanych wyżej w odniesieniu do podręcznika T. Jarzębowskiego, dodam jeszcze kilka. Zastrzegam się jednak, że moje uwagi nie umniejszają dużych walorów książki, która napisana jest z talentem i w sposób zwięzły podaje najnowsze i najciekawsze aspekty astronomii. Z uwagi jednak na to, że napisana jest wyłącznie i specjalnie dla technikum geodezyjnego, musi być moim zdaniem skorygowana z uwzględnieniem zgłoszonych przeze mnie uwag. Kontynuując stwierdzić należy, że przydałoby się nieco więcej danych dotyczących refrakcji (wzór ścisły, idea wyprowadzenia, budowa tablic). W dziale omawiającym budowę zegarów należałoby podać więcej szczegółów dotyczących budowy zegara kwarcowego, atomowego i molekularnego. Osobny podrozdział powinien omawiać rolę sztucznych satelitów Ziemi w astronomii i geodezji wyższej. Metody wyznaczania odległości do planet i najbliższych gwiazd, zwłaszcza metody trygonometryczne – tak bliskie geodecie – zasługują na szersze niż dotychczas omówienie w podręczniku. Także problem wyznaczania tych odległości poprzez określanie paralaks gwiazd ze współrzędnych na kliszach fotograficznych nie powinien być geodecie obcy i należałoby go w skrócie omówić. Warto także byłoby szerzej omówić rolę maszyn cyfrowych w astronomii, a szczególnie w astronomii geodezyjnej i geodezji satelitarnej. Zaznaczam, że podane wyżej uzupełnienia nie stanowiąby powtórzeń materiału przewidzianego w programie nauczania geodezji. Nowy program wymagać będzie ponadto dużo szerszego niż dotychczas omówienia w podręczniku hipotez kosmologicznych i kosmogenicznych.

Na zakończenie nie mogę powstrzymać się od tego, aby nie zgłosić pilnej moim zdaniem potrzeby wprowadzenia do niższych klas szkół zawodowych i ostatnich klas szkół zasadniczych nauczania elementów astronautyki. W tym zakresie młodzież, mimo otrzymywania pewnych wiadomości z tego zakresu w ramach kursu fizyki i mechaniki, wykazuje żenujące braki. Ponieważ wiadomo z góry, że tak program jak i podręczniki nie wyczerpują niezbędnej tematyki z zakresu astronomii z uwagi na małą ilość godzin nauczania – wydaje się konieczne, aby Ministerstwo Oświaty i Szkolnictwa Wyższego położyło większy nacisk na samokształcenie uczniów w ramach godzin nadobowiązkowych tak, aby przynależność ucznia do szkolnego koła astronomicznego (których jest niewiele) była nie tylko przyjemnością i wynikiem często słomianego zapachu nauczyciela, ale i potrzebą wynikającą z programu nauczania.

The first part of the report deals with the general situation of the country and the progress of the war. It is a very interesting and detailed account of the events of the year, and is written in a clear and concise style. The author has done a great deal of research, and his information is accurate and reliable. The report is a valuable contribution to the history of the war, and is well worth reading.

The second part of the report deals with the military operations of the year. It is a very detailed and accurate account of the events of the year, and is written in a clear and concise style. The author has done a great deal of research, and his information is accurate and reliable. The report is a valuable contribution to the history of the war, and is well worth reading.

The third part of the report deals with the political situation of the country. It is a very detailed and accurate account of the events of the year, and is written in a clear and concise style. The author has done a great deal of research, and his information is accurate and reliable. The report is a valuable contribution to the history of the war, and is well worth reading.

The fourth part of the report deals with the economic situation of the country. It is a very detailed and accurate account of the events of the year, and is written in a clear and concise style. The author has done a great deal of research, and his information is accurate and reliable. The report is a valuable contribution to the history of the war, and is well worth reading.

The fifth part of the report deals with the social situation of the country. It is a very detailed and accurate account of the events of the year, and is written in a clear and concise style. The author has done a great deal of research, and his information is accurate and reliable. The report is a valuable contribution to the history of the war, and is well worth reading.

NOTATKI

POSTĘPY ASTRONOMII
Tom XVIII(1970)
Zeszyt 4

B. NELSON, A. YOUNG, *Nowy układ zaćmieniowy zawierający białego karła* (prace przedstawione na 132 Zjeździe Amerykańskiego Towarzystwa Astronomicznego, czerwiec 1970, oraz SKY AND TELESCOPE 40, 89, 1970). — Autorzy obserwowali spektroskopowo i fotometrycznie w systemie *UBV* gwiazdę $BD+16^{\circ}516$, dla której znane były duże zmiany prędkości radialnych z dawnych obserwacji Mount Wilson. Gwiazda okazała się być układem zaćmieniowym o okresie 12,5 godz. Układ składa się z gwiazdy KO V (o silnych składowych emisyjnych zjonizowanego wapnia) oraz bardzo gorącego białego karła. Anomalna krzywa blasku, świadcząca o dużym zniekształceniu przyplwowym składnika KO oraz znacznym efekcie refleksu, zawiera całkowite zaćmienie białego karła o głębokości 0,4 mag w ultrafiolecie. Z wstępnego opracowania danych obserwacyjnych autorzy otrzymują dla białego karła masę równą $0,6 M_{\odot}$, promień $0,012 R_{\odot}$ i temperaturę powierzchniową 25000°K . Należy przypuszczać, że dalsze obserwacje tego układu dostarczą fundamentalnych danych dla białych karłów.

W. Krzemiński

J. VASSEUR i inni (NATURE 1970, 226, 534). — Grupa astrofizyków francuskich i włoskich podaje informacje wskazujące na to, że pulsar z Mgławicy Krab może stanowić źródło impulsowe promieniowania gamma. Dane uzyskano z lotów balonowych przeprowadzonych w ub. roku. Analiza danych z dwu lotów wskazuje na to, że częstotści pulsacji promieniowania gamma o energii powyżej 50 MeV dość dobrze zgadzają się z częstotściami pulsacji pulsara w Krabie w zakresie radiowym, optycznym i rentgenowskim.

R. MANCHESTER (IAU Circular Nr 2265). — W kwietniu br. nastąpiła kolejna zmiana okresu pulsara w Mgławicy Krab; była ona 20 razy większa od skoku, zaobserwowanego w październiku ub. roku. R. Smoluchowski z Princeton przewidział w wysuniętej przez siebie teorii pulsarów (Phys. Rev. Letters 24, 1191, 1970) takie skokowe zmiany częstotści, mniej więcej co 1,5 do 5 lat.

B. Kuchowicz

Kronika teorii pulsarów (na podstawie NATURE od nr 5227 z 3 I 1970 do nr 5258 z 8 VIII 1970; w tekście podajemy tylko tom i stronę NATURE).

Mechanizm powstawania pulsarów, korzystający z wyników teorii ewolucji gwiazd o masach $3,5$ do $8 M_{\odot}$, rozwiniętej przez Paczyńskiego, omówił J.C. Wheeler (226, 1043). Harrison (225, 44) przedstawił model pulsara, którego jądro na prze-

mian ulega grawitacyjnej kontrakcji i ekspansji; zbliżonymi torami idą rozważania Leibovitza (225, 711), który jednak nie próbuje stosować ich do pulsarów.

Na konferencji w Princeton w listopadzie 1969 r., Drake zaproponował wyjaśnienie pewnych długookresowych oscylacji okresu pulsara w Mgławicy Krab wpływem obiegającej ten pulsar planety. Colgate (225, 247) przeanalizował możliwość zachowania planety przez gwiazdę, która wybuchła jako supernowa. Oto wynik: jeżeli po wybuchu pozostaje gwiazda neutronowa, to obiegająca ją planeta ma okres co najmniej 2 mies. W przypadku układu podwójnego końcowa wartość okresu wyniesie ok. 1 mies. Obliczenia orbity planety po eksplozji supernowej i wpływ tej orbity na okres pulsara stanowiły temat pracy Hillsa (226, 730). Wyniki badań statystycznych nad relacją wzajemną pomiędzy pulsarami a supernowymi przedstawił Prentice (225, 438).

Rozwijając swe poprzednie prace nad pulsarami jako rotującymi gwiazdami neutronowymi, Ruderman (225, 619 i 838) analizował oscylacje długookresowe oraz nagłe skoki częstości. Przeciw jego teorii wystąpili Fetter i Stauffer (227, 584). Chiuderi i Occhionero (226, 337) rozważali kwestię kształtu pulsara w Mgławicy Krab i fluktuacji jego okresu. Sutherland ze współpr. (225, 353) rozważali problem wyznaczenia masy pulsarów. Canuto i współpr. (225, 47) zajęli się zdegenerowanym gazem elektronowym w białych karłach i gwiazdach neutronowych jako źródłem ich silnych pól magnetycznych (do 10^{12} G).

Chiu i Canuto (225, 1230; 226, 295) uważają promieniowanie hamowania w silnym polu magnetycznym za odpowiedzialne w pierwszym rzędzie za emisję pulsarów. Szklowski (225, 251) przeprowadził obliczenia promieniowania synchrotronowego z pulsara w mgławicy Krab. W następnej pracy (225, 252) zwrócił on uwagę na konieczność uwzględniania skokowych zmian okresu pulsarów przy szacowaniu ich wieku. Mechanizmami emisji pulsarów zajmowali się Caroff i Scargle (225, 168), Eastlund (225, 430), Komesaroff (225, 612), Ichimaru (226, 731), Pacini i Rees (226, 622) oraz Sturrock (227, 465). Krishna Apparao (225, 836) uważa pulsary za źródło tła rentgenowskiego. Na temat promieniowania rentgenowskiego z pulsara w Mgławicy Krab pisali: Naranan i Shah (225, 834), Bowyer ze współpr. (225, 1125), Floyd (226, 733) i Ryter (226, 1040).

B. Kuchowicz

SPIS TREŚCI ZESZYTU 4

ARTYKUŁY

- K. Stępień, Ilościowa klasyfikacja gwiazd przy użyciu fotometrii Strömghena. 345
P. Flin, Klasyfikacja galaktyk 355

Z PRACOWNI I OBSERWATORIÓW

- A. Fiok, A.W. Wernik, Aparatura do odbioru, pomiaru i rejestracji sygnałów radiowych sztucznych satelitów Ziemi 363
Naukowe ośrodki astronomiczne w kraju 367

Z LITERATURY NAUKOWEJ

- B. Kołaczek, A. Modzelewski, Interferometria radiowa o długich bazach. 369
J. Bieniewski, Metody ekstrapolacji ruchów biegunca 377
A. Żytkow, Mechanizm masera dla linii OH 383

DYSKUSJE

- B. Paczyński, J. Smak, Uwagi wstępne do dyskusji nad przeszłością astronomii w Polsce i perspektywami dalszego jej rozwoju 389
J. Tyra, Uwagi o dotychczasowym i nowo wprowadzanym programie nauczania astronomii w technikum geodezyjnym 398

NOTATKI

СОДЕРЖАНИЕ ТЕТРАДИ 4

Статьи

- К. Степень, Количественная классификация звезд при применении фотометрии Стромгрен'а 345
П. Флин, Классификация галактик 355

Из лабораторий и обсерваторий

- А. Фиок, А. В. Верник, Аппаратура для приема, измерения и регистрирования радио-сигналов искусственных спутников Земли 363
Астрономические научные учреждения в стране 367

Из научной литературы

- Б. Колачек, А. Модзелевски, Длиннобазисная радио-интерферометрия 369
Я. Беневски, Методы экstrapоляции движений полюса 377
А. Житков, Механизм мазера для линии OH 383

Дискусии

- Б. Пачиньский, Ю. Смак, Вступительные отзывы к дискуссии
о прошлом астрономии в Польше и о перспективах дальней-
шего её развития 389
- Я. Тыра, Заметки о новой программе обучения астрономии в гео-
дезическом техникуме и о программе, которая обязывала до
настоящего времени 398

Краткие сообщения

CONTENTS

ARTICLES

- K. Stępień, Quantitative Classification of Stars by Strömgren Photometry. . . 345
- P. Flin, Classification of Galaxies 355

FROM LABORATORIES AND OBSERVATORIES

- A. Fiok, A.W. Wernik, Equipment for the Reception, Measurement and
Registration of the Radio Signals of the Artificial Satellites. 363
- Scientific Astronomical Centres in Poland. 367

FROM SCIENTIFIC LITERATURE

- B. Kołaczek, A. Modzelewski, Long-base Radio Interferometry 369
- J. Bieniewski, Methods of Extrapolation of the Motions of the Pole. 377
- A. Żytkow, Maser Mechanism for the OH Lines. 383

DISCUSSIONS

- B. Paczyński, J. Smak, Introductory Remarks to the Discussion on the
Past and Prospects of Future Development of Astronomy in Poland. 389
- J. Tyra, Remarks Concerning the Present and the Newly Introduced Programme
of Astronomy Teaching in the Secondary Geodetic Schools 398

NOTES



POLSKIE TOWARZYSTWO ASTRONOMICZNE

ZARZĄD:

Prezes

Prof. Dr WŁODZIMIERZ ZONN

Wiceprezes

Dr JAN MIETELSKI

Sekretarz

Doc. Dr JÓZEF SMAK

Skarbnik

Doc. Dr KONRAD RUDNICKI

Członek Zarządu

Dr ANTONI STAWIKOWSKI

Zastępcy członków Zarządu:

Dr JERZY JAKIMIEC

Dr BARBARA KOŁACZEK

Adres Biura Towarzystwa:

Warszawa, PKiN, XIX piętro, pok. 1906, tel. 20-33-67

**WARUNKI PRENUMERATY CZASOPISMA
„POSTĘPY ASTRONOMII“ — KWARTALNIK**

Cena prenumeraty krajowej:

półrocznie zł 20,—

rocznie „ 40,—

Prenumeraty przyjmowane są do 10 dnia miesiąca poprzedzającego okres prenumeraty.

Prenumeratę na kraj dla czytelników indywidualnych przyjmują urzędy pocztowe oraz listonosze. Czytelnicy indywidualni mogą dokonywać wpłat również na konto PKO nr 7-6-579 Przedsiębiorstwo Upowszechniania Prasy i Książki „Ruch“ w Łodzi ul. Kopernika 53

Wszystkie instytucje państwowe i społeczne mogą zamawiać prenumeratę wyłącznie za pośrednictwem Oddziałów i Delegatur „Ruch“. Prenumeratę ze zleceniem wysyłki za granicę, która jest o 40% droższa od krajowej, przyjmuje Biuro Kolportażu Wydawnictw Zagranicznych „Ruch“ Warszawa, ul. Wronia 23, konto PKO nr 1-6-100024 tel. 20-46-88.

Czasopismo nabywać można w następujących Księgarniach Technicznych PP „Dom Książki“:

Wrocław, ul. Świdnicka 8

Łódź, ul. Piotrkowska 45

Poznań, ul. Paderewskiego 6

Kraków, Rynek Główny 36

Lublin, Krakowskie Przedmieście 39

Katowice, ul. Młyńska 2

Warszawa, ul. Świętokrzyska 14

Bydgoszcz, Stary Rynek 15

Szczecin, Al. Wojska Polskiego 29

Białystok, ul. Lipowa 43

Opole, ul. Ozimska 8

Gdańsk-Wrzeszcz, ul. Grunwaldzka 111/113

Egzemplarze zdeaktualizowane są do nabycia w Przedsiębiorstwie Upowszechniania Prasy i Książki „Ruch“, Magazyn Zwrotów w Łodzi, ul. Żwirki 17, konto PKO nr 7-6-579.

Bieżące oraz archiwalne numery można nabywać lub zamawiać we Wzorcowni Wydawnictw Naukowych PAN — Ossolineum — PWN, Warszawa, Pałac Kultury i Nauki oraz w Księgarniach „Domu Książki“.

TYLKO PRENUMERATA ZAPEWNIĄ REGULARNE OTRZYMYWANIE CZASOPISM!

THE QUARTERLY JOURNAL „POSTĘPY ASTRONOMII“

gives extensive information about the works conducted in Polish Observatories. The Journal contains also reviews and general articles from the field of Astronomy. Important papers contain summaries in English and Russian.

Biblioteka Główna UMK



300048428896

ing delivery terms of Polish scientific periodicals should

Export-Import Enterprise „Ruch“

ul. Wilcza 46, Warszawa I, Poland

Prices and contents of current issues of scientific periodicals are stated in a special bulletin „Polish Scientific Periodicals“ which is to be found in Scientific Libraries and major distributing firms in your country.

Post. Astr. T. 18 z. 4 s. 62 Warszawa październik — grudzień 1970

Indeks nr 37143