017977/1985

PL ISSN 0032—5414

POSTĘPY ASTRONOMII

CZASOPISMO
POŚWIĘCONE UPOWSZECHNIANIU
WIEDZY ASTRONOMICZNEJ

PTA

TOM XXXIII — ZESZYT 1—2
STYCZEŃ — CZERWIEC 1985

WARSZAWA — ŁÓDŹ 1986
PAŃSTWOWE WYDAWNICTWO NAUKOWE

BIBLIOTEKA ... w Toruniu

SPIS TREŚCI

tomu XXXIII (1985)

„POSTĘPÓW ASTRONOMII"

SPIS TREŚCI ZESZYTU 1-2

A R T Y K U Ł Y

J. Nastula, Wpływ procesów geofizycznych na ruch obrotowy Ziemi. Część I 3
G. Bromboszcz, Struktura obszaru aktywnego w koronie słonecznej. Część I. Obserwacje rentgenowskie obszarów aktywnych 29

Z P R A C O W N I I O B S E R W A T O R I Ó W

J. Mergentaler, Związek półcienia i cienia grup plam słonecznych 45
S. Szutowicz, Przegląd obserwacji pozycyjnych komety Halleya z jej pojawienia w 1835 r. . . . 51
B. Todorovic - Juchniewicz, Metody wyznaczania pozycji planet wewnętrznych 59

K R O N I K A

Stefan Piotrowski (J. Smak, A. Sołtan) 65
P. Flin, R. Juszkiewicz, Krakowska Szkoła Kosmologiczna PTA 69
K. Rudnicki, O statystyce prac opublikowanych w latach 1975-1983 71

SPIS TREŚCI ZESZYTU 3-4

A R T Y K U Ł Y

K.M. Borkowski, Interferometria wielkobazowa. Część VII. Znaczenie VLBI dla astrometrii, geofizyki i nawigacji 79
J. Nastula, Wpływ procesów geofizycznych na ruch obrotowy Ziemi. Część II 93
J. Mergentaler, Niektóre powiązania Ziemi ze Słońcem 105
G. Bromboszcz, Struktura obszaru aktywnego w koronie słonecznej. Część II. Obserwacje XUV oraz radiowe obszaru aktywnego 115
M.P. Dąbrowski, Czasoprzestrzeń, ogólna teoria względności i najprostsze modele kosmologiczne Friedmana. Część I 131

Z P R A C O W N I I O B S E R W A T O R I Ó W

B. Rompolt, P. Rudawy, Koronograf 530-milimetrowy Uniwersytetu Wrocławskiego 141
P. Rudawy, Profil instrumentalny spektrografu 530-milimetrowego koronografu 147
B. Todorovic-Juchniewicz, Wpływ subtelnych efektów dynamicznych na ruch komet i planetoid . . 153

K R O N I K A

Przemówienie prezesa Polskiego Towarzystwa Astronomicznego, doc. dra Jerzego Stodółkiewicza, podczas otwarcia XXII Jubileuszowego Zjazdu PTA, Wrocław, 17 września 1985 r. 157
Sprawozdanie z działalności Zarządu Głównego Polskiego Towarzystwa Astronomicznego za okres od 22 września 1983 do 19 września 1985. (M. Sarna, J. Stodółkiewicz) 159
Protokół Walnego Zebrania członków Polskiego Towarzystwa Astronomicznego. Wrocław, 19 września 1985 r. (M. Królikowska, P. Moskalik) 163
Komunikat 169

BIBLIOTEKA UNIWERSYTECKA W TORUNIU

СОДЕРЖАНИЕ ТЕТРАДИ 1-2

С Т А Т Ь И

Е. Настула, Влияние геофизических процессов на вращение Земли. Часть 1. 3
Г. Бромбощ, Структура активной области в солнечной короне. Часть 1. Рентгеновские наблюдения активных областей 29

И З Л А Б О Р А Т О Р И Й И О Б С Е Р В А Т О Р И Й

Я. Мергенталер, Связь площадей тени и полутени групп солнечных планет . . 45
С. Шутович, Обзор позиционных наблюдений кометы Галлея из её появления в 1835 г. 51
Б. Тодоровиц-Юхневич, Методы определения позиции внутренних планет 59

Х Р О Н И К А

Стефан Пиотровски (Ю. Смак, А. Солтан) 65
П. Флин, Р. Юшкевич, Краковская космологическая школа ПАО 69
К. Рудницки, О статистике работ опубликованных в 1975-1983 гг 71

СОДЕРЖАНИЕ ТЕТРАДИ 3-4

С Т А Т Ь И

К. М. Борковски, Радиоинтерферометрия со сверхдлинными базами. Часть VII. Роль РСДБ в астрометрии, геофизике и навигации 79
Е. Настуля, Влияние геофизических процессов на вращение Земли. Часть II . . 93
Я. Мергенталер, Некоторые явления геоактивности Солнца 105
Г. Бромбощ, Структура активной области в солнечной короне. Часть II. XUV и радионаблюдения активной области 115
М. Домбровски, Пространство-время, общая теория относительности и простейшие космологические модели Фридмана. Часть I 131

И З Л А Б О Р А Т О Р И Й И О Б С Е Р В А Т О Р И Й

Б. Ромпольт, П. Рудавы, Коронограф 530-мм Вроцлавского университета . . . 141
П. Рудавы, Инструментальный профиль спектрографа 530-мм коронографа . . . 147
Б. Тодоровиц-Юхневич, Влияние тонких динамических эффектов на движение комет и малых планет 153

Х Р О Н И К А

Выступление Председателя Польского Астрономического Общества доц. др.Е.Стодулкевича по случаю открытия XXII Юбилейного Съезда ПАО, Вроцлав, 17 сентября 1985 157
Отчёт о деятельности Главного Управления Польского Астрономического Общества с 22 сентября 1983 до 19 сентября 1985 г. (М. Сарна, Е.Стодулкевич) 159
Отчёт об Общем Собрании Польского Астрономического Общества, Вроцлав, 19 сентября 1985 г. (М. Круликовска, П. Москалик) 163
Сообщение 169

CONTENTS OF NUMBER 1-2

ARTICLES

J. Nastula, The Influence of Geophysical Processes on the Earth's Rotation. Part I 3
G. Bromboszcz, The structure of the Coronal Solar Active Region. Part I. X-Ray Observations of the Solar Active Regions 29

FROM LABORATORIES AND OBSERVATORIES

J. Mergentaler, On the Prenumbra/Umbra Ratio of the Sunspot Groups 45
S. Szutowicz, Review of Positional Observations of the Halley's Comet During its Apparition in 1835 51
B. Todorovic-Juchniewicz, The Methods of Computation of Position of the Inner Planets 59

CHRONICLE

Stefan Piotrowski (J. Smak, A. Sołtan) 65
P. Flin, R. Juszkiewicz, Cracow Cosmological Summer School of PAS 69
K. Rudnicki, On the Statistics of Papers Being Published During 1975-1983 71

CONTENTS OF NUMBER 3-4

ARTICLES

K.M. Borkowski, The Very Long Baseline Interferometry. Part VII. Importance of VLBI for Astrometry, Geophysics and Navigation 79
J. Nastula, The Influence of Geophysical Processes on the Earth's Rotation. Part II 93
J. Mergentaler, Some Solar Activity Influences on Terrestrial Phenomena 105
G. Bromboszcz, The Structure of the Coronal Solar Active Region. Part II. The XUV and Radio Observations of a Solar Active Region 115
M.P. Dąbrowski, The Space-Time, General Theory of Relativity and the Simplest Cosmological Friedman's Models. Part I 131

FROM LABORATORIES AND OBSERVATORIES

B. Rompolt, P. Rudawy, The Coronograph 530 mm of the Wrocław University 141
P. Rudawy, The Instrumental Profile of the Spectrograph of the 530 mm Coronograph 147
B. Todorovic-Juchniewicz, The Influence of Subtle Dynamical Effects on the Motion of Comets and Minor Planets 153

CHRONICLE

The Polish Astronomical Society Chairman's J. Stodółkiewicz Speech Being Delivered on the Occasion of the Opening of the 21-st Jubilee Assembly of the PAS, Wrocław, September 17, 1985. 157
Report on the Activity of the Executive Council of the Polish Astronomical Society for the Period from September 22, 1983 to September 19, 1985. (M. Sarna, J. Stodółkiewicz) . . . 159
Report on Plenary Meeting of the Polish Astronomical Society, Wrocław, September 19, 1985. (M. Królikowska, P. Moskalik) 163
Announcement 169

INDEKS

	Zeszyt	Strona
Borkowski K.M., Interferometria wielkobazowa. Część VII. Znaczenie VLBI dla astrometrii, geofizyki i nawigacji	3/4	79
Bromboszcz G., Struktura obszaru aktywnego w koronie słonecznej. Część I. Obserwacje rentgenowskie obszarów aktywnych	1/2	29
Bromboszcz G., Struktura obszaru aktywnego w koronie słonecznej. Część II. Obserwacje XUV oraz radiowe obszaru aktywnego	3/4	115
Dąbrowski M.P., Czasoprzestrzeń, ogólna teoria względności i najprostsze modele kosmologiczne Friedmana. Część I	3/4	131
Flin P., Juszkiewicz R., Krakowska Szkoła Kosmologiczna PTA	1/2	69
Juszkiewicz R., P. Flin, Krakowska Szkoła Kosmologiczna PTA	1/2	69
Komunikat	3/4	169
Królikowska M., P. Moskalik, Protokół Walnego Zebrania członków Polskiego Towarzystwa Astronomicznego. Wrocław, 19 września 1985 r.	3/4	163
Mergentaler J., Związek półcienia i cienia grup plam słonecznych	1/2	45
Mergentaler J., Niektóre powiązania Ziemi ze Słońcem	3/4	105
Moskalik P., M. Królikowska, Protokół Walnego Zebrania członków Polskiego Towarzystwa Astronomicznego. Wrocław, 19 września 1985 r.	3/4	163
Nastula J., Wpływ procesów geofizycznych na ruch obrotowy Ziemi. Część I	1/2	3
Nastula J., Wpływ procesów geofizycznych na ruch obrotowy Ziemi. Część II	3/4	93
Piotrowski Stefan (Patrz J. Smak, A. Sołtan)	1/2	65
Protokół Walnego Zebrania członków Polskiego Towarzystwa Astronomicznego. Wrocław, 19 września 1985 r. (P. Królikowska, M. Moskalik)	3/4	163
Przemówienie prezesa Polskiego Towarzystwa Astronomicznego, doc. dra Jerzego Stodółkiewicza, podczas otwarcia XXII Jubileuszowego Zjazdu PTA, Wrocław,17 września 1985 r.	3/4	157
Rompolt B., P. Rudawy, Koronograf 530-milimetrowy Uniwersytetu Wrocławskiego	3/4	141
Rudawy P., Profil instrumentalny spektrografu 530-milimetrowego koronografu	3/4	147
Rudawy P., B. Rompolt, Koronograf 530-milimetrowy Uniwersytetu Wrocławskiego	3/4	141
Rudnicki K., O statystyce prac opublikowanych w latach 1975-1983	1/2	71
Sarna M., J. Stodółkiewicz, Sprawozdanie z działalności Zarządu Głównego Polskiego Towarzystwa Astronomicznego za okres od 22 września 1983 do 19 września 1985 r.	3/4	159
Smak J., A. Sołtan, Stefan Piotrowski	1/2	65
Sołtan A., J. Smak, Stefan Piotrowski	1/2	65
Sprawozdanie z działalności Zarządu Głównego Polskiego Towarzystwa Astronomicznego za okres od 22 września 1983 do 19 września 1985 r. (M. Sarna, J. Stodółkiewicz)	3/4	159
Stodółkiewicz J., Przemówienie prezesa Polskiego Towarzystwa Astronomicznego podczas otwarcia XXII Jubileuszowego Zjazdu PTA, Wrocław, 17 września 1985 r.	3/4	157
Stodółkiewicz J., M. Sarna, Sprawozdanie z działalności Zarządu Głównego Polskiego Towarzystwa Astronomicznego za okres od 22 września 1983 do 19 września 1985 r.	3/4	159
Szutowicz S., Przegląd obserwacji pozycyjnych komety Halleya z jej pojawienia w 1835 r.	1/2	51
Todorovic-Juchniewicz B., Metody wyznaczania pozycji planet wewnętrznych	1/2	59
Todorovic-Juchniewicz B., Wpływ subtelnych efektów dynamicznych na ruch komet i planetoid	3/4	153

POLSKIE TOWARZYSTWO ASTRONOMICZNE

POSTĘPY ASTRONOMII

KWARTALNIK

TOM XXXIII — ZESZYT 1—2
STYCZEŃ — CZERWIEC 1985

WARSZAWA — ŁÓDŹ 1986
PAŃSTWOWE WYDAWNICTWO NAUKOWE

KOLEGIUM REDAKCYJNE

Redaktor naczelny:
Jerzy Stodółkiewicz, Warszawa

Członkowie:

Stanisław Grzędzielski, Warszawa
Andrzej Woszczyk, Toruń

Sekretarz Redakcji:
Tomasz Kwast, Warszawa

Adres Redakcji: 00-716 Warszawa, ul. Bartycka 18
Centrum Astronomiczne im. M. Kopernika (PAN)

WYDAWANE Z ZASIŁKU
POLSKIEJ AKADEMII NAUK

Printed in Poland

Państwowe Wydawnictwo Naukowe
Oddział w Łodzi 1986

Wydanie I. Nakład 702+98 egz. Ark. wyd. 4,75. Ark. druk. 4,75
Papier offset. kl. III, 71 g. 70×100. Oddano do składania w październiku 1985 r.
Podpisano do druku w lutym 1986 r. Druk ukończono w lutym 1986 r.
Zam. 661/85. P-13. Cena zł 140,–

Zakład Graficzny Wydawnictw Naukowych
Łódź, ul. Żwirki 2

E. 1054/86

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985), Zeszyt 1-2

WPŁYW PROCESÓW GEOFIZYCZNYCH NA RUCH OBROTOWY ZIEMI

Część I

J O L A N T A N A S T U L A

Centrum Badań Kosmicznych PAN (Warszawa)

ВЛИЯНИЕ ГЕОФИЗИЧЕСКИХ ПРОЦЕССОВ НА ВРАЩЕНИЕ ЗЕМЛИ

Часть I

Ё. Н а с т у л я

С о д е р ж а н и е

В статьи представлена проблема влияния геофизических процессов на вращение Земли. В этой части описана роль этих процессов в неравномерности в длительности суток.

THE INFLUENCE OF GEOPHYSICAL PROCESSES ON THE EARTH'S ROTATION

Part I

S u m m a r y

The problem of the influence of geophysical processes on the Earth's rotation is presented. The role of these processes in the variations of the length of day is described in this part.

---

1. WPROWADZENIE

Ruch obrotowy Ziemi był od wieków podetawą pomiaru czasu i definicji jednostki czasu. Początkowo używano skali czasu słoneczne-

go prawdziwego i posługiwano się zegarami słonecznymi. Ponad 100 lat temu wprowadzono do astronomii i życia cywilnego średni czas słoneczny Greenwich - czas uniwersalny UT, wolny od nieregularności kąta godzinnego Słońca prawdziwego.

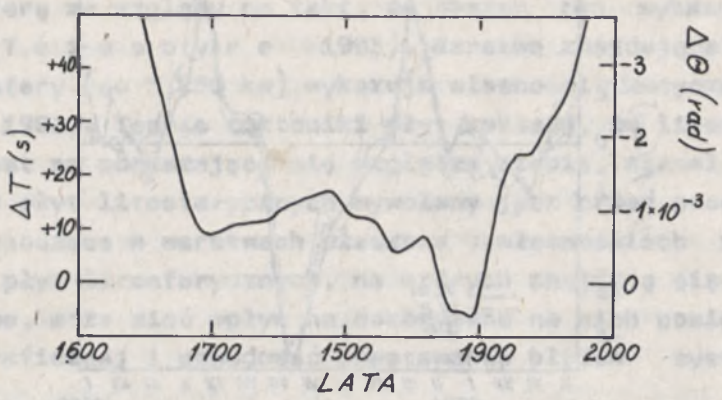
Prawie do połowy bieżącego stulecia ruch obrotowy Ziemi uważany był za zjawisko przebiegające jednostajnie, a związany z nim czas UT za upływający jednostajnie. Wprawdzie już w II połowie XIX w. zauważono systematyczne przesunięcie położenia Księżyca względem położeń przewidzianych rachunkiem teoretycznym, lecz początkowo nie wiązano tego zjawiska z zaburzeniami ruchu obrotowego Ziemi. Wykrycie podobnych systematycznych zmian w ruchu innych ciał niebieskich uzasadniło przypuszczenie, że są one wynikiem powolnego zmniejszania się szybkości obrotowej Ziemi (S p e n c e r - - J o n e s 1939, 1956). Stało się jasne, że czas wskazywany przez obracającą się Ziemię biegnie coraz wolniej, a doba wydłuża się stale średnio o 0.0016 s/100 lat.

Sezonowe zmiany szybkości obrotowej Ziemi wykryto w latach trzydziestych naszego wieku. S t o y k o (1936), analizując materiały służby czasu i wskazania zegarów wahadłowych, wykazał istnienie sezonowych zmian czasu uniwersalnego UT. Analiza danych otrzymanych po wprowadzeniu zegarów kwarcowych potwierdziła fakt istnienia sezonowych zmian czasu UT. Wprowadzenie w latach pięćdziesiątych precyzyjnych zegarów atomowych do pomiaru czasu pozwoliło na wykrycie licznych innych okresowych i nieregularnych fluktuacji szybkości obrotowej Ziemi.

Wobec wzrastającej dokładności pomiaru czasu konieczne stało się zrezygnowanie z obracającej się Ziemi jako wzorcowego zegara astronomicznego.

Za podstawową skalę czasu przyjęto w 1958 r. czas efemeryd - ET (lub ET), wyznaczany przez jednostajnie zmieniający się argument równań ruchu orbitalnego ciał Układu Słonecznego, a w 1969 r. Międzynarodowy Czas Atomowy TA (AT). Badanie zmian czasu uniwersalnego względem czasu efemeryd lub atomowego stało się równoważne wyznaczaniu zmian szybkości obrotowej Ziemi.

Analiza obserwacji zaćmień Słońca, zakryć gwiazd przez Księżyc, astrometrycznych obserwacji Słońca, Księżyca i planet doprowadziła do wyznaczenia długookresowych i wiekowych zmian czasu UT względem czasu ET. Wyrównana krzywa zmian $\Delta T = ET - UT$ wyznaczona przez M o r r i s o n a i S t e p h e n s o n a z takich obserwacji jest pokazana na rys. 1.

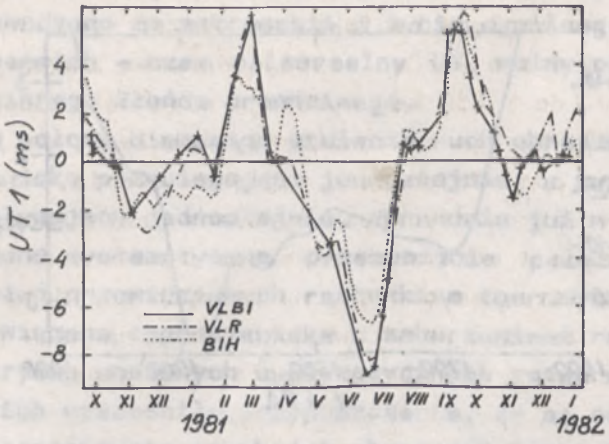


Rys. 1. Wyrównana krzywa zmian $\Delta T = ET - UT$ (do roku 1955) i $\Delta T = TAI + 32^s.184 + 1^s.821(-1.54 + 2.33T - 1.48T^2)$ (po roku 1955) - Morrison i Stephenson (1981)

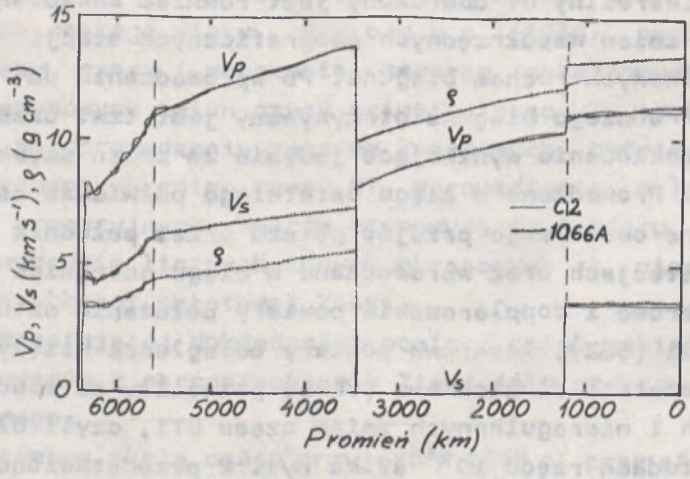
Czas uniwersalny UT obarczony jest również zakłóceniami wynikającymi ze zmian wapółrzędnych geograficznych stacji obserwacyjnych, powodowanych ruchem bieguna. Po wprowadzeniu do UTO poprawki na ruch średniego bieguna otrzymywany jest tzw. czas UT1, który zawiera zakłócenia wynikające jedynie ze zmian szybkości obrotowej Ziemi. Prowadzone w ciągu ostatniego półwiecza astrometryczne precyzyjne obserwacje przejść gwiazd przez południk na kilkudziesięciu stacjach oraz wprowadzane w ciągu ostatnich 20 lat precyzyjne laserowe i dopplerowskie pomiary położenia sztucznych satelitów Ziemi (SSZ), laserowe pomiary odległości Księżycia i radiointerferometria długich baz (VLBI) pozwoliły na zbadanie krótkookresowych i nieregularnych zmian czasu UT1, czyli długości doby, o amplitudach rzędu 10^{-4} s. Na rys. 2 przedstawiono przebiegi czasu UT1 z okresu 1980-1982 r., uzyskane z różnych technik pomiarowych.

Dla wyjaśnienia tych zaobserwowanych zmian czasu uniwersalnego, a także dla prawidłowego opisu dynamiki ruchu obrotowego naszej planety, konieczna jest informacja o procesach zachodzących w jej wnętrzu i w atmosferze.

Ziemia nie jest jednorodnym, sztywnym ciałem, lecz posiada skomplikowaną budowę wewnętrzną. Istnienie we wnętrzu Ziemi kilku, różniących się między sobą własnościami fizycznymi, warstw (skorupy, płaszcza, jądra wewnętrznego i zewnętrznego) ma decydujący wpływ na jej ruch obrotowy. Modele wnętrza Ziemi opracowywane są



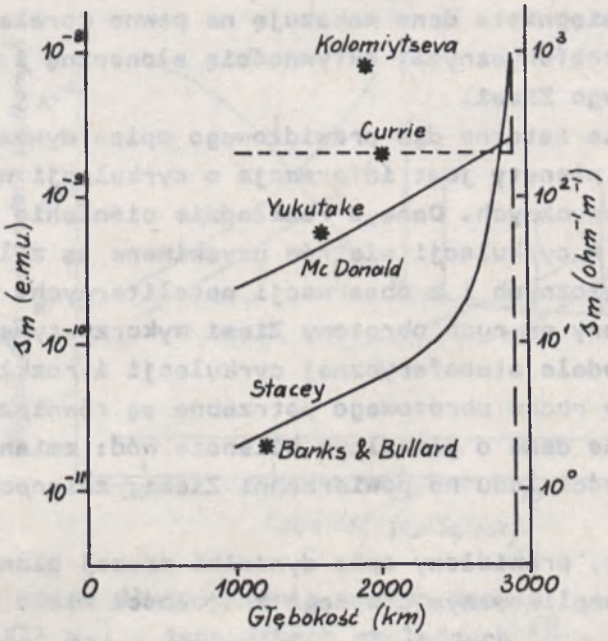
Rys. 2. Krzywa zmian UT1, porównanie rezultatów otrzymanych z różnych technik pomiarowych: BIH - astrometria, VLBI - interferometria, VLR - laserowe pomiary odległości Księżyca - R o b e r t s o n i in. (1983)



Rys. 3. Przebieg fal sejsmicznych podłużnych Vp i poprzecznych Vs oraz rozkład gęstości w płaszczu i jądrze Ziemi według modeli C_2 Anderson i Hart oraz 1066A Gilbert i Dziewoński - L a m b e c k (1980)

głównie na podstawie informacji o przebiegu fal sejsmicznych. Na rys. 3 przedstawiono przebieg prędkości sejsmicznych fal podłużnych i poprzecznych oraz rozkład gęstości w płaszczu i jądrze Ziemi w zależności od głębokości wg różnych autorów. Zasadniczo wszystkie modelowe rozkłady gęstości we wnętrzu Ziemi są zbliżone do siebie, a rozrzut wartości gęstości na odpowiednich głębokościach nie przekracza kilku procent (T e i e s e y r e 1983).

Skorupa wraz z górną częścią płaszcza (do ~100 km) nazywana jest litosferą ze względu na fakt, że obszar ten wykazuje dużą sztywność (T e i s e y r e 1983). Warstwa znajdująca się poniżej litosfery (do ~ 250 km) wykazuje własności plastyczne (T e i s e y r e 1983). Teoria tektoniki płyt zakłada, że litosfera podzielona jest na poruszające się względem siebie, niemal sztywne płyty. Ruch płyt litosferycznych wywołany jest przez procesy konwekcji, zachodzące w warstwach płaszcza o własnościach plastycznych. Ruch płyt litosferycznych, na których znajdują się stacje obserwacyjne, może mieć wpływ na dokonywane na nich pomiary szerokości geograficznej i powodować powstawanie błędów systematycznych.



Rys. 4. Model rozkładu przewodnictwa elektrycznego w dolnym płaszczu Ziemi - L a m b e c k (1980)

Nasza planeta ma pole magnetyczne, które jest sumą działania źródeł wewnętrznych w jądrze i w skorupie oraz źródeł zewnętrznych w przestrzeni pozaziemskiej. Za najbardziej prawdopodobny proces, powodujący powstawanie normalnego pola magnetycznego (o źródłach w jądrze), uważa się mechanizm dynama hydromagnetycznego. Teoria ziemskiego dynama hydromagnetycznego zakłada istnienie w ciekłym

jądrze, którego materia ma własności przewodnictwa elektrycznego, cyklicznego wytwarzania przez poruszający się strumień elektroprzewodzącej cieczy pola magnetycznego, które, z kolei powoduje ruch cieczy. Oddziaływania elektromagnetyczne, zachodzące na granicy jądra i płaszcza, mogą powodować zaburzenia ruchu obrotowego naszej planety. Dla pełnej weryfikacji i wyboru konretnego modelu oddziaływań konieczna jest dokładna znajomość warunków fizycznych, a przede wszystkim wartości przewodnictwa elektrycznego we wnętrzu Ziemi. Na rys. 4 przedstawiono wartości przewodnictwa elektrycznego, otrzymane przez różnych autorów (wg L a m b e c k a 1980).

W ostatnim dziesięcioleciu, dzięki wykorzystaniu sztucznych satelitów, uzyskano szereg informacji o procesach zachodzących w magnetosferze. Osiągnięte dane wskazują na pewne korelacje między zjawiskami magnetosferycznymi, aktywnością słoneczną i zaburzeniami ruchu obrotowego Ziemi.

Szczególnie istotna dla prawidłowego opisu dynamiki ruchu obrotowego naszej planety jest informacja o cyrkulacji wiatrów i procesach atmosferycznych. Dane o rozkładzie ciśnienia barometrycznego i zmianach w cyrkulacji wiatrów uzyskiwane są z licznych stacji meteorologicznych i z obserwacji satelitarnych. W badaniach wpływu atmosfery na ruch obrotowy Ziemi wykorzystywane są również teoretyczne modele atmosferycznej cyrkulacji i rozkładu ciśnień.

Do analizy ruchu obrotowego potrzebne są również obserwacyjne lub teoretyczne dane o globalnym bilansie wód: zmianie poziomu mórz i oceanów, ilości lodu na powierzchni Ziemi, zmianach poziomu wód gruntowych.

Reasumując, prawidłowy opis dynamiki naszej planety jest zagadnieniem skomplikowanym i wymaga znajomości wielu procesów geofizycznych.

W badaniach ruchu obrotowego Ziemi rozważane są następujące zagadnienia: ruch osi obrotu w przestrzeni, zmiany prędkości obrotowej, ruch osi obrotu w bryle Ziemi (ruch bieguna).

Dotychczas najlepiej wyjaśniono pochodzenie pierwszego z wymienionych procesów, tj. zjawiska precesji i nutacji, wywoływane przez grawitacyjne oddziaływania Księżyca i Słońca.

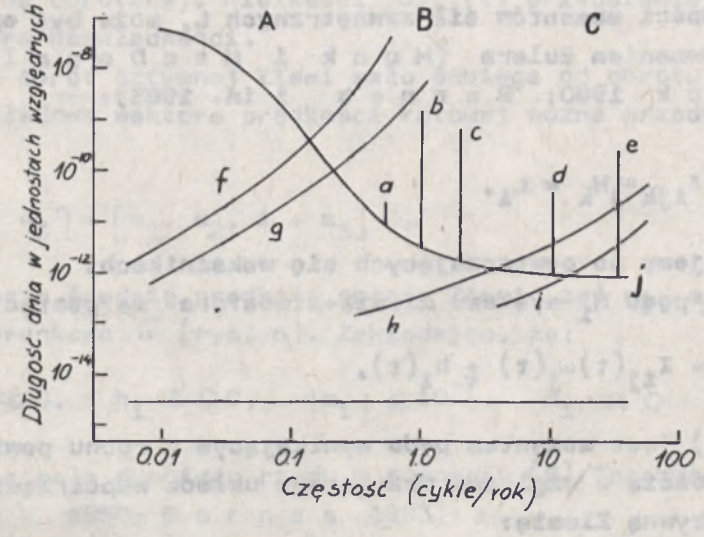
Drugie z wymienionych zjawisk, tj. zmiana prędkości obrotowej Ziemi, przejawia się jako fluktuacje długości ziemskiej doby lub czasu uniwersalnego UT, a wśród nich występują zaburzenia:

1) wiekowe, tj. wydłużanie się ziemskiej doby o 0.001-0.002 s na stulecie,

2) nieregularne zmiany UT, trwające od 10 do kilkudziesięciu lat o amplitudach 10^{-3} -10^{-2} s i krótkotrwałe od kilku do kilkunastu miesięcy o amplitudach $(1-3) \cdot 10^{-3}$ s,

3) okresowe zmiany UT, trwające od kilkudziesięciu dni do kilkudziesięciu lat i o amplitudach 10^{-4} -10^{-3} s.

Zmiany szybkości obrotowej Ziemi o okresach od 10 do kilkudziesięciu lat nazywane są oscylacjami dekadowymi. Fluktuacje dwuletnie, roczne i półroczne nazywane są sezonowymi. Oscylacje prędkości obrotowej o okresach mniejszych niż pół roku noszą nazwę krótkookresowych (rys. 5).



Rys. 5. Widmo zmian długości dnia według danych astronomicznych (od początku XIX w.) w jednostkach względnych $\frac{\delta P}{P}$ - L a m b e c k (1980). Zmiany długości dnia: A - dekadowe, B - sezonowe, C - krótkookresowe: a - dwuletnie, b - roczne, c - półroczne, d - miesięczne, e - dwutygodniowe, f - widmo błędu czasu efemeryd (B r o u w e r), g - widmo błędu czasu efemeryd (S t o y k o), h - widmo błędu czasu uniwersalnego, i - przewidywane widmo błędu radiointerferometrii, j - widmo błędu czasu atomowego

Występowanie w zmianach długości dnia fluktuacji wiekowych, dekadowych i sezonowych wiąże się z oddziaływaniem na ruch obrotowy Ziemi różnego rodzaju procesów geofizycznych. W niniejszym artykule omawiany jest wpływ niektórych z tych mechanizmów, takich jak:

cyrkulacja atmosferyczna, sprzężenie jądro-płaszcz, globalny bilans wody, aktywność słoneczna.

Trzecie z występujących w ruchu obrotowym Ziemi zjawisk, tj. zmiany położenia osi obrotu w bryle Ziemi (czyli ruch biegunów geograficznych) i ich związek z procesami geofizycznymi, zostanie omówione w dalszych częściach artykułu.

2. PODSTAWOWE RÓWNANIA

Będziemy rozważać obrót systemu sztywnej Ziemi z atmosferą z prędkością kątową ω wokół środka masy sztywnej Ziemi w układzie współrzędnych o osiach x_i ($i = 1,2,3$), skierowanych wzdłuż jej głównych osi bezwładności. Ruch obrotowy sztywnej Ziemi z atmosferą w obecności momentów sił zewnętrznych L_i może być opisany dynamicznym równaniem Eulera (M u n k i M a c D o n a l d 1960; L a m b e c k 1980; B a r n e s i in. 1983):

$$\frac{dH_i}{dt} + \varepsilon_{ijk}\omega_j H_k = L_i, \tag{1}$$

gdzie sumujemy po powtarzających się wskaźnikach.

Moment pędu H_i systemu Ziemia+atmosfera ma postać:

$$H_i(t) = I_{ij}(t)\omega_j(t) + h_i(t), \tag{2}$$

gdzie $h_i(t)$ jest momentem pędu wynikającym z ruchu powietrza i wody z prędkością $\vec{u}$ względem przyjętego układu współrzędnych związanego ze sztywną Ziemią:

$$h_i = \int_v \varrho\, \varepsilon_{ijk}\, x_j u_k dV. \tag{3}$$

Wielkość $I_{ij}(t)$ jest zależnym od czasu tensorem bezwładności:

$$I_{ij}(t) = \int_v \varrho\,(x_k x_k \delta_{ij} - x_{ij})dV, \tag{4}$$

gdzie ϱ oznacza gęstość, zaś δ_{ij} deltę Kroneckera.

Wstawiając zależność (2) do równania (1) otrzymamy (L a m b e c k 1980):

$$\frac{d(I_{ij}\omega_j + h_i)}{dt} + \varepsilon_{ijk}\omega_j(I_{kl}\omega_l + h_k) = L_i. \tag{5}$$

Zakładając, że odstępstwa od stanu niezaburzonego Ziemi (rozumianej jako bryła sztywna) są małe, tensor bezwładności można zapisać w postaci:

$$I_{ij}(t) = I_{ij} + \Delta I_{ij}(t), \tag{6}$$

gdzie wielkość I_{ij} jest tensorem bezwładności sztywnej Ziemi:

$$I_{ij} = \begin{pmatrix} A & 0 & 0 \\ 0 & A & 0 \\ 0 & 0 & C \end{pmatrix}. \tag{7}$$

C i A oznaczają tu odpowiednio biegunowy i równikowy moment bezwładności sztywnej Ziemi (zakładamy, że A = B, czyli że Ziemia jest elipsoidą obrotową). Wielkości $\Delta I_{ij}(t)$ przedstawiają zaburzenia tensora bezwładności.

Ponieważ obrót sztywnej Ziemi mało odbiega od obrotu jednostajnego, składowe wektora prędkości kątowej można przedstawić w postaci:

$$[\omega_1, \omega_2, \omega_3] = [m_1, m_2, 1 + m_3]\,\Omega, \tag{8}$$

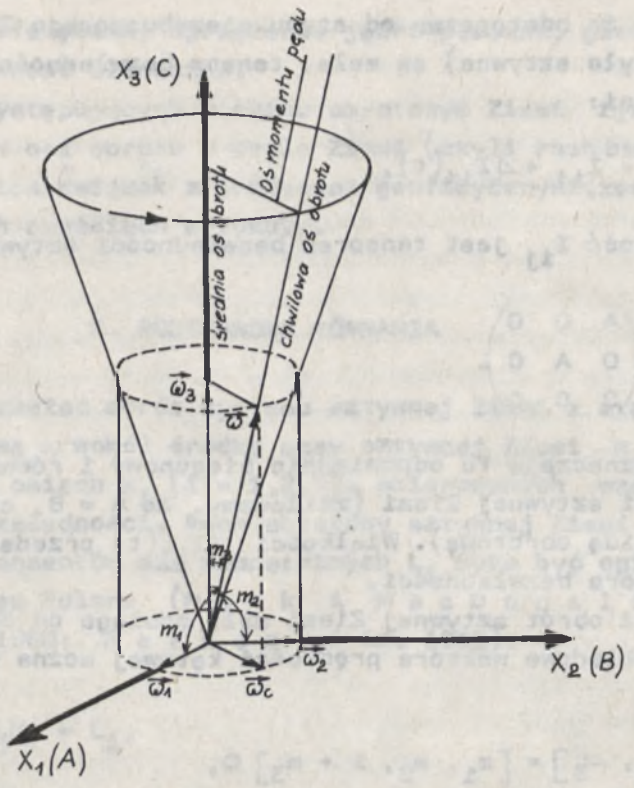
gdzie Ω oznacza średnią prędkość obrotu Ziemi, zaś m_1, m_2, $1+m_3$ - cosinusy kierunkowe $\vec{\omega}$ (rys. 6). Zakładając, że:

$$|\Delta I_{ij}| \ll C, \quad h_i \ll \Omega C, \quad |m_i| \leq 10^{-7}, \quad \dot{m}_i \ll \Omega$$

i zaniedbując małe drugiego rzędu w równaniu (5), otrzymuje się (L a m b e c k 1980; B a r n e s 1983):

$$\begin{aligned} \frac{1}{\sigma_r}\frac{dm_1}{dt} + m_2 &= \psi_2 \\ \frac{1}{\sigma_r}\frac{dm_2}{dt} - m_1 &= -\psi_1 \\ \frac{dm_3}{dt} &= \psi_3. \end{aligned} \tag{9}$$

Wielkość σ_r jest częstością Eulera nutacji swobodnej osi obrotu Ziemi. Wynosi ona $2\pi/305$, gdzie 305 jest okresem nutacji swobodnej (w dniach) teoretycznie przewidzianym przez Eulera dla sztywnej Ziemi. Funkcje ψ_i, zwane funkcjami pobudzenia, przedsta-



Rys. 6. Wektor chwilowej prędkości ruchu obrotowego: x_1, x_2, x_3 główne osie bezwładności

wiają zależność ruchu obrotowego Ziemi od wszystkich możliwych mechanizmów zaburzających. Funkcje ψ_1 i ψ_2 opisują tzw. pobudzenie (zaburzenie) ruchu biegunów geograficznych, funkcja ψ_3 opisuje pobudzenie zmian szybkości obrotowej Ziemi. Przebieg czasowy poszczególnych funkcji pobudzenia otrzymuje się w oparciu o geofizyczne dane empiryczne i teorię opisującą poszczególne ingerujące tu zjawiska geofizyczne. Uzyskane w ten sposób wartości ψ_i i obliczone z nich m_i są porównywane z otrzymanymi z danych obserwacyjnych wartościami m_i w celu sprawdzenia przyjętych teorii i modelowych lub empirycznie wyznaczonych parametrów opisujących zjawiska geofizyczne.

Układ równań (9) opisuje ruch obrotowy sztywnej Ziemi. Obrót może być wówczas przedstawiony za pomocą trzech parametrów m_i:

$$m_1 = \omega_1/\Omega, \quad m_2 = \omega_2/\Omega, \tag{10}$$

$$m_3 = \omega_3/\Omega - 1 = \delta\omega/\Omega = -P/P_0, \tag{11}$$

gdzie $P_0 = 2\pi/\Omega$ oznacza średnią długość ziemskiej doby. Składowa ω_3 chwilowej prędkości kątowej skierowana wzdłuż średniej osi obrotu przedstawia prędkość obrotu Ziemi wokół średniej osi obrotu. Składowe ω_1 i ω_2 leżące w płaszczyźnie prostopadłej do ω_3 określają położenie chwilowego bieguna. Parametry m_1 i m_2 opisują zmiany położenia chwilowego bieguna względem powierzchni Ziemi, a m_3 definiuje zmiany prędkości obrotowej Ziemi, czyli długości doby.

Rozwiązanie układu równań (9) ma postać (L a m b e c k 1980; B a r n e s i in. 1983):

$$\begin{cases} m_c(t) = e^{i\sigma rt}\left(m_{c_0} - i\sigma r \int_0^t \psi_c(\tau) e^{-i\sigma r\tau}\, d\tau \right), \\ m_3 = \psi_3 + \text{const}, \end{cases} \tag{12}$$

gdzie zastosowano zapis:

$$m_c = m_1 + i m_2 \quad \text{i} \quad \psi_c = \psi_1 + i\psi_2. \tag{13}$$

Prawe strony układu równań (9) nazywane funkcjami pobudzenia mają postać (L a m b e c k 1980):

$$\begin{aligned} \psi_1 &= \frac{\Omega^2 \Delta I_{13} + \Omega \dfrac{d(\Delta I_{23})}{dt} + \Omega h_1 + \dfrac{dh_2}{dt} - L_2}{\Omega^2 (C - A)}, \\ \psi_2 &= \frac{\Omega^2 \Delta I_{23} - \Omega \dfrac{d(\Delta I_{13})}{dt} + \Omega h_2 - \dfrac{dh_1}{dt} + L_1}{\Omega^2 (C - A)}, \\ \psi_3 &= \frac{-\Omega^2 \Delta I_{33} - \Omega h_3 + \Omega \int_0^t L_3 dt}{\Omega^2 C}, \end{aligned} \tag{14}$$

lub w zapisie zespolonym:

$$\psi_c = \frac{\Omega^2 \Delta I_c - i \dfrac{d(\Delta I_c)}{dt} + \Omega h_c - i \dfrac{dh_c}{dt} + i L_c}{\Omega^2 (C - A)}, \tag{15}$$

gdzie: $h_c = h_1 + i h_2$, $L_c = L_1 + i L_2$, $I_c = \Delta I_{13} + i \Delta I_{23}$.

Przy wyprowadzaniu równań (9) Ziemia potraktowana była jako ciało sztywne. W modelu bardziej zbliżonym do rzeczywistości należy uwzględnić sprężyste deformacje powierzchni Ziemi na skutek działania zmiennych sił odśrodkowych czy pływowych. Deformacje niejednorodnej Ziemi μ można przedstawić przez potencjał zaburzający W i tzw. liczby Love'a H(r), K(r) oraz liczbę Shida L(r) (T e i s e y r e 1983):

$$\mu_r = \frac{1}{g} \sum H_n(r) W_n,$$

$$\mu_\vartheta = \frac{1}{g} \sum K_n(r) \frac{\partial W_n}{\partial \vartheta},$$

$$\mu_\lambda = \frac{1}{g} \sum L_n(r) \frac{\partial W_n}{\sin\vartheta \, \partial\lambda},$$

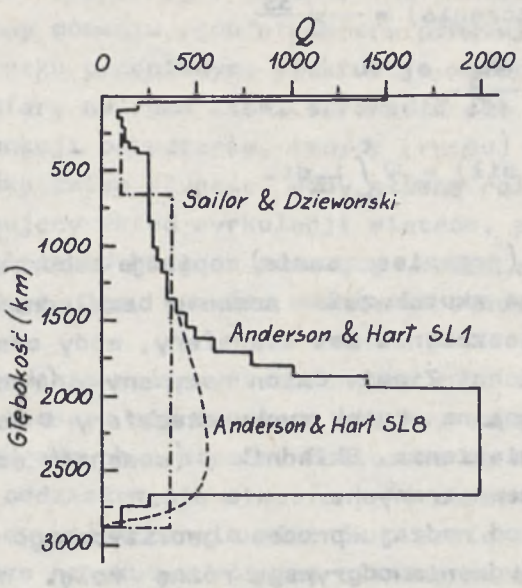
gdzie r oznacza odległość rozpatrywanego punktu od środka Ziemi.

Liczby Love'a i Shida są definiowane przez ich wartości na powierzchni $h_n = H_n(a)$, $k_n = K_n(a)$, $l_n = L_n(a)$, gdzie a oznacza promień Ziemi, natomiast teoretyczne ich wartości uzyskuje się przy założeniu prostych modeli Ziemi, np. $h = H_2(a)$, $k = K_2(a)$, $l = L_2(a)$. Liczby te zależą w ogólności od budowy wewnętrznej Ziemi, gęstości, modułów sprężystości. Po wprowadzeniu poprawek na sprężyste deformacje Ziemi w równaniach (9), częstość nutacji swobodnej Eulera należy zastąpić przez częstość $\sigma_o = 1.43\,\sigma_r$. Wartość $\sigma_o = 2\pi/(430$ dni) jest zbliżona do obserwowanej częstości nutacji swobodnej Ziemi, zwanej częstością Chandlera od nazwiska amerykańskiego astronoma, który pierwszy wyznaczył okres nutacji swobodnej sprężystej Ziemi. Zmienić również należy inne wielkości w układzie równań (9), mianowicie $h_1' = 1.43h_1$, $h_2' = 1.43h_2$, $L_1' = 1.43L_1$, $L_2' = 1.43L_2$, $\Delta I_{33}' = (1+k')\Delta I_{33}$, $k' = -0.30$.

W przypadku, gdy reakcja na działanie sił zaburzających nie jest sprężysta, należy uwzględnić efekty dysypacji energii. Wówczas częstość nutacji swobodnej ma postać $\sigma = \sigma_o(1 + 2i/Q)$. Wielkość Q jest funkcją dysypacji i może być zdefiniowana m. in. wzorem (L a m b e c k 1980):

$$Q^{-1} = (1/2\pi)\Delta E/E,$$

gdzie E oznacza maksimum energii sprężystej zgromadzonej w jednostce objętości w ciągu jednego cyklu, zaś ΔE sumę energii traconej z jednostki objętości w ciągu jednego cyklu, albo też jako:



Rys. 7. Przebieg wartości Q według sejsmicznych fal poprzecznych - L a m b e c k (1980)

$$Q^{-1} = (1/2\pi)\Delta E_k/E_k,$$

gdzie E_k jest energią kinetyczną, zaś ΔE_k zmianą energii kinetycznej w ciągu cyklu. Rysunek 7 przedstawia przebieg Q w płaszczu Ziemi według różnych autorów. Sposób wprowadzania poprawek na deformację Ziemi, jak również efektu istnienia ciekłego jądra Ziemi, może prowadzić do rozbieżności wyników otrzymywanych przez różnych autorów.

Funkcje pobudzenia opisywane wzorami (14) i (15) można rozdzielić na trzy składowe (L a m b e c k 1980):

$$\psi_i = \psi_i \text{ (przemieszczenia)} + \psi_i \text{ (ruchu)} + \psi_i \text{ (momentów sił)},$$

gdzie:

$$\psi_c \text{ (przemieszczenia)} = \frac{\Delta I_c}{C - A},$$

$$\psi_c \text{ (ruchu)} = \frac{-i\,\frac{d\Delta I_c}{dt} + h_c - \frac{i}{\Omega}\frac{dh_c}{dt}}{\Omega(C - A)},$$

$$\psi_c \text{ (momentów sił)} = \frac{iL_c}{\Omega^2(C - A)}, \qquad (16)$$

$$\psi_3 \text{ (przemieszczenia)} = \frac{-\Delta I_{33}}{C},$$

$$\psi_3 \text{ (ruchu)} = \frac{-h_3}{\Omega C},$$

$$\psi_3 \text{ (momentów sił)} = \Omega \int_0^t L_3 dt.$$

Człon nazywany ψ (przemieszczenia) opisuje zaburzenie ruchu obrotowego powstające na skutek zmian momentu bezwładności Ziemi, a wynikające z przemieszczenia mas atmosfery, wody oraz mas we wnętrzu i na powierzchni Ziemi. Człon nazywany ψ (ruchu) opisuje zaburzenie powstające na skutek ruchu atmosfery i wody względem przyjętego układu odniesienia. Składnik ψ (momentów sił) uwzględnia rolę momentów sił zewnętrznych.

W zależności od rodzaju procesu geofizycznego poszczególne rodzaje funkcji pobudzenia odgrywają różną rolę. W zagadnieniach związanych z cyrkulacją atmosferyczną wykorzystuje się funkcje pobudzenia, powstałe na skutek ruchu lub momentów obrotowych. W przypadku zjawisk takich, jak zmiany ciśnienia atmosferycznego, fluktuacje bilansu wody, trzęsienia ziemi, ruch płyt tektonicznych, rozważa się funkcje pobudzenia, powstałe na skutek przemieszczenia mas i zmiany tensora bezwładności.

3. SEZONOWE ZMIANY DŁUGOŚCI DOBY

W latach trzydziestych naszego wieku po raz pierwszy odkryto sezonowe zmiany prędkości obrotu Ziemi (S t o y k o 1936). Dokładniejsze informacje na ten temat otrzymano po wprowadzeniu atomowej skali czasu. Do sezonowych zmian długości doby zalicza się oscylacje o okresach rocznych, półrocznych i dwuletnich (rys. 5). Amplitudy wyrazów sezonowych są zmienne i wynoszą kilkadziesiątych milisekund dla półrocznych i dla rocznych składowych. Obecnie wiadomo, że najważniejszym mechanizmem generującym zmiany długości doby są sezonowe zmiany strefowej cyrkulacji wiatrów i związane z nimi fluktuacje osiowej składowej momentu pędu atmosfery h_3 (patrz równanie 3).

W przypadku badania wpływu atmosfery na prędkość ruchu obrotowego Ziemi możliwe są dwa podejścia. Pierwsze nazywane metodą bilansu momentu pędu opiera się na traktowaniu systemu Ziemia i atmo-

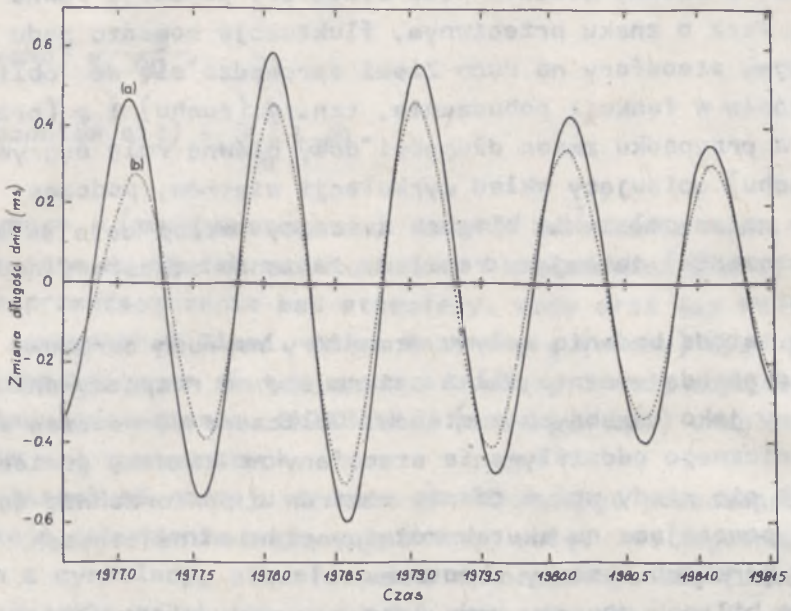
sfera jako układu odosobnionego. Momenty sił zewnętrznych są zaniedbywane, a zmiany momentu pędu atmosfery powodują równe co do wartości, lecz o znaku przeciwnym, fluktuacje momentu pędu Ziemi. Ocena wpływu atmosfery na ruch Ziemi sprowadza się do obliczenia dwóch członów w funkcji pobudzenia, tzn. ψ (ruchu) i ψ (przemieszczenia). W przypadku zmian długości doby główną rolę odgrywa,składnik ψ (ruchu) opisujący wkład cyrkulacji wiatrów, podczas gdy w przypadku zmian położenia bieguna znaczący wkład daje składnik ψ (przemieszczenia), opisujący rozkład ciśnienia atmosfery nad lądem i oceanami.

Druga metoda badania wpływu atmosfery na ruch obrotowy Ziemi nazywa się metodą momentu sił i opiera się na rozpatrywaniu Ziemi i atmosfery jako odrębnych systemów. Obliczane są wówczas momenty sił mechanicznego oddziaływania atmosfery na ziemską powierzchnię. Rozpatruje się wtedy wpływ tarcia wiatrów o powierzchnię lądów i oceanów i powstające na skutek różnicy ciśnień na stokach dużych łańcuchów górskich momenty obrotowe.

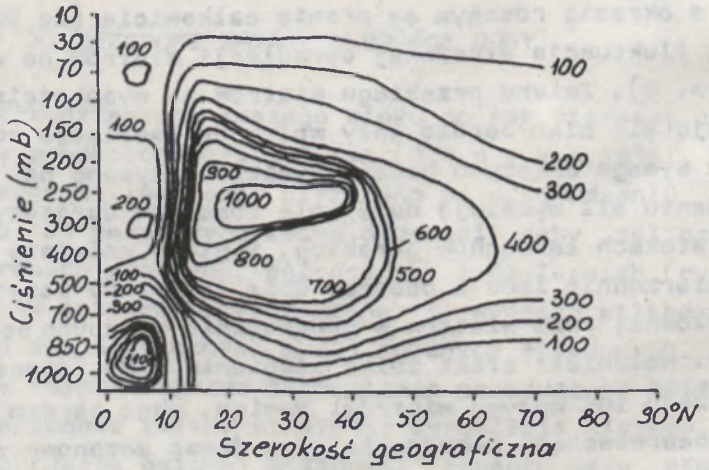
Metoda bilansu momentu pędu jest słuszna, gdy zakładamy, że moment pędu atmosfery w badanym okresie zmienia się jedynie na skutek oddziaływań mechanicznych (tarcie, ciśnienie). Obszerne porównanie obu wymienionych metod można znaleźć w pracy S i d o r e n k o v a (1968).

Z prac wykorzystujących metodę momentu pędu wynika, że sezonowe zmiany o okresie rocznym eą prawie całkowicie (do 90%) generowane przez fluktuacje strefowej cyrkulacji wiatrów na wysokości 0-30 km (rys. 8). Zmiany przebiegu wiatrów na wysokościach powyżej 30 km wydają się mieć bardzo mały wpływ na oscylacje roczne, choć proces ten wymaga dalszych badań. Wyniki otrzymane na podstawie metody momentu sił wykazują dużą rolę momentów obrotowych, powstających na stokach łańcuchów górskich, i nieco mniejszą tarcia wiatrów o powierzchnię lądu i oceanu. Obie te metody potwierdzają hipotezę o głównej roli wiatrów w generowaniu rocznych oscylacji długości doby. Natomiast efekt zmian ciśnienia atmosferycznego jest zaledwie rzędu 10% wpływu wiatrów. Pewien, choć bardzo niewielki, wkład do obserwowanego pobudzenia mogą dawać sezonowe zmiany silnych prądów oceanicznych, jednakże proces ten nie jest jeszcze dobrze zbadany. Sezonowe fluktuacje wód gruntowych mają zaniedbywalnie mały wkład do pobudzenia rocznych oscylacji długości doby. Informacje o wymienionych mechanizmach można znaleźć w pracach:L a m-

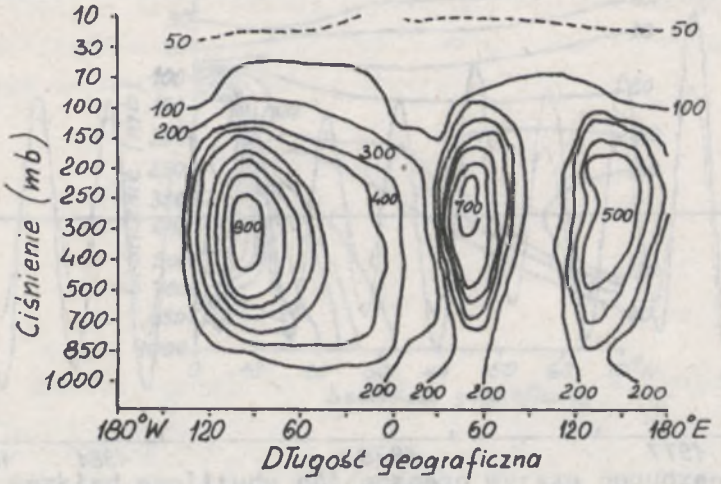
BIBLIOTEKA UNIWERSYTECKA W TORUNIU



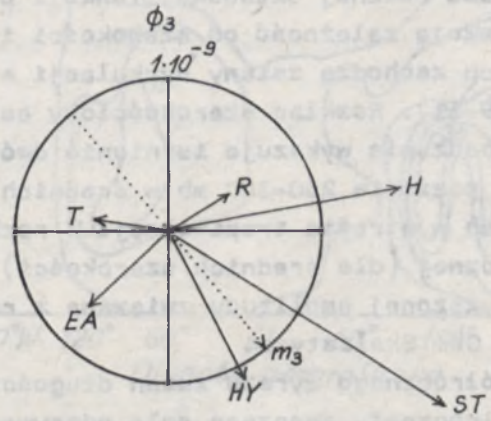
Rys. 8. Porównanie (a) przebiegu amplitudy rocznego pobudzenia według danych astronomicznych i (b) pobudzenia przez zmiany momentu pędu - E u b a n k s i in. (1983)



Rys. 9. Rozkład amplitudy rocznego wyrazu funkcji pobudzenia (w 10^{-15} m^{-1}) względem wysokości (poziom ciśnienia) i szerokościgeograficznej - H a r a (1980)

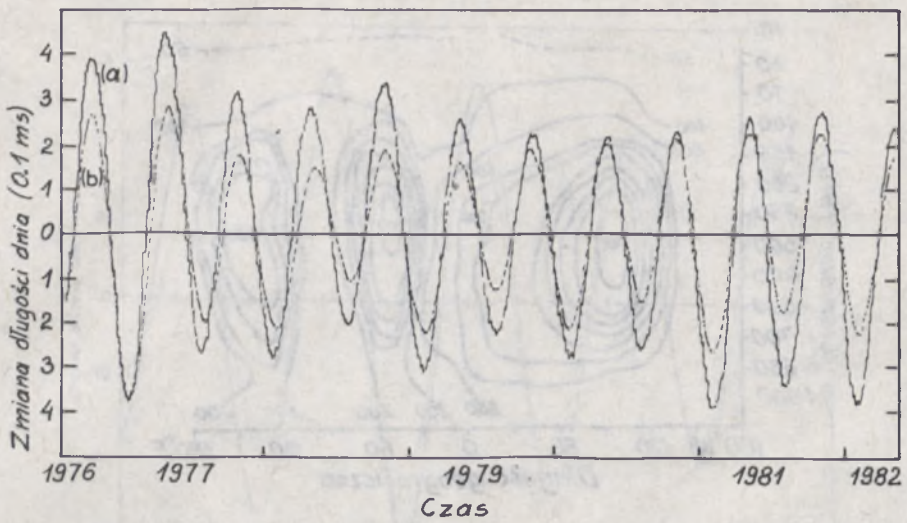


Rys. 10. Rozkład amplitudy rocznego wyrazu funkcji pobudzenia (w 10^{15} m^{-1}) względem wysokości i długości geograficznej - H a r a (1984)



Rys. 11. Diagram amplitudy i fazy wyrazu rocznego funkcji pobudzenia, 16 VIII 1965. Promień koła odpowiada jednostce względnej 1×10^{-9} - H a r a (1980). HY - rejon Himalai i Tybetu, H - zachodni rejon Gór Skalistych, R - Góry Skaliste, ST - obszar subtropikalny, EA - obszar Europy, m_3 - ω_3/Ω, T - obszar tropikalny

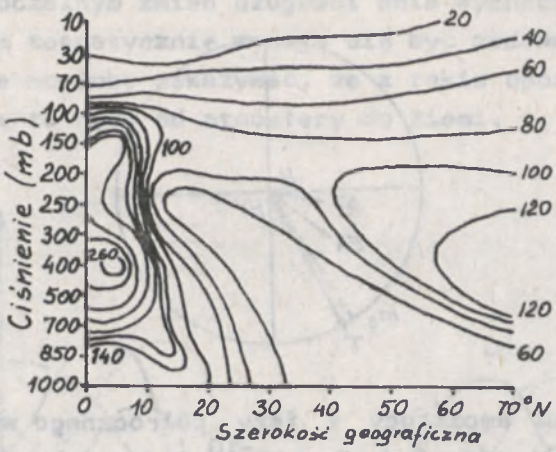
b e c k a i C a z e n a v e g o (1973, 1974, 1977), L a m b e c k a i H o p g o o d a (1981) L a m b e c k a (1980), E u b a n k s a i in. (1983), W a h r a (1983), B a r n e s a i in. (1983), H a r y (1980), H a r y i Y o k o y a m y (1984).



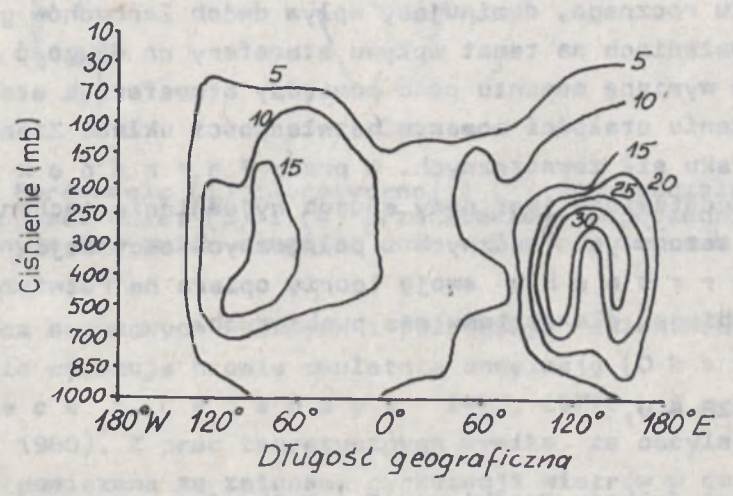
Rys. 12. Porównanie (a) przebiegu amplitudy półrocznego wyrazu pobudzenia według danych obserwacyjnych i (b) pobudzenia przez zmiany momentu pędu atmosfery - H a r a i Y o k o y a m a (1984)

Amplituda i faza rocznej składowej funkcji pobudzenia zmian długości doby wykazują zależność od szerokości i długości geograficznej, na których zachodzą zmiany cyrkulacji atmosferycznej (H a r a 1980) (rys. 9-11). Rozkład szerokościowy amplitudy rocznego wyrazu funkcji pobudzenia wykazuje istnienie dwóch regionów dużych amplitud: na poziomie 250-300 mb w średnich szerokościach i na poziomie 1000 mb w strefie tropikalnej. W rozkładzie względem długości geograficznej (dla średnich szerokości) zaznaczają się trzy obszary podwyższonej amplitudy związane z regionami Himalajów i Tybetu oraz Gór Skalistych.

W przypadku półrocznego wyrazu zmian długości dnia, podobnie jak dla składowej rocznej, znaczącą rolę odgrywa cyrkulacja strefowa wiatrów na wysokościach 0-30 km (rys. 12). Tym razem jednak znaczny wkład do pobudzenia (do 50%) dają efekty pływowe części stałej globu ziemskiego. Pewien mały wkład do zaburzenia długości doby o okresie półrocznym mogą mieć sezonowe zmiany prądów oceanicznych i wiatrów wiejących powyżej 80 km. Fluktuacje ciśnienia atmosferycznego odgrywają zaniedbywalną rolę w pobudzeniu wyrazu półrocznego. Patrz np. L a m b e c k i C a z e n a v e (1973, 1974, 1976, 1977), L a m b e c k i H o p g o o d (1981), L a m b e c k (1980), E u b a n k s i in. (1983), W a h r (1983), Bar-

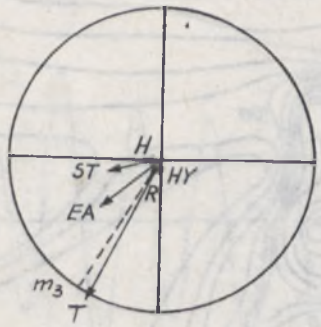


Rys. 13. Rozkład amplitudy półrocznego wyrazu pobudzenia (10^{-15} m^{-1}) względem wysokości i szerokości geograficznej - H a r a i Y o k o y a m a (1984)



Rys. 14. Rozkład amplitudy półrocznego wyrazu pobudzenia (10^{-15} m^{-1}) względem wysokości i długości geograficznej - H a r a (1980)

n e s i in. (1983), H a r a (1980), H a r a i Y o k o y a m a (1984). Podobnie jak w przypadku rocznej składowej, amplituda półrocznego wyrazu funkcji pobudzenia jest uzależniona od szerokości i długości geograficznej (H a r a 1980) (rys. 13-15). Półroczny wyraz w ψ_3 wykazuje maksimum amplitudy w obszarze tropikalnym. W przeciwieństwie do składnika rocznego, amplituda wyrazu półrocznego jest bardzo mała w strefie średnich szerokości. W rozkładzie



Rys. 15. Diagram amplitudy i fazy półrocznego wyrazu pobudzenia. Promień koła odpowiada 5×10^{-10} jednostek względnych. HY - rejon Himalai i Tybetu, H - zachodni rejon Gór Skalistych, ST - obszar subtropikalny, EA - obszar Europy, T - obszar tropikalny

amplitudy wyrazu półrocznego względem długości widać, podobnie jak w przypadku rocznego, dominujący wpływ dwóch łańcuchów górskich.

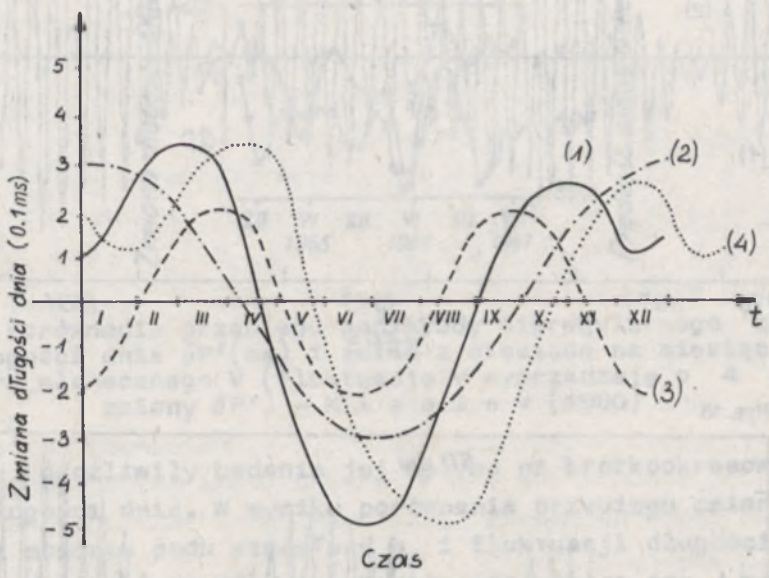
W rozważaniach na temat wpływu atmosfery na długość doby bada się zwykle wymianę momentu pędu pomiędzy atmosferą a stałą Ziemią, przy założeniu stałości momentu bezwładności układu Ziemia atmosfera i braku sił zewnętrznych. W pracy F e r r o n s k y ' e g o (1983) przedstawiony jest nowy sposób wyjaśnienia mechanizmu powstawania sezonowych (rocznych i półrocznych oscylacji długości doby). F e r r o n s k y swoją teorię opiera na rozwiązaniu równania Jacobiego dla systemu mas punktowych:

$$\frac{d^2J}{dt^2} = 2E - u, \qquad (17)$$

gdzie J jest funkcją Jacobiego, E - całkowitą energią systemu, u - potencjalną energią grawitacyjną.

Równanie to może być zredukowane do równania z jedną zmienną (F e r r o n s k y i in. 1982). W artykule F e r r o n s k y ' e g o (1983) równanie Jacobiego otrzymywane jest z równań Eulera dla atmosfery traktowanej jako gazowa otoczka planety. Następnie uzyskiwane jest rozwiązanie dla stanu zaburzonego przez strumień energii słonecznej, otrzymywanej przez Ziemię podczas ruchu po eliptycznej orbicie z uwzględnieniem nachylenia osi obrotu Ziemi do ekliptyki. Wyniki przedstawia rys. 16. Zbieżność między prze-

biegiem doświadczalnym zmian długości dnia wyznaczonym empirycznie a uzyskanym teoretycznie wydaje się być zadowalająca. Miesięczne przesunięcie mogłoby wskazywać, że z takim opóźnieniem następuje przekaz momentu pędu od atmosfery do Ziemi.



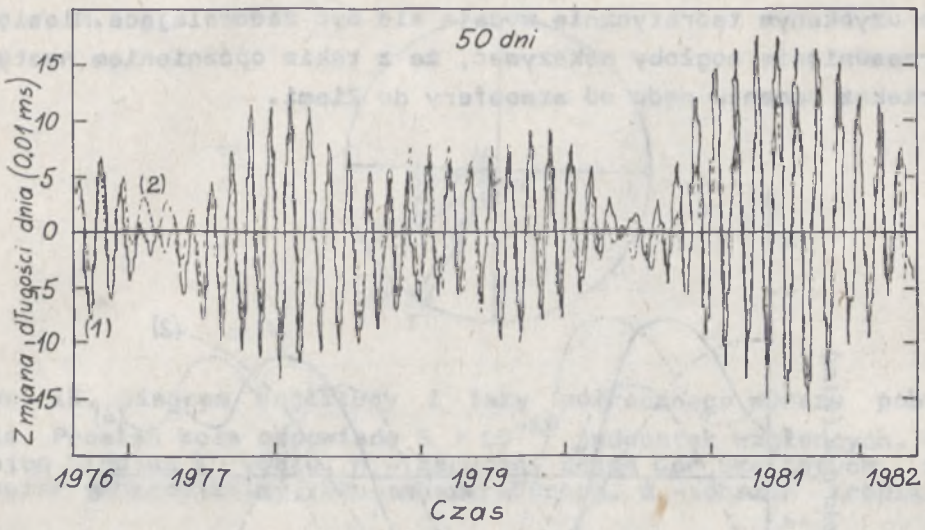
Rys. 16. Porównanie (1) teoretycznej i (2) doświadczalnej krzywej zmian długości dnia. (3) i (4) przedstawiają odpowiednio roczny i półroczny wyraz zmian długości dnia - F e r r o n s k y (1983)

Oprócz sezonowych rocznych i półrocznych zmian widmo zmian długości dnia wykazuje prawie dwuletnią oscylację (O k a z a k i 1977; L a m b e c k i C a z e n a v e 1973, 1977; L a m b e c k 1980; H a r a 1980). Z prac teoretycznych wynika, że oscylacja dwuletnia jest powiązana ze zmianami cyrkulacji wiatrów w dolnej stratosferze i górnej troposferze (L a m b e c k i C a z e n a v e 1973, 1977; L a m b e c k 1980). Potrzebne są jednak dokładniejsze informacje na temat dwuletniej cyrkulacji wiatrów w atmosferze.

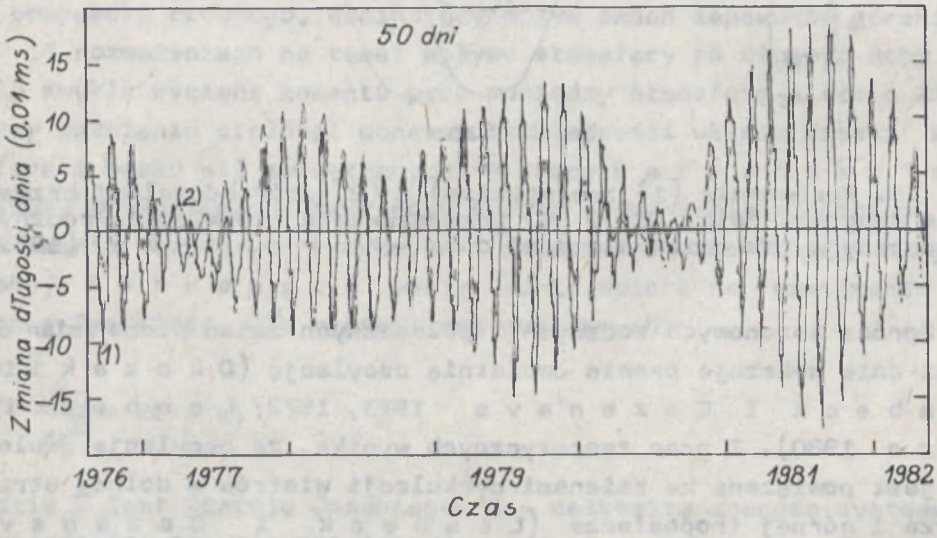
4. KRÓTKOOKRESOWE ZMIANY DŁUGOŚCI DOBY

W ostatnich latach dzięki wykorzystaniu nowych technik pomiarowych i doplerowskich obserwacji sztucznych satelitów Ziemi - SSZ,

Rys. 17

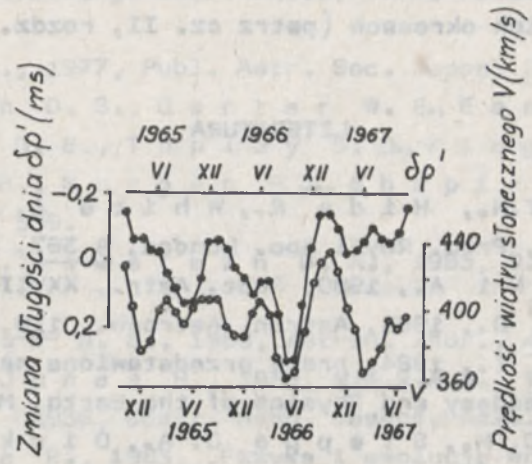


Rys. 18



Rys. 17 i 18. Porównanie krótkookresowych wyrazów zmian długości dnia według danych obserwacyjnych (1) (IMPS - rys. 17 i BIH - - rys. 18) i (2) tych samych wyrazów otrzymanych przy zał. pobudzenia przez zmiany momentu pędu atmosfery - H a r a i Y o k o y a m a (1984)

laserowych obserwacji SSZ i Księżyca, radiointerferometrii, udało się otrzymać dokładniejsze informacje na temat zmian długości doby o okresach mniejszych niż jeden rok. Wyodrębniono oscylacje o okresach 120-80, 50 dni i amplitudach rzędu 1 ms.Jednocześnie uzyskane z obserwacji SSZ dokładniejsze dane o zmianach momentu pędu



Rys. 19. Porównanie przebiegu amplitudy nieregularnego składnika zmian długości dnia $\delta P'$(ms) i zmian z miesiąca na miesiąc prędkości wiatru słonecznego V (fluktuacje V wyprzedzają o 4 miesiące zmiany $\delta P'$) - K i s e l e v (1980)

atmosfery, umożliwiły badanie jej wpływu na krótkookresowe fluktuacje długości dnia. W wyniku porównania przebiegu zmian osiowej składowej momentu pędu atmosfery h_3 i fluktuacji długości doby o okresach od 1 roku do 40 dni, okazało się, że są one generowane głównie przez atmosferę (L a m b e c k i C a z e n a v e 1974; O k a z a k i 1977; D j u r o v i c 1983; E u b a n k s i in. 1983; R o s e n i S a l s t e i n 1983; H i d e 1980; H a r a i Y o k o y a m a 1984). Rysunki 17, 18 przedstawiają porównanie przebiegu krótkookresowych zmian długości doby i momentu pędu atmosfery. Fluktuacje momentu pędu o okresach mniejszych niż rok powstają przede wszystkim w obszarze 10°-25°S i 20°-35°N (R o s e n i S a l s t e i n 1983). Prawdopodobne jest, że właśnie te regiony dają znaczący wkład do niesezonowych zmian długości dnia.

W widmie zmian długości dnia występują również nieregularne zmiany trwające kilkadziesiąt dni o amplitudach rzędu 1-3 ms. (D o m i ń s k i 1984). S i d o r e n k o v (1982a) sugeruje, że nieregularne zmiany długości doby z roku na rok, są związane z zaburzeniami ogólnego bilansu wody (woda, lód, śnieg). Próbuje się powiązać nieregularne zmiany długości dnia z przejawami aktywności słonecznej (rys. 19) (K i s e l e v 1980). Dotychczasowe badania wskazują na istnienie statystycznego związku między zmianami sło-

necznej aktywności a niesezonowymi fluktuacjami długości doby o krótkich i długich okresach (patrz cz. II, rozdz. I).

LITERATURA

Barnes R.T.H., Hide R., White A. A., Wilson C. A., 1983, Proc. Royal Soc. London, A 387, 31.

Brzeziński A., 1980, Post. Astr., XXVIII 1, 3.

Djurovic D., 1983, Astron. Astroph., 118, 26.

Domiński I., 1984, praca przedstawiona na Międzynarodowym Sympozjum Geodesy and Physics of the Earth, Magdeburg, GDR.

Eubanks J. M., Steppe J. A., Dickey J.O., Callaham P. S., 1983, praca przeznaczona do J.G.R.

Ferronsky S. V., 1983, Cel. Mech., 30, 71.

Ferronsky V. I., Denisik S. A., Ferronsky S. V., 1982, Cel. Mech., 27, 285.

Hara T., 1980, Publ. Int. Latit. Obs. Mizusawa, 14, 45.

Hara T., Yokoyama K., 1984, praca przedstawiona na Międzynarodowym Sympozjum Space Techniques for Geodynamics, Sopron, Hungary.

Hide R., Birch N. T., Morrison L.V., Shea D.J., White A. A., 1980, Nature, 286, 114.

Kiselev W. M., 1980, „Nierawnomiernost sutocznogo wraszczenija Ziemli", Nauka, Nowosibirsk.

Lambeck K., 1980, "The Earth's Variable Rotation. Geophysical Causes and Consequences", Cambridge Univ. Press.

Lambeck K., Cazenave A., 1973, Geophys. J. R. Astr. Soc., 32, 79.

Lambeck K., Cazenave A., 1974, Geophys. J. R. Astr. Soc., 38, 49.

Lambeck K., Cazenave A., 1976, Geophys. J. R. Astr. Soc., 46, 555.

Lambeck K., Cazenave A., 1977, Phil. Trans. R. Soc. London, A 284, 495.

Lambeck K., Hopgood K., 1981, Geophys. J. R. Astr. Soc., 64, 67.

Morrison L. V., Stephenson F. R., 1981, Proc. of the 56-th IAU Colloquium, Warsaw.

Munk W. H., MacDonald G.J.F., 1960, "The Rotation of

the Earth", Cambridge Univ. Press, lub „Wraszczenije Ziemli", 1964, Mir.

Okazaki S., 1977, Publ. Astr. Soc. Japan, 29, 619.

Robertson D. S., Carter W. E., Eanes R. J., Schutz B. E., Tapley B. D., King R. W., Langley R. B., Morgan P. J., Shapiro I. I., 1983, Nature, 303, 509.

Rosen R. D., Salstein D. A., 1983, J. Geophys. Res., 88, 5451.

Sidorenkov N. S., 1968, Astron. Zhur., 45, 382.

Spencer-Jones H., 1939, M.N.R.A.S., 99, 541.

Stoyko N., 1936, Compt. Rend. Seances Acad. Sci., 203, 29.

Teisseyre R., 1983, „Fizyka i ewolucja wnętrza Ziemi", PWN, Warszawa.

Wahr J. N., 1983, Geophys. J. R. Astr. Soc., 74, 451.

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 1-2

STRUKTURA OBSZARU AKTYWNEGO W KORONIE SŁONECZNEJ

Część I

OBSERWACJE RENTGENOWSKIE OBSZARÓW AKTYWNYCH

G R A Ż Y N A B R O M B O S Z C Z

Instytut Astronomiczny Uniwersytetu Wrocławskiego

СТРУКТУРА АКТИВНОЙ ОБЛАСТИ В СОЛНЕЧНОЙ КОРОНЕ

Часть I

РЕНТГЕНОВСКИЕ НАБЛЮДЕНИЯ АКТИВНЫХ ОБЛАСТЕЙ

Г. Бромбощ

С о д е р ж а н и е

Обсуждается современное знание об активной области в солнечной короне. В I части рассматривается проблему структуры и динамики рентгеновских петлей в активной области.

THE STRUCTURE OF THE CORONAL SOLAR ACTIVE REGION

Part I

X-RAY OBSERVATIONS OF THE SOLAR ACTIVE REGIONS

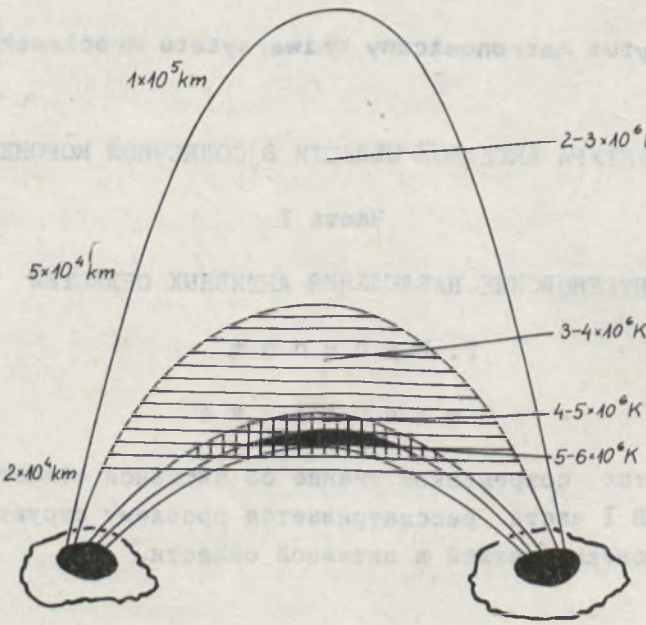
S u m m a r y

In this paper the results of a study of the solar coronal active regions are presented. The structure, temporal variations and stability of the solar X-ray loops are discussed.

---

1. WSTĘP

Modele obszaru aktywnego, jakie wyprowadzano na podstawie obserwacji promieniowania rentgenowskiego, wiązały się ściśle ze zdolnością rozdzielczą instrumentów, za pomocą których otrzymywano obrazy obszaru. P a r k i n s o n (1973) wykorzystując obserwacje z OSO V o rozdzielczości przestrzennej 1' przedstawił model, w którym obszar składa się z gorącego, gęstego jądra o temperaturze (5-6) × 10^6K, otoczonego przez chłodniejszą materię o mniejszej gęstości (rys. 1). W miarę zwiększania zdolności rozdziel-



Rys. 1. Model Parkinsona (1973) obszaru aktywnego

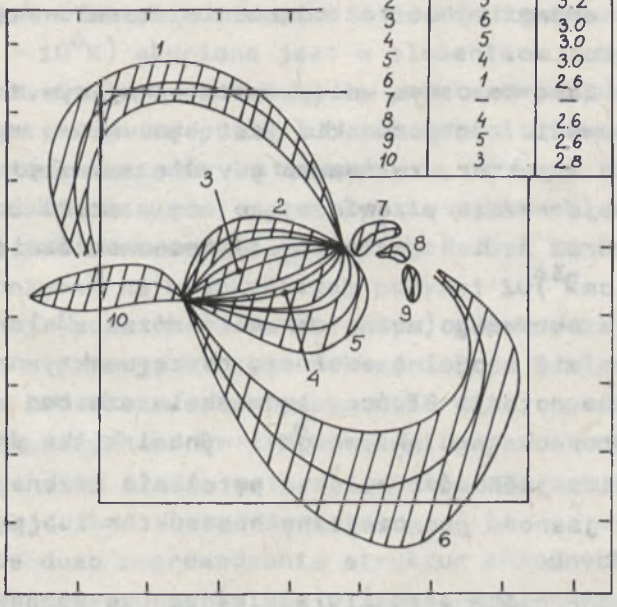
czej instrumentów struktury, które przedtem na obrazach obszarów aktywnych były dyfuzyjne, okazało się, że miały pętle oraz łuki. V a i a n a (1973), dysponując obrazami o większej przestrzennej rozdzielczości aniżeli Parkinson, wyróżnił na obrazach obszaru aktywnego pętle, które otaczały gorące jądro. Były one rozciągłymi strukturami o niższej temperaturze i gęstości aniżeli jądro, które znajdowało się poniżej tych pętli.

W późniejszych pracach zauważono również ścisły związek między kształtem struktur koronalnych a rurami pola magnetycznego w obszarze aktywnym, które otrzymywano przez ekstrapolację pól fo-

toseferycznych. Stwierdzono również, że emisja promieniowania rentgenowskiego z tych struktur jest tym większa, im silniejsze jest pole magnetyczne oraz im bardziej jest ono skomplikowane.

P y e i in. (1978), dysponując obserwacjami obszaru aktywnego o rozdzielczości przestrzennej 2" × 2" uzyskanymi na Skylabie teleskopem promieniowania rentgenowskiego, badali strukturę tego obszaru. Instrument był czuły na obecność materii o temperaturach wyższych od 1.5×10^6K. Na podstawie strumieni zarejestrowanych w tym obszarze przez dwa różne filtry autorzy określili temperaturę uśrednioną wzdłuż linii widzenia dla każdego punktu obszaru. Otrzymali, że badany obszar aktywny składał się z szeregu struktur pętlowych, przy czym temperatura tych pętli uśredniona wzdłuż promienia widzenia jest prawie stałe dla pojedynczej pętli i zmienia się od pętli do pętli w wąskim przedziale temperatur od 2.8×10^6 do 3.2×10^6K. Gorące pętle $(3.0\text{-}3.2) \times 10^6$K znajdowały się niżej i miały mniejsze rozmiary aniżeli chłodniejsze (2.6×10^6-3.0 10^6K), które tworzyły rozciągłe struktury i sięgały wyżej (rys. 2).

Nr pętli	Ne $10^9 cm^{-3}$	Te 10^6K
1	1	2.8
2	5	3.2
3	6	3.0
4	5	3.0
5	4	3.0
6	1	2.6
7	—	—
8	4	2.6
9	5	2.6
10	3	2.8



Rys. 2. Obraz obszaru aktywnego uzyskany na podstawie wysokorozdzielczych (2") obserwacji w promieniowaniu rentgenowskim. Dla poszczególnych pętli w tabeli podano temperatury i gęstości elektronowe

Wszystkie modele obszaru aktywnego, jakie wyprowadzano na podstawie obserwacji o różnej przestrzennej rozdzielczości, są w ramach osiągniętej rozdzielczości ze sobą zgodne - materia gorąca była skupiona niżej i charakteryzowała się większą gęstością elektronową aniżeli materia chłodniejsza otaczająca gorącą składową i rozciągająca się do większych wysokości.

Tak więc wszystkie obserwacje obszarów aktywnych wykonane ze Skylaba z dużą rozdzielczością przestrzenną wskazywały na istnienie w promieniowaniu rentgenowskim (jak również ultrafioletowym) struktur pętlowych. Pozwoliło to autorom wielu późniejszych prac dotyczących struktury obszaru aktywnego (m.in. R o s n e r i in. 1978) na wyciągnięcie wniosków, że korona w promieniowaniu rentgenowskim ma struktury pętlopodobne i jeżeli nie wykryto takiej struktury (np. dla jasnych punktów koronalnych) to tylko dlatego, że zdolność rozdzielcza teleskopów jest obecnie za mała.

Na podstawie obrazów obszarów aktywnych uzyskanych w promieniowaniu rentgenowskim można stwierdzić, że istnieją następujące prawidłowości dla tej emisji:

1) gęstość energii plazmy koronalnej jest odwrotnie skorelowana z typową skalą rozmiarów emitujących struktur,

2) gęstość energii jest też odwrotnie skorelowana z wiekiem emitujących struktur.

Następnym, dość istotnym wnioskiem wynikającym z obserwacji pętli w promieniowaniu rentgenowskim jest stosunkowo wąski przedział temperatur tych struktur, zwłaszcza gdy się uwzględni fakt, że struktury te mają rozmiary zawierające się w szerokim przedziale (10^8-10^{10} cm) oraz że ich gęstości elektronowe różnią się znacznie (10^8-10^{10} cm^{-3}).

Dla obszaru aktywnego można określić różne skale czasowe - jedna z nich wiąże się z ogólną ewolucją obszaru aktywnego, a jej miarą jest okres rotacji Słońca; inna skala czasowa mierzy czas życia podstruktur obszaru aktywnego i wynosi kilka dni. Może być tak, że całkowita jasność kompleksu pętel nie zmienia się istotnie, natomiast jasność poszczególnych struktur lub pętli wykazuje zmienność.

H o o d i P r i e s t (1979) sądzą, że można wyróżnić pięć morfologicznych typów pętli:

1) łączące poszczególne obszary aktywne między sobą (interconnecting loops); ich długość zmienia się od 2×10^9 do 70×10^9 cm,

temperatura jest zawarta w przedziale (2-3) $\times 10^6$K, a gęstość elektronowa wynosi 10^8 cm^{-3},

2) znajdujące się poza obszarem aktywnym (quiet region loops) o długości takiej jak opisany wyżej typ, lecz o niższej temperaturze (1.5 $\times 10^6$-2.1 $\times 10^6$K) i gęstościach (2-10) $\times 10^8$ cm^{-3};

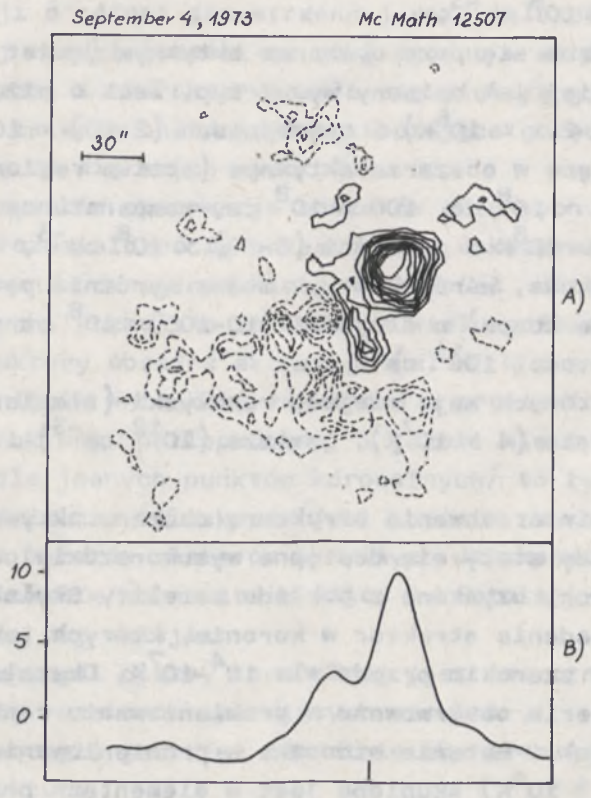
3) istniejące w obszarze aktywnym (active region loops) o długościach od 10 $\times 10^8$ do 100 $\times 10^8$ cm, temperaturze w przedziale 2.2 $\times 10^6$-2.8 $\times 10^6$K i gęstości (5-50) $\times 10^8$ cm^{-3},

4) rozbłyskowe, wśród których można wyróżnić pętle porozbłyskowe (postflare loops) o długości (10-100) $\times 10^8$ cm i temperaturze 4 $\times 10^6$K i gęstości 10^{11} cm^{-3} oraz

5) te, w których mają miejace rozbłyski (simple flare loops), które są gorętsze (4 $\times 10^7$K), gęstsze (10^{12} cm^{-3}) i krótsze (5×10^8-50 $\times 10^8$ cm).

Wielkie zainteresowanie strukturą obszaru aktywnego zaczęło się wówczas, gdy stały się dostępne wysokorozdzielcze obrazy obszarów aktywnych, uzyskana z pokładu satelity Skylab. Obrazy te pozwoliły na badanie struktur w koronie, których temperatura zawierała się w szerokim przedziale 10^4-10^7K. Okazało się wówczas, że zarówno materia obserwowana w promieniowaniu rentgenowskim ($T > 1 \times 10^6$K), jak i materia widoczna w promieniowaniu ultrafioletowym (10^6K $> T > 10^4$K) skupiona jest w elementach przypominających pętle oraz łuki. Stwierdzono więc, że podstawowymi elementami struktury obszaru aktywnego są pętle lub ich części. Ponadto obserwacje ultrafioletowe obszarów aktywnych na brzegu tarczy Słońca (wschód lub zachód obszarów) wykazały, że pętle chłodne osięgają duże wysokości nad chromosferą (do 10^5 km). Był to dość nieoczekiwany wynik, ponieważ na wysokościach powyżej 10^4 km temperatura korony spokojnej (poza obszarem aktywnym) przekracza 1.5 $\times 10^6$K (różni autorzy otrzymują w granicach od 1.5 do 2 mln stopni). Oznaczałoby to, że nad obszarem aktywnym w koronie, oprócz materii o temperaturach wyższych od 2 $\times 10^6$K, skupionej w strukturach pętlowych, istnieje duża ilość materii o temperaturach takich, jakie ma warstwa przejściowa chromosfera-korona.

Szczególnie duże nagromadzenie struktur chłodnych ($10^5 < T < 10^6$K), tworzących tzw. pióropusze (plume), zaobserwowano nad plamami słonecznymi. Natomiast pętle gorące (obserwowane w promieniowaniu rentgenowskim) na obrazach obszaru aktywnego były skupione przede wszystkim między obszarami magnetycznymi o przeciwnej polarności lub między plamami.



Rys. 3. A) Mapa składowej podłużnej fotosferycznego pola magnetycznego obszaru aktywnego. Kontury pola są prowadzone co 100 Gs. Pola ujemne są zaznaczone linią przerywaną. B) Rozkład temperatury jasnościowej (w dowolnych jednostkach) obszaru aktywnego uzyskany na podstawie obserwacji na fali 2.8 cm

Tymczasem obserwacje radiowe obszaru aktywnego uzyskane z dużą rozdzielczością przestrzenną (5") w przedziale mikrofalowym wskazywały na całkowicie inny rozkład temperatur jasnościowych niżby wynikał ze struktury w promieniowaniu rentgenowskim oraz ultrafioletowym - maksimum temperatury jasnościowej na większości obrazów radiowych (F e l l i i in. 1977) przypadało nad plamami ($T_b > 1 \times 10^6$K), natomiast temperatura jasnościowa promieniowania z części korony rozciągającej się nad obszarami znajdującymi się między polami magnetycznymi o przeciwnej polarności spadała poniżej 1×10^6K (rys. 3). Tak więc obraz obszaru aktywnego obserwowanego

w promieniowaniu radiowym różnił się zasadniczo od obrazu obszaru na zdjęciach rentgenowskich i ultrafioletowych. Należy jednak podkreślić, że ta niezgodność mogłaby się okazać całkowicie pozorna, gdyby uwzględnić fakt, że wielu autorów wskazujących na nią wybierało do analiz „charakterystyczne" obserwacje zarówno radiowe jak i ultrafioletowe, które ponadto zazwyczaj nie dotyczyły tego samego obszaru aktywnego.

W artykule postaram się wskazać na te fakty wynikające z obserwacji, które pozwoliłyby ową pozorną niezgodność między obserwacjami w różnych dziedzinach promieniowania wykluczyć i w rezultacie uzyskać zgodność między strukturą obszaru aktywnego a obrazem tego obszaru w promieniowaniu radiowym, rentgenowskim oraz ultrafioletowym. Dość dużo miejsca postaram się poświęcić dynamice obszaru aktywnego (zmianom zachodzącym w obszarze), obserwowanego jednocześnie w promieniowaniu rentgenowskim oraz ulatrafioletowym z dużą rozdzielczością czasową (S h e e l e y 1980; C h u n g - -C h i e h C h e n g i in. 1980) oraz próbować wyjaśnić skale czasowe tych zmian.

2. PĘTLE RENTGENOWSKIE W OBSZARZE AKTYWNYM

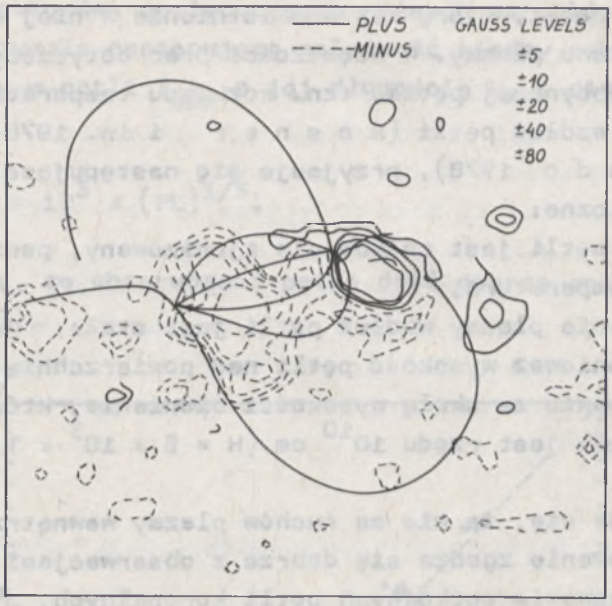
Obecnie wiadomo, że obszar aktywny w promieniowaniu rentgenowskim składa się z szeregu magnetycznie kontrolowanych struktur o różnej skali. W wielu pracach (P o l e t t o i in. 1975; P y e i in. 1978) badano związek między kształtem koronalnych struktur a ekstrapolowanym na duże wysokości w koronie podłużnym polem fotosferycznym. Ekstrapolację prowadzono przy założeniu pola potencjalnego i okazało się, że w wielu przypadkach związek ekstrapolowanych pól z koronalnymi strukturami nie był określony jednoznacznie, zwłaszcza dla wielkoskalowych struktur.

W obserwacjach ze Skylaba obszaru aktywnego (K r i e g e r i in. 1976) znaleziono wiele struktur emitujących promieniowanie rentgenowskie, które nie zgadzały się z ekstrapolowanym polem fotosferycznym przy założeniu, że jest ono potencjalne (current free). Natomiast w pracy P o l e t t o i in. (1975) wykazano, że istnieje dość dobry związek między kształtem struktur rentgenowskich a ekstrapolowanym polem fotosferycznym, przy założeniu pola potencjalnego. Wydaje się jednak, że polem potencjalnym można przybliżyć jedynie ogólny kształt struktur emitujących promieniowanie rent-

genowskie, natomiast należałoby uwzględnić pole niepotencjalne dla wyjaśnienia odchylenia tych struktur od pola potencjalnego. Powstaje więc problem, czy morfologiczne zmiany obserwowane w pętlach rentgenowskich odpowiadają zmianom względnej jasności tych struktur, czy też zmianom leżących niżej pól fotosferycznych. P o l e t t o i in. (1975) sądzą, że mamy raczej do czynienia ze zmianą temperatury i gęstości elektronowej materii zawartej wewnątrz rur magnetycznych aniżeli ze zmianą ogólnej konfiguracji pola magnetycznego. Obecnie można uważać za przekonywujące, że emisja promieniowania rentgenowskiego układa się wzdłuż rur magnetycznych, lecz jak te pola w koronie otrzymać z pól fotosferycznych (potencjalne czy niepotencjalne), tego dokładnie nie wiadomo. Sądzi się więc, że obserwacje rentgenowskie obszaru aktywnego mogłyby być testem pozwalającym rozstrzygnąć, z jakim polem mamy do czynienia w obszarze aktywnym w koronie słonecznej. Kształt obserwowanych struktur mógłby wskazywać, jak należy ekstrapolować pole magnetyczne w fotosferze, aby otrzymać pole magnetyczne w koronie.

Pojawienie się pętli rentgenowskich w obszarze aktywnym jest uzależnione od tego, czy konfiguracja pola magnetycznego w koronie oraz jego natężenie będą sprzyjały powstaniu takich struktur. Pozostaje jednak do rozwiązania problem stabilności tych pętli. Pętle rentgenowskie charakteryzują się stosunkowo długim czasem życia, który wynosi dla poszczególnych struktur od kilku godzin do kilku dni. Aby mogły one tak długo istnieć, wymagany jest ciągły dopływ energii mechanicznej. Ponadto struktura oraz natężenie pola magnetycznego nie może zmieniać się istotnie w czasie równym czasowi życia tych pętli. Problem stabilności termicznej pętli rentgenowskich będzie omówiony dokładniej w dalszej części tego rozdziału.

Gdy porówna się obrazy obszaru aktywnego uzyskane w promieniowaniu rentgenowskim z magnetogramami dla tego obszaru to okazuje się, że istnieje dość wyraźny związek między poszczególnymi strukturami obserwowanymi w promieniowaniu rentgenowskim, a strukturami pola magnetycznego. Najgorętsze pętle rentgenowskie (3×10^6-5×10^6K) odpowiadają rurom pola magnetycznego (magnetic flux tubes), które łączą elementy pola magnetycznego o przeciwnej polarności bipolarnego obszaru aktywnego, przy czym natężenie pola w tych elementach jest duże. Pętle te osiągają stosunkowo niewielkie wysokości w koronie (2×10^4-4×10^4 km) i dlatego na obrazach ob-



Rys. 4. Składowa podłużna fotosferycznego pola magnetycznego obszaru aktywnego. Na mapę naniesiono pętle rentgenowskie tego obszaru otrzymane przez P y e ' a i in. (1978) na podstawie analizy wysokorozdzielczych filtrogramów w promieniowaniu X

szaru aktywnego widocznego na tarczy Słońca są to krótkie struktury. Natomiast chłodniejsze pętle rentgenowskie (2×10^6-3×10^6K) odpowiadają rurom pola magnetycznego łączącym elementy tego pola o mniejszym natężeniu, przy czym często jeden koniec rury znajduje się w jednej z biegunowości bipolarnego pola magnetycznego, a drugi w elemencie pola magnetycznego znajdującym się poza obszarem aktywnym. Pętle te osiągają duże wysokości w koronie (10^5 km) i na obrazach obszaru aktywnego na tarczy odpowiadają im długie struktury rentgenowskie. Związek między strukturą obszaru aktywnego widoczną w promieniowaniu rentgenowskim a strukturą pola magnetycznego tego obszaru w fotosferze jest pokazany na rys. 4 pochodzącym z pracy P y e ' a i in. (1978).

3. MODELE TEORETYCZNE DLA POJEDYNCZEJ PĘTLI OBSZARU AKTYWNEGO

Ponieważ poszczególne struktury pętlowe w obszarze aktywnym, obserwowane w promieniowaniu rentgenowskim, mogą pozostawać nie

zmienione przez kilka godzin, a nawet dni, wielu autorów zaproponowało model pętli, który zakłada istnienie w niej względnie stacjonarnego stanu plazmy. W większości prac dotyczących określenia struktury pojedynczej pętli, tzn. rozkładu temperatury i gęstości elektronowej wzdłuż pętli (R o s n e r i in. 1978; E m s l i e i M a c h a d o 1978), przyjmuje się następujące założenia i warunki graniczne:

1) gaz w pętli jest całkowicie zjonizowany, ponieważ panuje tam wysoka temperatura,

2) ciśnienie plazmy wzdłuż pętli jest stałe; jest to realne założenie, ponieważ wysokość pętli nad powierzchnią Słońca jest mała w porównaniu ze skalą wysokości ciśnienia, która dla temperatur koronalnych jest rzędu 10^{10} cm ($H = 5 \times 10^3 \times T$, gdzie T jest temperaturą),

3) zakłada się, że nie ma ruchów plazmy wewnątrz pętli ($v = 0$), które to założenie zgadza się dobrze z obserwacjami w promieniowaniu rentgenowskim spokojnych pętli koronalnych,

4) przy podstawie pętli ($z = 0$) znika gradient temperatury, a więc również strumień przewodnictwa,

5) znika również strumień przewodnictwa w wierzchołku pętli ($z = z_{max}$),

6) pętla jest symetryczna względem wierzchołka.

Rozkład temperatury i gęstości elektronowej w pętli jest określony przez bilans energii:

$$\frac{dF_c}{dz} + E_H = E_{Rad}, \qquad (1)$$

gdzie F_c jest strumieniem przewodnictwa, E_H odpowiada zewnętrznemu grzaniu pętli (np. dyssypacji fal akustycznych, magnetohydrodynamicznych), E_{Rad} reprezentuje straty promieniste. Pętle rentgenowskie będą się znajdowały w równowadze hydrostatycznej, gdy jest spełnione:

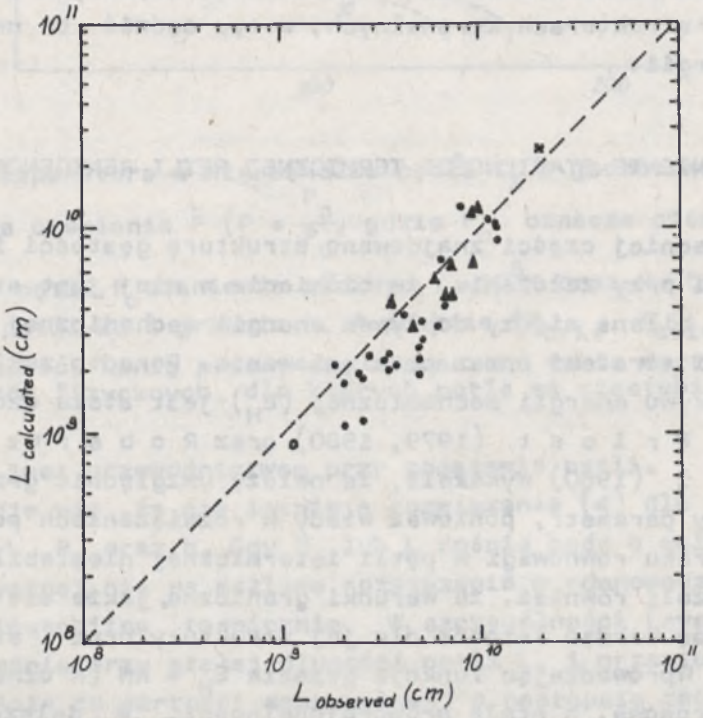
$$z\,(T_{max}) = z_{max} \qquad (2)$$

Odchylenia od tego stanu prowadzą (wg R o s n e r a i in. 1978) do niestabilnej konfiguracji pętlowej. Konsekwencją tego stanu może być chłodząca się i kolapsująca ku dołowi pętla obserwowana w promieniowaniu EUV (dla tych pętli obserwuje się ruchy ku „nogom" pętli).

Dla pętli stabilnych pozostających w równowadze hydrostatycznej większość autorów, pomimo często różnych warunków granicznych i założeń, otrzymała następującą zależność między maksymalną temperaturą plazmy w pętli T_{max} a jej długością L, i ciśnieniem plazmy P:

$$T_{max} = 1.1 \times 10^3 \times (PL)^{1/3}. \qquad (3)$$

Okazuje się, że obserwowane pętle dość dobrze spełniają tę zależność (rys. 5).



Rys. 5. Porównanie obserwowanej długości struktur koronalnych z rozmiarami policzonymi ze wzoru (3) dla pętli o takim ciśnieniu P i temperaturze T, jak obserwowane. Dane dotyczące parametrów fizycznych struktur pętlowych wzięto z prac: M a x s o n i V a i a n a 1977 (oznaczone krzyżykami); L a n d i n i i in. 1975 oraz P y e i in. 1978 (wypełnione kółka); P a l l a v i c i n i i in. 1977 (puste trójkąty)

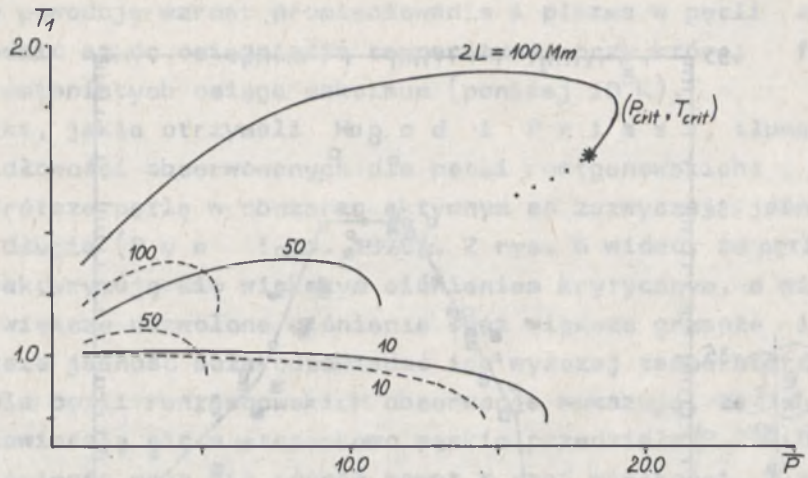
C r a i g i in. (1978) badali wpływ postaci funkcji nagrzewania pętli (E_H) na jej strukturę i okazało się, że struktura temperatury i gęstości w pętli jest niezależna od przyjętego mechanizmu nagrzewania plazmy. Natomiast E m s l i e i M a c h a-

d o (1979) badali modele pętli w zależności od stosunku strat przez przewodnictwo cieplne do strat przez promieniowanie (f) oraz od parametru α określającego postać funkcji grzania E_H ($E_H = N^{\alpha}$, gdzie N oznacza gęstość elektronową). Autorzy ci otrzymali, że na podstawie obserwacji można sądzić o procesach dominujących w bilansie energii oraz o postaci funkcji nagrzewania (α). Uwzględnienie efektów grawitacji oraz przyjęcie, że powierzchnia przekroju pętli zmienia się wzdłuż pętli (V e s e c k y i in. 1979) nie wpłynęło w sposób istotny na otrzymaną strukturę pętli i autorzy sądzą, że dopiero na podstawie wysokorozdzielczych obserwacji (ok. 20 km) będzie można wnioskować o warunkach fizycznych i procesach istotnych w strukturach koronalnych, w tym sądzić o mechanizmie dopływu energii.

4. ZAGADNIENIE STABILNOŚCI TERMICZNEJ PĘTLI RENTGENOWSKICH

W poprzedniej części znajdowano strukturę gęstości i temperatury w pętli przy założeniu, że ciśnienie w niej jest stałe oraz że istnieje bilans między dopływem energii mechanicznej a przewodnictwem i stratami przez promieniowanie. Ponadto zakładano, że funkcja dopływu energii mechanicznej (E_H) jest stała wzdłuż pętli. H o o d i P r i e s t (1979, 1980) oraz R o b e r t s i F r a n k e n t h a l (1980) wykazali, że należy uwzględnić grzanie jako dodatkowy parametr, ponieważ wtedy w rozwiązaniach pojawia się możliwość braku równowagi w pętli i termicznej niestabilności. Autorzy ci wskazali również, że warunki graniczne, jakie się przyjmuje dla pętli, są bardzo istotne dla jej struktury oraz stabilności termicznej. Wprowadzając funkcję grzania $E_H = hN$ (N oznacza gęstość elektronową, h stałą proporcjonalności, w dalszej części utożsamianą z grzaniem w pętli), stwierdzili oni, że zarówno struktura temperatury w pętli T(z), jak i temperatura w jej wierzchołku T_1 zależą od długości pętli L, ciśnienia przy podstawie pętli P_o oraz grzania h:

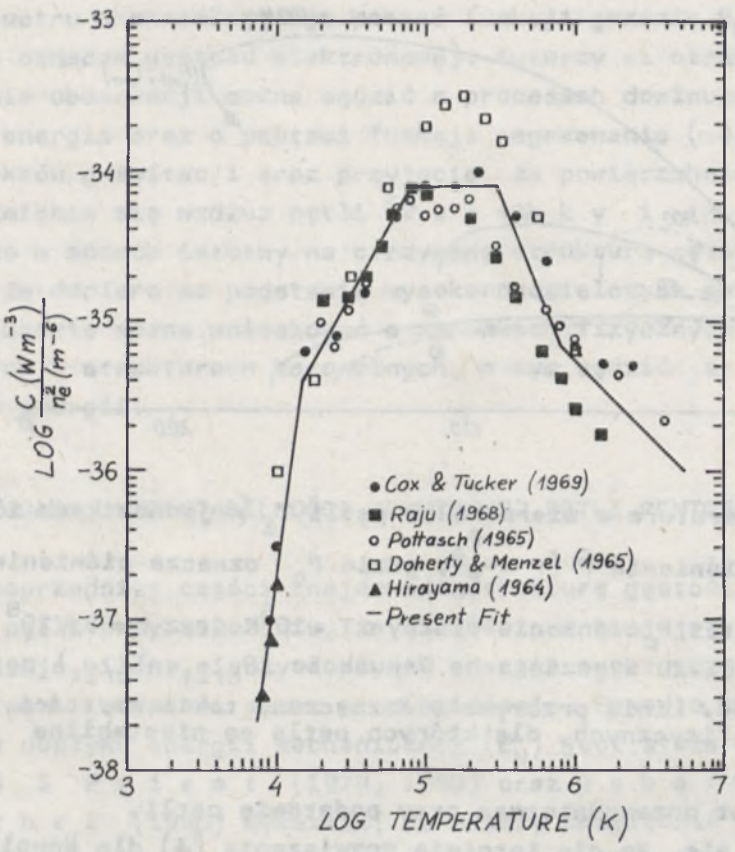
$$T_1 = T_1 (L, P_o, h) \quad \text{lub}$$
$$T_1 = T_1 (L, F_o, h) \quad \text{lub} \qquad (4)$$
$$T_1 = T_1 (L, F_o, P_o),$$



Rys. 6. Temperatura w wierzchołku pętli T_1 (w jednostkach 10^6K) jako funkcja ciśnienia $\bar{P}$ ($P = \frac{P_o}{P_c}$, gdzie P_o oznacza ciśnienie przy podstawie pętli, P_c ciśnienie plazmy o $T = 10^6$K oraz $N = 5 \times 10^8$ cm^{-3}), długości pętli 2L i grzania h. W punkcie (P_{crit}, T_{crit}) pętla traci stabilność. Linią przerywaną zaznaczono takie wartości parametrów fizycznych, dla których pętle są niestabilne

gdzie F_o jest przewodnictwem przy podstawie pętli.

Okazuje się, że nie istnieją rozwiązania (4) dla dowolnych parametrów L, P_o oraz h. Gdy P_o lub L rośnie bądź h maleje do wartości krytycznej, nie są możliwe rozwiązania w równowadze i pętla staje się niestabilna termicznie. W szczególności (rys. 6), gdy ciśnienie rośnie przy stałej długości pętli L, i grzaniu h, wówczas $T_1(P)$ rośnie do wartości maksymalnej, a następnie zaczyna maleć do wartości krytycznej T_{crit}, przy której pojawia się niestabilność termiczna pętli. Plazma się chłodzi (wzdłuż linii przerywanej na rys. 6) i osiąga nową równowagę poniżej 10^5K. Wartości T_{crit} oraz P_{crit} dla pętli zależą od jej długości oraz od jej grzania h. Im większe jest grzanie pętli, tym większa jest wartość ciśnienia krytycznego P_{crit}, przy którym pojawia się niestabilność pętli. Niestabilność termiczna pętli może pojawić się także wtedy, gdy pętla jest rozciągana (zwiększa się jej długość) przy stałym ciśnieniu oraz grzaniu. Z rys. 6 wynika, że trzecią możliwością prowadzącą do utraty stabilności jest zmalenie grzania w pętli przy stałej jej długości oraz ciśnieniu.



Rys. 7. Zależność funkcji strat promienistych od temperatury dla optycznie cienkiej plazmy. Krzywa ciągła odpowiada wynikom uzyskanym przez H i l d n e r a (1974). Oznaczenia danych pochodzących od innych autorów pokazano na rysunku

P r i e s t (1978) sugerował, że istnieje możliwość pojawienia się termicznej niestabilności pętli wówczas, gdy jest ona rozciągana lub gdy rośnie jej ciśnienie. Efektem utraty równowagi termicznej przez pętle „gorące" obserwowane w promieniowaniu rentgenowskim może być pojawienie się pętli „chłodnych" obserwowanych w promieniowaniu ultrafioletowym (F o u k a l 1976; L e v i n i W i t h b r o e 1976), ponieważ poniżej temperatury 10^5K plazma w pętli może osiągnąć stan tzw. chłodnej równowagi.

Zarówno możliwość pojawienia się niestabilności termicznej pętli, jak również możliwość pojawienia się drugiego stanu równowagi poniżej temperatury 10^5K jest wynikiem zależności funkcji strat

promienistych od temperatury (rys. 7). Małe lokalne zmalenie temperatury powoduje wzrost promieniowania i plazma w pętli zaczyna się chłodzić aż do osiągnięcia temperatury, przy której funkcja strat promienistych osiąga maksimum (poniżej 10^5K).

Wyniki, jakie otrzymali H o o d i P r i e s t, tłumaczą wiele prawidłowości obserwowanych dla pętli rentgenowskich:

1) Krótsze pętle w obszarze aktywnym są zazwyczaj jaśniejsze aniżeli długie (P y e i in. 1978). Z rys. 6 widać, że pętle krótsze charakteryzują się większym ciśnieniem krytycznym, a więc mogą mieć większe dozwolone ciśnienia oraz większe grzanie i stąd ich większa jasność może odpowiadać ich wyższej temperaturze.

2) Dla pętli rentgenowskich obserwacje wskazują, że ich temperatury zawierają się w stosunkowo wąskim przedziale $(2.2\text{-}2.8)\times 10^6$K, a ich ciśnienia mogą się różnić nawet o rząd wielkości. Z rys. 6 widać, że dla pętli w równowadze dozwolony jest wąski przedział temperatur i stosunkowo szeroki przedział ciśnień.

Dla pętli w obszarze aktywnym wymagane jest stosunkowo duże grzanie (charakteryzują się one dość wysokimi temperaturami), natomiast dla pętli poza obszarem aktywnym (mniejsze T_e oraz N_e) grzanie jest mniejsze.

W części II tej pracy zostaną przedstawione wyniki obserwacji w promieniowaniu ultrafioletowym oraz na falach radiowych obszarów aktywnych w koronie słonecznej.

LITERATURA

C h u n g - C h i e h C h e n g, S m i t h Jr J. B., T a n d b e r g - H a n s s e n E., 1980, Solar Phys., 67, 259.

C o x D. P., T u c k e r W. H., 1969, Astrophys. J., 157, 1157.

C r a i g I.J.D., M c C l y m o n t A. N., U n d e r w o o d J. H., 1979, Astron. Astrophys., 70, 1.

D o h e r t y L. R., M e n z e l D. H., 1965, Astrophys. J., 141, 251.

E m s l i e A. G., M a c h a d o M. E., 1979, Center of Aetrophys. Preprint Series No 1034.

F e l l i M., P o l e t t o G., T o f a n i G., 1977, Solar Phys., 51, 65.

F o u k a l P. V., 1976, Astrophys. J., 210, 575.

H i l d n e r E., 1974, Solar Phys., 35, 123.

Hirayama T., 1964, Publ. Astron. Soc. Japan, 16, 105.
Hood A. W., Priest E. R., 1979, Astron. Astrophys., 77, 233.
Hood A. W., Priest E. R., 1980, Astron. Astrophys., 87, 126.
Krieger A. S., Feiter L. D., Vaiana G. S., 1976, Solar Phys., 47, 117.
Landini M., Monsignori-Fossi B. C., Krieger A. S., Vaiana G. S., 1975, Solar Phys., 44, 69.
Levin R. H., Withbroe G. L., 1977, Solar Phys., 51, 83.
Maxson C. W., Vaiana G. S., 1977, Astrophys. J., 215, 919.
Pallavicini R., Serio S., Vaiana G. S., 1977, Astrophys. J., 216, 108.
Parkinson H., 1973, Solar Phys., 28, 487.
Poletto G., Vaiana G. S., Zombeck M. V. Krieger A. S., Timothy A. F., 1975, Solar Phys., 44, 83.
Pottasch S. R., 1965, Bull. Astron. Inst. Neth., 18, 7.
Priest E. R., 1978, Solar Phys., 58, 57.
Pye J. P., Evans K. D., Hutcheon R. J., Gerrasimenko M., Davis J. M., Krieger A. S., Vesecky J. F., 1978, Astron. Astrophys., 65, 123.
Raju P. K., 1968, M.N.R.A.S., 138, 479.
Roberts B., Frankenthal S., 1980, Solar Phys., 68, 103.
Rosner R., Iucker W. H., Vaiana G. S., 1978, Astrophys. J., 220, 643.
Sheeley Jr N. R., 1980, Solar Phys., 66, 79.
Vaiana G. S., Krieger A. S., Timothy A.F., 1973, Solar Phys., 32, 81.
Vesecky J. F., Antiochos S. K., Underwood J. H., 1978, Stanford Univ. Inst. for Plasma Res., Report No 740.

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 1-2

ZWIĄZEK PÓŁCIENIA I CIENIA GRUP PLAM SŁONECZNYCH

J A N M E R G E N T A L E R

Instytut Astronomiczny Uniwersytetu Wrocławskiego

(Otrzymano 24 czerwca 1985 r.)

S t r e s z c z e n i e - Dla 2000 grup plam słonecznych policzono stosunek powierzchni półcienia (S_p) do powierzchni cienia (S_u). Średnia wartość stosunku została prześledzona w okresie od 1972 do 1981 r. Stosunek ten skorelowany jest z całkowitą powierzchnią plam w grupach typu J, zaś nie jest skorelowany dla typu E.

СВЯЗЬ ПЛОЩАДЕЙ ТЕНИ И ПОЛУТЕНИ ГРУПП СОЛНЕЧНЫХ ПЯТЕН. Я. М е р г е н т а л е р. С о д е р ж а н и е - Для 2000 групп солнечных пятен получено отношение площади полутени (S_p) и тени (S_u). Показано, что S_p/S_u уменьшается для всех классов групп с года 1972 до 1981. Отношение S_p/S_u зависит от площади $S_p + S_u$ для групп класса J, но не зависит для групп класса E.

ON THE PRENUMBRA/UMBRA RATIO OF THE SUNSPOT GROUPS. S u m m a r y - The ratio of the area of prenumbra (S_p) to the area of umbra (S_u) for 2000 sunspot groups are calculated. The mean values of this ratio for all types of groups and its variation with time are given. The area ratio is correlated with total area for the J type groups, but there exists no similar correlation for the E groups.

Cechą charakterystyczną plam słonecznych jest występowanie dość wyraźnej granicy pomiędzy ciemnym centralnym obszarem zwanym cieniem i otaczającym go jaśniejszym półcieniem. Granica ta wyraźniejsza jest zresztę przy obserwacjach wizualnych i pomiarach na kliszach fotograficznych niż w opracowaniach fotometrycznych na choćby tychże samych kliszach. W dokładniejszych fotometrycznych opracowaniach granica ta jest mniej wyraźna. W ogólnych jednak zestawieniach powierzchni całkowitej plam, lub osobno cienia i półcienia, wyróżnia się bardzo wyraźnie oba te obszary plam słonecznych tak, jak widzi obserwator wprost na Słońcu czy na kliszy. Tak więc w statystycznych rozważaniach na temat powiązania powierzchni cienia i półcienia przyjmuje się, że oba te obszary są wyraźnie odgraniczone. Oczywiście może to prowadzić do systematycznych błędów, jak to się dalej okaże, ale jeżeli chce się cokolwiek na ten temat powiedzieć, nie ma innego wyjścia, jak oparcie się na jakimś możliwie jednolitym ciągu obserwacji.

Zagadnieniem tym zajmował się przed ponad pół wiekiem N i c h o l s o n (1933) i następnie W a l d m e i e r (1939). Autorowie ci badali pojedyncze plamy, przede wszystkim takie, dla których można było zakładać, że stosunek promieni wystarczająco określa stosunek powierzchni, co występuje wtedy, gdy plama jest okrągła, a więc cień jest kołem, a półcień kołowym pierścieniem. W a l d m e i e r ograniczył się więc tylko do promieni, N i c h o l s o n wyraził także ogólną ocenę powierzchni podając, że cień zajmuje na ogół 0,175 całkowitej powierzchni plamy. Po przeliczeniu danych W a l d m e i e r a i N i c h o l s o n a okazało się, że wyniki ich obliczeń są zbliżone. Oznaczmy przez S_p powierzchnię półcienia, a przez S_u powierzchnię cienia, wtedy z danych N i c h o l s o n a wynika, że stosunek $S_p/S_u = 4{,}71$. Podobny wynik uzyskał także W a l d m e i e r, zresztą dla znacznie mniejszej ilości plam niż N i c h o l s o n, bowiem tylko dla ok. 100, podczas gdy ten ostatni opracował dane dla ok. 1000 plam.

Zarówno z pracy N i c h o l s o n a jak i W a l d m e i e r a wynika, że rozrzut wartości tego stosunku jest ogromny, ale na ogół nie aż tak duży, by można przypuszczać, że ocena wielkości stosunku powierzchni dwóch obszarów plamy jest nierealna.

Jeżeli na podstawie pomiarów średnic okrągłych plam pojedynczych otrzymuje się dość zgodne wyniki z różnych danych, można pokusić się o ocenę, jak wygląda ten stosunek powierzchni nie na podstawie pomiarów liniowych i nie dla plam pojedynczych, ale dla ich grup. Tym zagadnieniem zajmuję się w dalszym ciągu tego szkicu. Rozpatrzę przy tym nie tylko średnią wartość stosunku S_p/S_u, ale także jego wartość dla poszczególnych typów grup oraz zmiany w zależności od fazy cyklu aktywności.

Wartości powierzchni cienia i półcienia grup plam zaczerpnąłem z publikacji Osservatorio Astronomico di Roma pt. „Solar Phenomena". Wykorzystałem dane z lat 1975-1982. Autorka zestawień, dr Maria Torelli, podaje w odpowiednich rubrykach całkowite powierzchnie grup ($A_H = S_p + S_u$) oraz powierzchnie cienia ($A'_H = S_u$) przeliczone na jednostki powierzchni półkuli słonecznej. Niestety, pogoda w Rzymie nie bywała stale dobra, gdyż w wielu miesiącach podawano obserwacje dla niewielu dni. Wykorzystałem ok. 3000 wartości S_p/S_u dla ok. 2000 grup plam. Według „Solar Phenomena" podano oprócz wielkości powierzchni grup także ilości w nich plam oraz typ grupy. Typy podano według dawnej klasyfikacji A, B, C, D, E, F, G, H, J, dlatego też w dalszych rozważaniach używam tego systemu oznaczeń typu grupy.

Przy korzystaniu z rzymskich publikacji natrafiłem na pewną oryginalną trudność. Stosunek S_p/S_u jest dwukrotnie większy poczynając od 1 VII 1981 r. w porównaniu z danymi z lat poprzednich. Otrzymuje się mianowicie średnią wartość:

$$\bar{S}_p/\bar{S}_u = 1{,}726$$

dla danych od 1 I 1975 do 1 VII 1981 oraz:

$$\bar{S}_p/\bar{S}_u = 3{,}643$$

dla obserwacji po 1 VII 1981. Po opracowaniu osobno obserwacji wcześniejszych do 1 VII 1981 r. i późniejszych od tej daty okazało się, że można zredukować te pierwsze na skalę obserwacji z ostatniego okresu i że nie wpływa to na wyniki

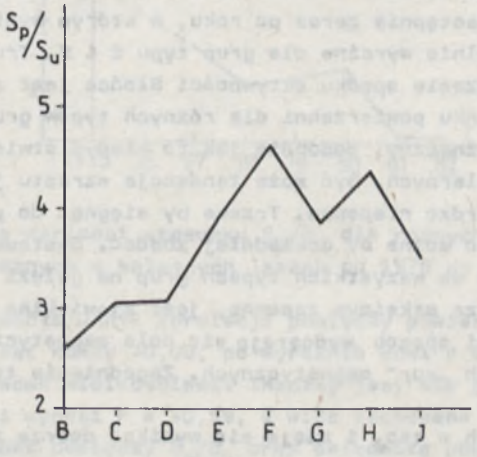
statystyki. Pomnożono więc wszystkie wartości stosunku powierzchni półcienia do cienia przed lipcem 1981 r. przez 2,11, redukując w ten sposób te obserwacje do skali ostatnio stosowanej w „Solar Phenomena". Przyczyny takiej nagłej zmiany skali pomiarów powierzchni plam słonecznych w Rzymie nie udało mi się wyjaśnić. Zapewne zastosowano inną metodę obserwacji.

Powodem wzrostu stosunku powierzchni może być albo zwiększony pomiar całkowitej powierzchni, albo zmniejszony rozmiar cienia, niezależnie od rzeczywistych zmian. Zjawisko to występuje np. dość wyraźnie dla grup typu J, średnia wartość powierzchni cienia maleje od 1980 do 1982 r. z wielkości 37 do 33, więc raczej niewiele, wzrasta natomiast znacznie całkowita powierzchnia, bo prawie półtora raza od 99 do 150. Zapewne bardziej ostra granica pomiędzy cieniem i półcieniem niż między półcieniem i niezakłóconą fotosferą jest przyczyną zwiększenia powierzchni całkowitej przy zwiększeniu dokładności pomiarów.

Tabela 1

Typ	B	C	D	E	F	G	H	J
S_p/S_u	2,60	2,78	3,04	3,87	4,60	3,85	4,32	3,50
n	15	301	559	478	133	357	407	1232

W celu zbadania, jak zmienia się stosunek powierzchni półcienia do cienia, wyliczono średnie jego wartości dla poszczególnych typów grup plam słonecznych. Wyniki podano w tab. 1 i na rys. 1. W tabeli i na rysunku pominięto typ A grup słonecznych plam, gdyż w ciągu 8 lat tylko kilkakrotnie był on notowany. Niewiele więcej było także ocen typu B, bo tylko 15. Jak widać z wykresu, udział pół-



Rys. 1. Średnie wartości stosunku powierzchni półcienia do powierzchni cienia (S_p/S_u) dla typów grup plam słonecznych, B do J

cienia jest wyraźnie zmienny i zależy od stadium rozwoju grupy plam. Wynika to zresztę z samej klasyfikacji, ze sposobu ustalenia typów grup i jest zgodne z ich opisem, charakteryzującym ilość i jakość plam w grupach w kolejnych stadiach

rozwoju. Można by uważać, że trafne jest ustalenie typów grup plam słonecznych, będące raczej jakościowym opisem i że ilościowa próba charakterystyki potwierdza użyteczność jakościowego opisu.

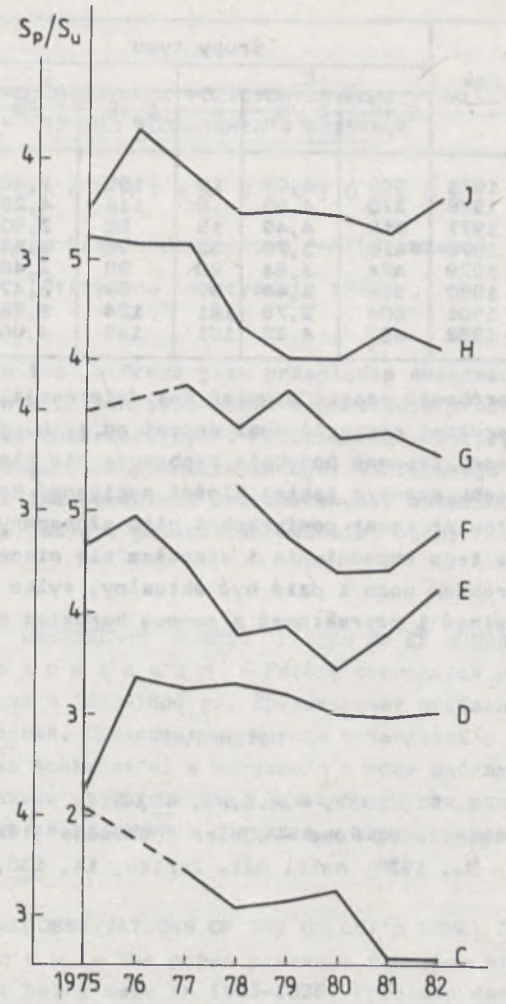
Poza próbą ilościowego sprecyzowania jakościowego opisu typu grup plam słonecznych dokonano wyliczenia średnich wartości stosunku S_p/S_u dla każdego typu oddzielnie i osobno dla każdego roku. Te średnie roczne wartości dla poszczególnych typów podano w tab. 2 i na rys. 2. Pominięto typ B, gdyż liczba obserwowa-

Tabela 2

Rok	C		D		E		F		G		H		J	
	S_p/S_u	n	S_p/S_u	n	S_p/S_u	n	S_p/S_u	n	S_p/S_u	n	S_p/S_u	n	S_p/S_u	n
1975	4,09	15	2,22	23	4,64	14	-		3,99	19	5,21	16	3,48	52
1976	-		3,35	14	4,68	8	-		-		5,15	28	4,28	47
1977	3,46	20	3,25	27	4,49	14	-		4,24	28	5,15	22	3,90	35
1978	3,06	45	3,29	51	3,78	36	5,23	12	3,82	42	4,35	48	3,44	138
1979	3,16	48	3,23	73	3,84	80	4,71	18	4,18	70	4,03	76	3,48	243
1980	3,25	82	3,00	101	3,44	99	4,39	21	3,71	65	4,01	52	3,46	235
1981	2,56	73	2,99	151	3,78	119	4,43	43	3,76	70	4,32	66	3,27	212
1982	2,55	38	3,03	122	4,22	101	4,77	54	3,54	63	4,13	99	3,62	270

nych grup tego typu, jak wyżej wspomniano, była zbyt mała. Jest rzeczą ciekawą, że najwięcej zaobserwowano grup typu J (w sumie 1232), co świadczyłoby o najdłuższym trwaniu tego typu, zgodnie z licznymi innymi dobrze znanymi ocenami. Niewiele obserwowano grup typu F, gdyż tego rodzaju grupy zaczęły się pojawiać dopiero blisko maksimum w 1978 r., a najliczniej występowały w 1982 r., a więc już po maksimum aktywności. Ogólny wniosek, jaki można wyciągnąć z tab. 2, byłby ten, że w omawianym okresie 8 lat udział półcienia na ogół maleje u wszystkich grup i wzrasta następnie zaraz po roku, w którym wystąpiło maksimum aktywności, co jest specjalnie wyraźne dla grup typu E i F. Trudno powiedzieć, czy ten efekt wzrostu w czasie spadku aktywności Słońca jest realny. Błąd średni rocznych wartości stosunku powierzchni dla różnych typów grup jest rzędu 30% wartości, a więc bardzo znaczny, podobnie jak to kiedyś stwierdził N i c h o l s o n dla grup regularnych. Być może tendencja wzrostu jest realna, choć liczbowa wielkość jest bardzo niepewna. Trzeba by sięgnąć do późniejszych lat, wtedy zapewne to zjawisko można by dokładniej zbadać. Systematyczne zmniejszanie się udziału półcienia we wszystkich typach grup na gałęzi wstępującej cyklu aktywności, i jeszcze tuż za maksimum zapewne, jest zjawiskiem realnym. Być może wynika to z tego, w jaki sposób wydostają się pola magnetyczne ponad fotosferę lub z kształtu pierwotnych „rur" magnetycznych. Zagadnienie to wymagałoby jednak dokładniejszej analizy.

Z danych zawartych w tab. 1 zdaje się wynikać dobrze znany fakt, że wielkość półcienia jest funkcją wielkości cienia. Wzrost stosunku S_p/S_u wraz z zaawansowanym typem grup, a więc ze wzrostem powierzchni, mówi o tym dość wyraźnie. A jednak nie jest to wniosek słuszny. Żeby to sprawdzić, przeliczyłem średnie wielkości powierzchni całkowitych i stosunku półcienia do cienia dla różniących się od siebie znacznie grup typu E i typu J dla lat 1975-1982. Wyniki podaję w tab. 3, a wnioski z danych w niej zawartych byłyby następujące:



Rys. 2. Średnie roczne wartości stosunku S_p/S_u dla różnych typów grup plam słonecznych w kolejnych latach od 1975 do 1982

Dla grup typu E współczynnik korelacji pomiędzy powierzchnią całkowitą i stosunkiem powierzchni jest równy +0,08, co wyraźnie mówi o braku jakiegokolwiek związku między tymi dwoma wielkościami. Inaczej jest dla grup typu J. Dla nich współczynnik korelacji wynosi r = +0,59, a więc zachowana jest, niezbyt zresztę ściśle, proporcjonalność pomiędzy S_p/S_u oraz całkowitę powierzchnię grupy S_p+S_u. Tego rodzaju związek otrzymywano przed pół wiekiem dla plam pojedynczych, a jak wiadomo grupy typu J to właśnie najczęściej pojedyncze plamy. W typie E mamy do czynienia ze strukturami zawiłymi - ale jednak brak korelacji zastanawia. Powierzchnia całkowite takich grup nie jest, jak widać, sumę powierzchni tworzących ją plam, a więc sumę ich cieni i półcieni, ale sumę nakładających się półcieni zdeformowanych przez wyłaniające się kolejne struktury, kolejne cienie.

Tabela 3

Rok	Grupy typu					
	E			J		
	S_p+S_u	S_p/S_u	n	S_p+S_u	S_p/S_u	n
1975	595	4,64	19	105	3,48	52
1976	370	4,68	8	116	4,28	47
1977	310	4,49	15	88	3,90	35
1978	410	3,78	35	98	3,44	138
1979	424	3,84	80	98	3,48	242
1980	593	3,44	99	99	3,47	237
1981	604	3,78	121	124	3,26	203
1982	457	4,22	101	149	4,86	230

Można by zapewne próbować ocenić stopień tej deformacji, ale do tego celu trzeba by rozporządzać bardziej szczegółowymi danymi od tych, jakie w tym opracowaniu zostały wykorzystane. Zapewne podobnie zachowują się plamy typu F, ale było ich zbyt mało na to, żeby można z takiej ilości wyciągnąć konkretne wnioski.

W krótkim szkicu na temat powierzchni plam słonecznych odgrzebałem stare informacje dotyczące tego zagadnienia i starałem się nieco je unowocześnić, zwracając uwagę, że problem może i dziś być aktualny, tylko trzeba by go jeszcze zapewne szerzej rozwinąć i potraktować z pomocą bardziej nowoczesnych metod badania.

LITERATURA

N i c h o l s o n S. B., 1933, P.A.S.P., 45, 51.
Osservatorio Astronomico di Roma - „Solar Phenomena" 1975-1982.
W a l d m e i e r M., 1939, Astr. Mit. Zurich, 14, 138, str. 439.

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 1-2

PRZEGLĄD OBSERWACJI POZYCYJNYCH KOMETY HALLEYA Z JEJ POJAWIENIA W 1835 R.

S Ł A W O M I R A S Z U T O W I C Z

Centrum Badań Kosmicznych PAN (Warszawa)

(Otrzymano 4 stycznia 1985 r.)

S t r e s z c z e n i e - Praca jest przeglądem obserwacji pozycyjnych komety Halleya wykonanych w latach 1835-1836. Sygnalizuje problemy związane z opracowaniem starych zbiorów obserwacyjnych. Przedstawiono metody obserwacji z użyciem mikrometrów: kołowego (lub pierścieniowego) i nitkowego oraz obserwacji wykonanych ekwatorialem i instrumentami południkowymi. Wskazano przyczyny błędów obserwacji: niedokładne pozycja gwiazd odniesienia, błędy redukcji i błędy instrumentalne.

ОБЗОР ПОЗИЦИОННЫХ НАБЛЮДЕНИЙ КОМЕТЫ ГАЛЛЕЯ ИЗ ЕЁ ПОЯВЛЕНИЯ В 1835 Г. С. Ш у т о в и ч. С о д е р ж а н и е - Работа становится обзором позиционных наблюдений исполненых в 1835-1836 гг. Представляет проблемы связанные с обработкой древних наблюдений. Представлено методы наблюдений с применением микрометров кругового (или кольцового) и ниткового а тоже наблюдения проведены экваториалом и меридианными инструментами. Указано причины ошибок наблюдений: неточные позиции опорных звёзд, ошибки редукции и инструментов.

REVIEW OF POSITIONAL OBSERVATIONS OF THE HALLEY'S COMET DURING ITS APPARITION IN 1835. S u m m a r y - The paper presents a review of positional observations of Halley's comet being made in 1835-1836. Problems connected with old observation sets are considered. Methods of observations made with a circular (or ring) micrometer and of observations made with equatorial and meridian instruments are described. One discuss the sources of errors in observations: inaccurate positions of reference stars, failures in the reduction process, instrumental errors.

Zbiory obserwacji z pojawienia komety Halleya w latach 1835-1836 posłużyły jako swego rodzaju materiał przeglądowy metod obserwacji pozycyjnych stosowanych w pierwszej połowie XIX w. W materiale obserwacyjnym z tamtego okresu występują różnego typu obserwacje związane ze stosowanymi wówczas metodami pomiarowymi i różnymi sposobami ich opracowania.

Poniżej podjęto próbę usystematyzowania napotkanych typów obserwacji oraz wskazano na różnice w ich opracowaniu, wynikające z odmiennych technik pomiarowych. Niestety, niecały materiał obserwacyjny do tych celów był przydatny. Nie zawsze było możliwe stwierdzenie, jakim instrumentem się posłużono i w jaki sposób uzyskano końcowe dane, tzn. współrzędne równikowe komety (α, δ) oraz moment czasu obserwacji. Zdarza się, że podawane są tylko same odczyty instrumentalne bez dalszego opracowania, nie doprowadzone nawet do współrzędnych komety. Brak metody obserwacji, nieznajomość instrumentu astronomicznego czy też luki w opracowaniach i danych wprowadzają spore utrudnienia przy wykorzystywaniu tych obserwacji do obliczeń orbitalnych, ponieważ - jak się okazuje - są one obarczone dużymi błędami, na które składać się może wiele przyczyn: niedokładne pozycje gwiazd odniesienia, nieprawidłowe opracowanie obserwacji, błędy instrumentalne, błędy redukcji. Bardzo cenne są szczegółowe opracowania, które pozwalają odszukać lub też wyeliminować przyczyny błędów, a w przypadku rozpoznania podobnego typu obserwacji w zbiorze, gdzie brak jest opracowania, podobnie je potraktować. Dokładnie przedstawiony proces przeprowadzania obserwacji i metody doprowadzenia pomiarów instrumentalnych do współrzędnych komety pozwalają nam dzisiaj prześledzić ich poprawność oraz stanowią ciekawy materiał poznawczy.

Obserwacje w tamtym okresie przeprowadzano głównie za pomocą takich instrumentów astronomicznych, jak:

- Ekwatoriał - luneta zorientowana w układzie godzinnym, może obracać się wokół dwóch prostopadłych do siebie osi: godzinnej i deklinacji. Instrument wyposażony jest w koło godzinne i deklinacyjne. Służył do wyznaczania względnych współrzędnych obserwowanych ciał.
- Koło południkowe - luneta, może obracać się tylko wokół osi poziomej w płaszczyźnie południka. Na tej samej osi umocowane jest jedno lub dwa koła z bardzo dokładną podziałką, nad którymi dla większej dokładności odczytu wartości deklinacji umieszczono od jednego do sześciu mikroskopów. Instrument służył do wyznaczania współrzędnych równikowych obiektu w pobliżu jego kulminacji.
- Instrument przejściowy - zbudowany podobnie jak koło południkowe, ale zamiast dużego koła z dokładną podziałką ma małe, służące tylko do orientacyjnego ustawienia lunety w deklinacji. Instrument służył do obserwowania momentu przejść obiektu przez południk, z którego określano rektascenzję; był także wykorzystywany do określania dokładnego czasu, który dostajemy z momentu przejść przez południk gwiazdy o znanej rektascenzji.
- Koło murowe - w płaszczyźnie południka ustawiona pionowa płyta (mur), na której umieszczono koło deklinacyjne i obracającą się wokół osi poziomej lunetę. Nad obwodem koła znajdują się mikroskopy. Instrument o zasadzie działania podobnej do koła południkowego.

Wszystkie te instrumenty zaopatrzone były najczęściej w różnego typu mikrometry: nitkowe (z dowolną kombinacją nitek), pozycyjne nitkowe, kołowe, pierścieniowe pojedyncze i podwójne oraz heliometry.

Zasadnicza obserwacja polega na instrumentalnym pomiarze odpowiednich kątów i rejestracji momentu czasu, ale na uzyskane współrzędne ma wpływ szereg różnych czynników. Aby je uwzględnić, należy wykonać czynności pomocnicze, takie jak: wyznaczenie błędów instrumentalnych i stałych charakterystycznych instru-

mentu, wyznaczenie chodu zegara, wpływu temperatury i ciśnienia. Uzyskane poprawki należy wprowadzić do obserwacji, gdyż mają one istotne znaczenie.

Większość obserwacji opiera się na pomiarze względnych odległości komety i gwiazdy odniesienia, czyli obserwacja polega na wyznaczeniu względnych współrzędnych komety i gwiazdy. Sprowadza się to do zmierzenia różnic w deklinacji i rektascensji ($\Delta\delta, \Delta\alpha$) i odczytu momentu czasu. Jeżeli dane są współrzędne gwiazdy, to otrzymujemy współrzędne komety:

$$\alpha_k = \alpha_{gw} + \Delta\alpha,$$

$$\delta_k = \delta_{gw} + \Delta\delta.$$

Współrzędne komety uzyskane w ten sposób będą uzależnione od wartości współrzędnych gwiazd porównania. Niedokładne pozycje gwiazd odniesienia fałszują współrzędne komety. W przypadku obserwacji z 1835 r. należy spodziewać się z tego powodu dużych błędów w pozycji komety, tym bardziej że posługiwano się jeszcze wcześniejszymi katalogami gwiazdowymi. Obserwacje takie można obecnie poprawić ze względu na katalog, oczywiście jeśli oprócz różnic położeń kometa-gwiazda podano także współrzędne gwiazd lub komety (co nie zawsze ma miejsce). Na podstawie wartości różnicy we współrzędnych znajdujemy we współczesnym katalogu dokładniejszą pozycję gwiazd porównania i obliczamy nowe współrzędne komety.

Inną, również poważną przyczyną błędów jest nieuwzględnienie czy też wprowadzenie do obserwacji niepoprawnych wartości refrakcji lub paralaksy dobowej.

Opracowane obserwacje podzielono na trzy typy:

1) pomiary małych odległości,
2) pomiary dużych odległości,
3) obserwacje południkowe.

Do pomiarów małych odległości (rzędu kilkunastu minut kątowych) między kometą a gwiazdą porównania wykorzystywano mikrometry umieszczone w ognisku lunety.

1. Mikrometr pierścieniowy lub kołowy - zazwyczaj składa się z jednego (mikrometr pierścieniowy pojedynczy) lub dwóch cienkich koncentrycznych pierścieni (podwójny), albo ciemnego krążka (kołowy) widocznego w polu widzenia. W czasie obserwacji luneta jest unieruchomiona, rejestruje się moment wejścia i wyjścia komety i gwiazdy w obręb koła lub pierścienia. Za moment czasu obserwacji przyjmuje się średnią z momentów wejścia i wyjścia komety. Różnica między średnimi z momentów wejścia i wyjścia komety i gwiazdy daje różnicę rektascensji obu ciał, a znajomość promienia pierścienia lub koła pozwala obliczyć różnicę deklinacji z zależności:

$$\Delta\delta = R''(\cos\gamma' \pm \cos\gamma''),$$

gdzie R" oznacza promień pierścienia lub koła, γ, γ' - kąty między kołem deklinacji przechodzącym przez środek mikrometru a kierunkiem na miejsce wyjścia (wejścia) obiektu.

Najczęściej obserwatorzy rejestrowali odczyty różnic położeń komety z dwoma-trzema gwiazdami jednocześnie, powtarzając pomiary. Podawana wartość obserwacyjna jest uśrednieniem z kilku pomiarów z każdą z gwiazd. Obserwatorzy często gwiazdy katalogowe wykorzystywali do wyznaczania współrzędnych innych gwiazd, z

którymi dopiero wykonywali obserwację komety (np. Mannheim AN 298). Najbardziej wartościowe, ze względu na możliwość poprawienia, są obserwacje, gdzie oprócz współrzędnych komety czy gwiazdy są podane względne współrzędne (np. Breslau AN 283, Altona AN 283, 289, Mannheim AN 294). Przydatne są też takie, gdzie określono współrzędne gwiazd odniesienia, ponieważ możemy obliczyć potrzebne różnice w odległości obu obiektów (Mannheim AN 298, Roma AN 309). Często jednak podawane są tylko współrzędne komety (Ofen AN 289, Helsingfors AN 293, Kent AN 283, Berlin AN 310). Zdarzają się obserwacje, które należałoby opracować, aby uzyskać współrzędne komety, ale nie jest to możliwe ze względu na brak szeregu dodatkowych danych (np. Roma AN 309, Altona AN 430).

Szczegółowe opracowanie napotykamy w sporym zbiorze obserwacyjnym z Bedfordu (Astr. Soc. Mem. VII-IX, s. 229). Wyznaczono tam widome pozycje komety we współrzędnych geocentrycznych. Podstawową grupę obserwacji wykonano mikrometrem pierścieniowym. Pierścień jest czuły na zmiany temperatury, więc powtarzano pomiary jego średnicy w trakcie ciągu obserwacyjnego. Uwzględniono także fakt, że kometa porusza się w czasie wykonywania obserwacji. Wyznaczono ruch godzinny komety we współrzędnych równikowych, który wprowadzono do wartości względnych pozycji komety i gwiazdy. Wpłynęło to zasadniczo na wyliczone współrzędne komety. Tak skrupulatna metoda przeprowadzenia obserwacji nie przyniosła pomyślnych rezultatów. Obliczenia orbitalne wykazały, że cały zbiór jest obarczony sporymi błędami systematycznymi.

2. Mikrometr nitkowy - może składać się z dowolnej kombinacji nitek pionowych (nieparzysta ilość) i poziomych. W czasie obserwacji instrument jest unieruchomiony. Za moment czasu obserwacji przyjmuje się przejście komety przez nitkę środkową. Różnica w czasie przejścia komety i gwiazdy jest różnicą w rektascensji, a z ilości obrotów śrubą mikrometryczną oblicza się różnicę deklinacji. Mikrometr nitkowy pozycyjny jest ustawiony tak, że odczytuje się kąt pozycyjny (p) i odległość kątową między obserwowanymi obiektami (Δ). Różnicę we współrzędnych równikowych oblicza się z zależności:

$$\Delta \sin p = \Delta\delta,$$

$$\Delta \cos p = 15\Delta\alpha \cos\delta.$$

W przypadku tego mikrometru również rozmaicie są podawane wyniki obserwacji, np. zbiór z Mediolanu (AN 335) zawiera różnice we współrzędnych komety i gwiazdy, ale najczęściej są to tylko współrzędne komety (Kent AN 298, 283, Berlin AN 299) lub dodatkowo lista gwiazd porównania (Berlin AN 310), z pomocą której można obliczyć pierwotne dla obserwacji względne współrzędne.

Ten rodzaj mikrometru sprzyja wykonywaniu niejednocześnie pomiaru różnicy położeń w rektascensji i deklinacji. Takie pomiary zawiera duży zbiór obserwacji komety Halleya po jej przejściu przez peryhelium z Feldhausen (Astr. Soc. Mem. X, s. 325). Ze względu na powolny ruch komety w czasie obserwacji podano czas z dokładnością do minuty.

3. Heliometr - składa się ze specjalnego układu optycznego podwójnego obiektywu. Obraz komety i gwiazdy powinien się nałożyć. Sposób podawania wyników obserwacji podobny, jak w przypadku mikrometrów. Dla obserwacji wykonanych z nieznanymi gwiazdami podawano tylko pomierzone różnice we współrzędnych (Berlin AN 310).

Do ciekawych należę zestawienia obejmujące duże zbiory obserwacyjne powstałe przy użyciu kilku typów instrumentów. Przykładem niech będzie zbiór z Cape of Good Hope (Astr. Soc. Mem. X, s. 91). Występuje tam bardzo dużo różnych danych obserwacyjnych i instrumentalnych ze szczegółowym opisem. W obserwacjach posłużono się teleskopem o montażu paralaktycznym pracującym z pięcioma różnymi mikrometrami, a do obserwacji południkowych instrumentem przejściowym i kołem murowym. Na każdy dzień obserwacji zamieszczono opis wyglądu komety, czasami warunków atmosferycznych. W tym obszernym opracowaniu znalazły się m. in. parametry mikrometrów (nitkowych i pierścieniowych), które wyznaczono z kilkudniowych pomiarów z kołem murowym, wartości bezpośrednich pomiarów instrumentalnych i wynikające z nich względne współrzędne komety i gwiazd. Wszystkie pozycje gwiazd wyznaczono z obserwacji wykonanych kołem murowym i instrumentem przejściowym. Podano poprawki zegara na każdy dzień. Pozycję komety zredukowano na refrakcję różnicową i paralaksę dobową. Wartości poszczególnych obserwacji są uśrednieniem kilkunastu pomiarów wykonanych z każdą z gwiazd.

Istnieje szereg obserwacji, co do których możemy się tylko domyślać, że zostały wykonane mikrometrycznie, ponieważ nie zawierają wskazówek na ten temat (np. Kensington AN 283, Hamburg AN 283, Cracow AN 335, Berlin AN 283, Mannheim AN 299).

Do pomiarów większych odległości na niebie między obserwowanymi obiektami posługiwano się głównie ekwatoriałem, odczytując mierzone wielkości na jego kołach. Ekwatoriał zaopatrzony jest w krzyż nitek w polu widzenia, kiedy kometa znajdzie się na ich skrzyżowaniu unieruchamia się instrument, notuje moment czasu, odczytuje wartość deklinacji na kole deklinacyjnym. Czas, jaki upłynie zanim gwiazda dojdzie do środka nitek, jest różnicą w rektascensji komety i gwiazdy, a kąt o jaki należy obrócić koło deklinacyjne, aby na skrzyżowaniu nitek znalazła się gwiazda, jest różnicą w deklinacji (np. Padwa AN 307).

Posługując się ekwatoriałem zmierzono w Kremsmünster (AN 298, 299) duże łuki na niebie będące odległościami między kometę a gwiazdami. Na jeden moment czasu podano kilka wartości współrzędnych komety uzyskanych z pomiarów wykonanych z kilkoma gwiazdami jednocześnie. Ze względu na znaczne wartości różnic położeń obu obiektów, przekraczających pomiary mikrometryczne (rzędu stopni), istotne staje się refrakcja zmieniająca odległości zenitalne obserwowanych ciał. Do współrzędnych komety należy wprowadzić odpowiednie poprawki refrakcyjne. Obserwacje z Kremsmünster wykazują pewne systematyczne błędy powstałe prawdopodobnie wskutek niepoprawnie obliczonej refrakcji lub też jej nieuwzględniania.

Zarówno w obserwacjach wykonanych instrumentem takim jak ekwatoriał jak i w obserwacjach południkowych bardzo istotne są błędy instrumentalne. Ustawienie i wykonanie każdego instrumentu odbiega od stanu idealnego, dlatego niezbędne jest wyznaczenie błędów instrumentalnych i wprowadzenie odpowiednich poprawek do obserwacji. Główne błędy to: błąd kolimacji, powstający gdy osie instrumentu nie są prostopadłe do siebie, a więc oś pionowa odchyla się od płaszczyzny południka; błąd nachylenia - gdy instrument nie jest dobrze spoziomowany; błąd azymutu (dla instrumentów południkowych) - gdy oś pozioma nie leży ściśle w kierunku wschód-zachód; błąd wskaźników (index) koła deklinacyjnego i godzinnego. Poprawki instrumentalne wyznacza się z obserwacji gwiazd fundamentalnych. Z momentów przejść przez południk określa się poprawkę zegara oraz dane charakteryzujące ustawienie instrumentu. Znajomość deklinacji obserwowanych gwiazd daje

możność wyznaczenia na kole deklinacyjnym dokładnego miejsca zenitu, czyli tzw. punktu zerowego, gdy luneta zajmuje położenie pionowe.

Obserwacje wykonane na ekwatorziale, gdzie nie mierzono względnych odległości między kometę a gwiazdami, ale obserwacje gwiazd wpłynęły pośrednio (poprzez wyznaczenie poprawek instrumentalnych) na mierzone współrzędne komety, pochodzę m. in. z Cambrigde (Astr. Soc. Mem. XVI, s. 337).

Obserwatorzy z Genewy (Astr. Soc. Mem. XII, s. 388) odczytywali pozycje komety z koła godzinnego i deklinacyjnego, poprawiając je tylko na refrakcję. Jednocześnie w tym samym czasie prowadzili obserwacje gwiazd, z tych pomiarów wyznaczyli różnice pozycji gwiazd obserwowanych z pozycjami katalogowymi. Wyliczonych w ten sposób poprawek nie wprowadzili do współrzędnych komety, w związku z czym są one obarczone dużymi błędami. Kierując się myślą, że poprawki instrumentalne są funkcją kierunków na niebie, skorzystano z podanych poprawek uwzględniając je odpowiednio we współrzędnych komety. Niestety, tak poprawione pozycje komety nie są zbyt wiarygodne.

Powyższe metody przeprowadzania obserwacji ustępują dokładnością pomiarom mikrometrycznym.

Do grupy pomiarów dużych odległości na sferze należy zaliczyć nietypowe obserwacje wykonane sekstantem na morzu. Obserwatorzy obliczali przeważnie czas średni Greenwich, podawali współrzędne miejsca obserwacji oraz odczyty kątowych odległości na niebie między kometą a dwoma-trzema gwiazdami. Należałoby w tym przypadku wyprowadzić współrzędne równikowe komety.

Obserwacje południkowe wykonuje się w płaszczyźnie południka. W chwili kulminacji obiektu czas gwiazdowy jest równy jego rektascenaji, a deklinacja jest związana z szerokością geograficzną miejsca obserwacji i odległością zenitalną obiektu. Obserwacja polega na wyznaczeniu odległości zenitalnej i czasu gwiazdowego w chwili kulminacji obiektu. Do tego typu obserwacji służyły: wspomniany już instrument przejściowy, koło południkowe, koło murowe. Oczywiście, instrumentami tymi wyposażonymi w mikrometry można było wykonywać pomiary różnicowe, różnica między momentami przejść gwiazdy i komety (po uwzględnieniu poprawki zegara) jest różnicą w rektascensji, a różnice odległości zenitalnych są różnicami w deklinacji.

Wspomniany już zbiór obserwacji z Cape of Good Hope zawiera także obserwacje południkowe. W polu widzenia lunety instrumentu przejściowego umieszczono 7 nitek, czyli zamiast jednego pomiaru przejścia komety wykonuje się jakby 7 niezależnych pomiarów, uśrednia się wyniki z par symetrycznych nitek i porównuje z nitką środkową. Uwzględniając jeszcze poprawki instrumentalne i poprawkę zegara, otrzymywano ostatecznie moment przejścia komety przez południk, czyli jej rektascensję. Dla koła murowego wyznaczono miejsce zenitu na kole deklinacyjnym wykonując pomiary przez kilka dni. Uwzględniono wpływ warunków atmosferycznych (temperatura, ciśnienie) i refrakcji na mierzoną geocentryczną pozycję komety, przy czym na kole murowym mierzono tylko odległość zenitalną, a rektascensję uzyskiwano z pomiarów instrumentem przejściowym.

Podobne obserwacje przeprowadzono m. in. w Madrasie (AN 320). Obserwacje z użyciem koła południkowego wykonano m. in. w Königsbergu (AN 293) i Modenie (AN 327).

Informacje, jakimi instrumentami się posłużono obserwując kometę Halleya w poszczególnych obserwatoriach, są zawarte w tab. 1.

Tabela 1

Mikrometr kołowy, pierścieniowy	Altona AN 283, 289; Breslau AN 283; Bedford Astr. Soc. Mem. IX, s. 229; Berlin AN 310; Cape of Good Hope Astr. Soc. Mem. X, s. 91; Helsingfors AN 293; Kent AN 283; Mailand AN 335; Mannheim AN 289, 294, 298; Ofen AN 289; Roma AN 288, 309
Mikrometr nitkowy	Bedford Astr. Soc. Mem. IX, s. 229; Berlin AN 299, 310; Cape of Good Hope Ast. Soc. Mem. X, s. 91; Dorpat AN 283, 303; Feldhausen Astr. Soc. Mem. X, s. 325; Kent AN 283; Mailand AN 335; Mannheim AN 298; München AN 316
Heliometr	Berlin AN 310; Konigsberg AN 293
Ekwatoriał	Cambrigde Astr. Soc. Mem. XVI, s. 337; Geneva Astr. Soc. Mem. XII, s. 385; Krememunster AN 283, 298, 299; Modena AN 325; Padwa AN 307
Instrumenty południkowe: koło południkowe, instrument przejściowy, koło murowe	Altona AN 283; Berlin AN 310; Cape of Good Hope Astr. Soc. Mem. X, s. 91; Cambrigde Ast. Soc. Mem. XVI, s. 337; Dorpat AN 303; Helsingfors AN 293; Konigsberg AN 293; Madras AN 320 Mannheim AN 294; Speyer AN 310
Sekstant	na morzu

AN - Aetronomische Nachrichten,
Astr. Soc. Mem. - Astronomical Society's Memoires.

Jest wiele obserwacji, o których nie wiemy jak zostały wykonane i jakim instrumentem, gdyż są podawane tylko współrzędne komety (np. Wien AN 283, 289, Königsberg AN 283, 289, Mailand AN 299).

Obserwacje komety Halleya z jej pojawienia w 1835 r. są bardzo niejednolite, jeżeli chodzi o stosowane wówczas metody pomiarowe i metody opracowania materiału obserwacyjnego. Każdy ze zbiorów obserwacyjnych jest inny, ma inną formę zapisu, każdy należy rozszyfrowywać. Nie zawsze udaje się rozpoznać metodę obserwacji ze względu na skąpość danych dotyczących sposobu ich przeprowadzania. Poza tym duża różnorodność rozwiązań technicznych stosowanych przyrządów dodatkowo utrudnia właściwe zrozumienie materiału obserwacyjnego. Badania są przeważnie obarczone dużymi błędami przekraczającymi niejednokrotnie przyjętą dla ówczesnych obserwacji tolerancję błędu (10"). Do zniekształceń obserwacji głównie przyczyniają się: niedoskonałości pomiarów i metod obserwacji, niedokładności katalogów gwiazdowych i niewłaściwe sposoby opracowania obserwacji ze względu na ich redukcję. Najbardziej cenne są takie obserwacje różnicowe, kiedy obserwatorzy podają oprócz widomych pozycji komety różnice we współrzędnych z gwiazdami odniesienia. Powyżej przedstawiono tylko wybraną próbkę obserwacji, która jest zasygnalizowaniem, z jakimi problemami należy się liczyć sięgając do starych obserwacji pozycyjnych.

Dziękuję Panu Doc. M. Bielickiemu za długotrwałą i wszechstronną pomoc w rozwikływaniu starych zapisków obserwacyjnych i wnikliwe uwagi na temat redukcji obserwacji. Pragnę także podziękować Panu Prof. H. Hurnikowi za szereg cennych uwag o praktyce procesu obserwacyjnego.

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 1-2

METODY WYZNACZANIA POZYCJI PLANET WEWNĘTRZNYCH

B O Ż E N N A T O D O R O V I C - J U C H N I E W I C Z

Zakład Mechaniki Nieba Centrum Badań Kosmicznych PAN (Warszawa)

(Otrzymano 17 kwietnia 1985 r.)

S t r e s z c z e n i e - Praca zawiera krótki opis analitycznych metod wyznaczania pozycji planet wewnętrznych. Przeprowadzono oszacowanie dokładności tych metod od 1900 do 2000 r.

МЕТОДЫ ОПРЕДЕЛЕНИЯ ПОЗИЦИИ ВНУТРЕННЫХ ПЛАНЕТ. Б. Т о д о р о в и ц-Ю х н е в и ч. С о д е р ж а н и е - В статьи изложено короткий обзор аналитических методов определения позиции внутренных планет основанных на нюкомбовской теории движения. Проведено оценку их точности на интервале времени 1900-2000гг.

THE METHODS OF COMPUTATION OF POSITION OF THE INNER PLANETS. S u m m a r y - The paper gives the short description of analytical methods of computation of position of the inner planets which are based on the Newcomb's theory of the planetary motion. An estimation of their accuracy within 1900-2000 was made.

1. WSTĘP

W Zakładzie Mechaniki Nieba Centrum Badań Kosmicznych PAN działa system programów komputerowych, który służy do numerycznych badań ruchu komet i planetoid. W swojej pierwszej, już zautomatyzowanej, wersji system budowany był przede wszystkim do wykonywania obliczeń związanych z wyznaczaniem orbit komet jednopojawieniowych. Następnie dzięki wprowadzeniu metody całkowania za pomocą rekurencyjnych szeregów potęgowych (S i t a r s k i 1979), zapewniającej wysoką dokładność wyników całkowania, można obecnie prowadzić obliczenia, dotyczące badania ruchu różnych typów komet czy planetoid niezależnie od rodzaju zbliżenia do Słońca lub planety perturbującej, długości przedziału całkowania, zawierającego wiele obiegów ciała wokół Słońca itp. System podlega stałej modernizacji, został więc poszerzony o dalsze moduły, pozwalające śledzić wpływ subtelnych efektów zarówno dynamicznych (np. wprowadzenie niegrawitacyjnych i relatywistycznych członów do równań ruchu), jak i obserwacyjnych (selekcja i ważenie obserwacji, wpływ przesunięcia centrum fotometrycznego względem grawitacyjnego komety czy planetoidy) na wyniki obliczeń związanych z poprawianiem orbit małych ciał niebieskich. Wraz z poszerzaniem zakresu badań nad ruchem komety lub planetoidy, jakie umożliwia system, konieczne jest również doskonalenie metod obliczeniowych, którymi się on posługuje. Na przykład stosowana do tej pory metoda obliczania war-

tości współrzędnych planet wewnętrznych (od Merkurego do Marsa) w przypadku niektórych badań okazała się, ze względu na osiągane dokładności, niezadowalająca. Dlatego też należało zastosować inną metodę, pozwalającą wyznaczać pozycje planet z większą dokładnością niż dotychczas uzyskiwana. Nie brano pod uwagę metod numerycznego całkowania równań ruchu planet wewnętrznych. Wprawdzie zostały uruchomione programy pozwalające obliczać współrzędne planet z dużą dokładnością według metody rekurencyjnych szeregów potęgowych czy też metody Everharta, ale przy możliwości korzystania z niezbyt szybkich komputerów serii IBM czy RIAD są one tak czasochłonne, że w badaniach wymagających wieloletniego okresu całkowania równań ruchu małego ciała praktycznie nie można ich używać. Ponadto bardzo duża dokładność współrzędnych planet, jaką można dzięki nim osiągnąć, nie jest aż tak potrzebna w perturbacyjnych wyrazach równań ruchu, ponieważ masy planet wewnętrznych są małe. Dlatego też badania skupiły się na poszukiwaniu metod analitycznych, pozwalających obliczać wartości współrzędnych planet wewnętrznych z zadowalającą w stosunku do prowadzonych badań dokładnością.

2. METODY ANALITYCZNE WYZNACZANIA POZYCJI PLANET

Przebadane metody obliczania współrzędnych i składowych prędkości planet wewnętrznych opierają się na analitycznej teorii ruchu tych planet opracowanej przez N e w c o m b a (1898). Opisuje ona współrzędne ekliptyczne planet: długość λ, promień wodzący r i szerokość β następującymi wzorami:

$$\lambda = l + R = L + \sum_{i=1}^{\infty} H_i \sin iM + \sum_{i,j,k} \left[A^k_{i,j}(c)\cos(iM + jM^{(k)}) + A^k_{i,j}(s)\sin(iM + jM^{(k)}) \right] + R,$$

$$\log r = \log a + \sum_{i=0}^{\infty} G_i \cos iM + \sum_{i,j,k} \left[B^k_{i,j}(c)\cos(iM + jM^{(k)}) + B^k_{i,j}(s)\sin(iM + jM^{(k)}) \right],$$

$$\beta = \beta' + \sum_{i,j,k} \left[C^k_{i,j}(c)\cos(iM + jM^{(k)}) + C^k_{i,j}(s)\sin(iM + jM^{(k)}) \right],$$

$$\sin \beta' = \sin i \cdot \sin u,$$

$$R = \sum_n \frac{(-1)^n}{n} \operatorname{tg}^{2n} \frac{i}{2} \sin 2nu,$$

gdzie L oznacza średnią długość planety, M, $M^{(k)}$ - średnie anomalie planety zaburzanej i zaburzającej, a - połowę wielkiej osi zaburzanej planety, u - argument szerokości, H_i, G_i - współczynniki zależne od mimośrodu planety, $A^k_{i,j}(c)$, $A^k_{i,j}(s)$, $B^k_{i,j}(c)$, $B^k_{i,j}(s)$, $C^k_{i,j}(c)$, $C^k_{i,j}(s)$ - współczynniki przy składnikach sum, R - redukcję położenia w orbicie.

Przedstawione niżej metody obliczania pozycji planet nie korzystają z pełnych rozwinięć wzorów wyprowadzonych przez N e w c o m b a, ale podają jedynie otrzymane na ich podstawie formuły uproszczone. Wybór wyrazów z szeregów N e w c o m b a i ich ilość zależy od dokładności otrzymywanych wyników, którą auto-

rzy poszczególnych metod chcieli z góry zapewnić. Metody te wykorzystują również podane przez N e w c o m b a wzory na średnie elementy orbit planet wewnętrznych. Średnie elementy uwzględniają tylko perturbacje wiekowe; ogólnie element E można opisać wielomianem następującej postaci:

$$E = E_0 + E_1T + E_2T^2 + E_3T^3$$

gdzie T oznacza czas mierzony w stuleciach juliańskich (365,25 dni) poczynając od epoki 1900 I $0^d.5$ czasu efemerydalnego.

Zazwyczaj stosowane elementy średnie to: L - średnia długość planety, a - połowa wielkiej osi, e - mimośród, i - nachylenie, ω lub π - argument szerokości peryhelium lub długości peryhelium, Ω - długość węzła wstępującego, n - średni ruch dzienny.

Wartości współczynników E_1 dla Merkurego, Wenus, Ziemi, Marsa, podane przez N e w c o m b a z uwzględnieniem poprawek wprowadzonych przez R o s s a (1917) dla Marsa, można znaleźć m. in. w pracy S u b b o t i n y (1965) lub w książce M e e u s a (1982).

W systemie obliczeń orbitalnych (1969) do wyznaczania pozycji planet wewnętrznych stosuje się do chwili obecnej opisane wyżej średnie elementy orbit planet, ograniczając opisujący je wielomian tylko do wyrazu stałego. Wyjątkiem jest mimośród, dla którego uwzględnia się również wyraz wiekowy liniowy w czasie. Pomimo tak istotnych ograniczeń pozwala to na osiągnięcie w układzie heliocentrycznym równikowym dokładności wyznaczenia położenia i prędkości, wynoszącej trzy miejsca dziesiętne dla Merkurego, cztery dla Marsa oraz cztery i pół dla Wenus i Ziemi (traktowanej jako układ barycentryczny Ziemia-Księżyc). W celu zwiększenia dokładności uzyskiwanych wyników omówione niżej metody uwzględniają również perturbacje okresowe, a w niektórych przypadkach długookresowe (powyżej 100 lat). S u b b o t i n a (1965) oraz M e e u s (1982) podają wzory, pozwalające obliczyć wartości perturbacji okresowych δl - w długości oraz δr - w promieniu wodzącym. Perturbacje w szerokości ekliptycznej $\delta\beta$ są zaniedbywalne, ponieważ dla planet wewnętrznych ich wartości są bardzo małe i nie przekraczają 2". Metoda Subbotiny podaje również uproszczone wzory, z których można obliczyć wartości parametru R, oznaczającego redukcję położenia w orbicie. Natomiast stosując metodę Meeusa należy uwzględnić perturbacje długookresowe w średniej długości i w średniej anomalii. Perturbacje te powinny zostać dodane do średniej długości i średniej anomalii przed rozwiązaniem równania Keplera. Natomiast człony okresowe muszą być dodane w obu metodach do długości i promienia wodzącego już po rozwiązaniu równania Keplera. Obie metody podają również wzory na obliczenie potrzebnych średnich anomalii planet (od Merkurego do Jowisza) oraz średniej anomalii Słońca.

W pracy badano również metodę Van Flandera i Pulkkinena (1979). Skorzystano przy tym ze wzorów na heliocentryczną długość, szerokość i promień wodzący (odniesionych do średniej równonocy i ekliptyki dla danej daty), przedstawionych w postaci szeregów trygonometrycznych. Wartości współczynników rozwinięć na szeregi wyznaczyli autorzy, posługując się manipulatorami algebraicznymi. W rozwinięciach uwzględnili wyrazy zawierające perturbacje krótko- i długookresowe w taki sposób, żeby otrzymać w kątowych współrzędnych ekliptycznych założoną do-

kładność[1]. Potrzebne elementy średnie L, ω, M planet i Księżyca były obliczone z wielomianu, ograniczonego do wyrazu wiekowego liniowego w czasie. Wzory otrzymane przez Van Flandern a i Pulkkinena, podane są w formie szczególnie wygodnej do bezpośredniego stosowania za pomocą kalkulatorów, minikomputerów, czy mikroprocesorów.

3. PORÓWNANIE WYNIKÓW

Wyniki uzyskane z zastosowania uproszczonych teorii ruchu planet wewnętrznych, omówionych wyżej, zostały porównane z wynikami z całkowania numerycznego równań ruchu planet opublikowanymi przez Osterwintera i Cohena (1972) oraz otrzymanymi z zastosowania metody Everharta w okresie 1900–2000 r. Porównywanie przeprowadzono we współrzędnych prostokątnych planet w układzie heliocentrycznym równikowym odniesionych do epoki równonocy 1950.0. Przykładowe wyniki zawiera tab. 1. Współrzędne równikowe planet wewnętrznych otrzymane metodą Subbotiny i Meeusa osiągają podobną dokładność, która wynosi dla Merkurego $\pm 1 \times 10^{-5}$ j.a., dla Wenus $\pm 1 \times 10^{-5}$ j.a., dla Ziemi $\pm 5 \times 10^{-5}$ j.a., dla Mar-

Tabela 1

Współrzędne równikowe heliocentryczne na epokę 1950.0 planet wewnętrznych uzyskane w wyniku zastosowania omawianych w artykule metod

Data	Metoda	x_{1950}	x_{1950}	z_{1950}
		MERKURY		
05.09.1910	C.N.	-0.396336	-0.093631	-0.009350
	S.	-0.396336	-0.093633	-0.009351
	M.	-0.396344	-0.093631	-0.009349
	F.	-0.396309	-0.093637	-0.009337
	S.Z.	-0.396246	-0.093754	-0.009477
06.09.1971	C.N.	0.311081	0.114494	0.029359
	S.	0.311085	0.114494	0.029359
	M.	0.311085	0.114494	0.029359
	F.	0.311040	0.114478	0.029338
	S.Z.	0.311063	0.114477	0.029329
19.04.1990	C.N.	-0.367206	0.043937	0.061252
	S.	-0.367203	0.043962	0.061245
	M.	-0.367201	0.043965	0.061246
	F.	-0.367236	0.043986	0.061257
	S.Z.	-0.367242	0.044050	0.061336
		WENUS		
05.09.1910	C.N.	0.134693	-0.648717	-0.300715
	S.	0.134684	-0.648706	-0.300711
	M.	0.134694	-0.648720	-0.300717
	F.	0.134735	-0.648699	-0.300719
	S.Z.	0.134754	-0.648653	-0.300772
06.09.1971	C.N.	-0.703825	0.114226	0.095926
	S.	-0.703813	0.114224	0.095923
	M.	-0.703834	0.114227	0.095926
	F.	-0.703786	0.114249	0.095917
	S.Z.	-0.703803	0.114224	0.095927

cd. tab. 1

		W E N U S		
19.04.1990	C.N.	-0.087429	-0.659682	-0.291794
	S.	-0.087421	-0.659680	-0.291796
	M.	-0.087410	-0.659689	-0.291798
	F.	-0.087370	-0.659696	-0.291812
	S.Z.	-0.087385	-0.659710	-0.291721
		Z I E M I A		
05.09.1910	C.N.	-0.674938	-0.688897	-0.298843
(barycentrum)	S.	-0.674956	-0.688898	-0.298847
	M.	-0.674931	-0.688920	-0.298856
	F.	-0.674969	-0.688894	-0.298845
(barycentrum)	S.Z.	-0.674864	-0.688967	-0.298796
06.09.1971	C.N.	-0.703825	0.114226	0.095926
(barycentrum)	S.	-0.703813	0.114224	0.095923
	M.	-0.703834	0.114227	0.095926
	F.	-0.703786	0.114249	0.095917
(barycentrum)	S.Z.	-0.703803	0.114224	0.095927
19.04.1990	C.N.	-0.885785	-0.434246	-0.188272
(barycentrum)	S.	-0.885766	-0.434301	-0.188295
	M.	-0.885765	-0.434313	-0.188300
	F.	-0.885809	-0.434260	-0.188277
(barycentrum)	S.Z.	-0.885791	-0.434320	-0.188359
		M A R S		
05.09.1910	C.N.	-0.862114	1.257273	0.600345
	S.	-0.862573	1.256988	0.600219
	M.	-0.862114	1.257252	0.600332
	F.	-0.862069	1.257172	0.600288
	S.Z.	-0.862385	1.256821	0.600077
06.09.1971	C.N.	1.236989	-0.545947	-0.283792
	S.	1.236967	-0.545844	-0.283743
	M.	1.236963	-0.545910	-0.283775
	F.	1.237033	-0.545898	-0.283774
	S.Z.	1.237127	-0.545409	-0.283608
19.04.1990	C.N.	0.486056	-1.204741	-0.566023
	S.	0.486068	-1.204632	-0.565986
	M.	0.486075	-1.204763	-0.566037
	F.	0.486140	-1.204868	-0.566178
	S.Z.	0.486575	-1.204378	-0.565902

C.N. - całkowanie numeryczne, S. - metoda Subbotiny, M. - metoda Meeusa, F. - metoda van Flanderna i Pulkkinena, S.Z. - metoda stosowana dotychczas w systemie obliczeń orbitalnych.

są $\pm 5 \times 10^{-4}$ j.a. wg S u b b o t i n y i $\pm 5 \times 10^{-5}$ j.a. wg M e e u s a w każdej ze współrzędnych. Trzeba przy tym wspomnieć, że Ziemia traktowana jest w metodzie Subbotiny jako układ barycentryczny, który tworzy wraz z Księżycem. Metoda stosowana przez van Flanderna i Pulkkinena daje praktycznie trochę mniejszą dokładność dla Merkurego i Wenus $\pm 5 \times 10^{-5}$ j.a., dla Ziemi $\pm 2 \times 10^{-5}$ j.a. i dla Marsa $\pm 1 \times 10^{-4}$ j.a.

4. WNIOSKI

Wszystkie metody są łatwe do zaprogramowania, z tym że metoda van Flanderna i Pulkkinena - najnowocześniejsza, bo otrzymana z pomocą manipulatorów

algebraicznych-zawiera największą liczbę danych, jak też zużywa więcej czasu komputerowego na obliczenia. Natomiast dzięki tej metodzie można również obliczyć współrzędne Księżyca z dokładnością 2×10^{-5} j.a., co ogromnie przydało się do praktycznego zastosowania w systemie obliczeń orbitalnych. Ze względu na elegancję i ujednolicenie wzorów dla obliczenia współrzędnych i prędkości Merkurego, Wenus i Marsa, wykorzystano rozwinięcia analityczne otrzymane przez M e e u s a. Natomiast w przypadku obliczania pozycji Ziemi skorzystano z programu generującego geocentryczne współrzędne Słońca, który opracował Z i o ł k o w s k i (S i t a r s k i i Z i o ł k o w s k i 1969), opierając się na analitycznej teorii ruchu Ziemi N e w c o m b a, oraz metody van Flanderna i Pulkkinena pozwalającej obliczyć współrzędne i prędkości Księżyca. Tak otrzymana pozycja berycentrum Ziemia-Księżyc zapewnia dokładność wyniku $\pm 1 \times 10^{-7}$ j.a. Ta wersja uwzględniania perturbacji od planet wewnętrznych jest obecnie wykorzystywana np. przy wyznaczaniu orbity komety Halleya.

Pragnę serdecznie podziękować Kolegom z Instytutu Astronomii Słowackiej Akademii Nauk w Bratysławie za umożliwienie pierwszego uruchomienia pełnej metody van Flanderna i Pulkkinena na posiadanym przez nich minikomputerze, a Dr E. P i t t i c h o w i i Doc. L. K r é s á k o w i za cenne uwagi przy jej stosowaniu.

LITERATURA

M e e u s J., 1982, „Astronomical Formulae for Calculators", Willmann-Bell, Inc. USA.

N e w c o m b S., 1898, Astr. Papers Am. Ephem., Vol. VI.

O s t e r w i n t e r C., C o h e n Ch. J., 1972, Cel. Mech., 5, 317.

R o s e F. E., 1917, Astr. Papers Am. Ephem., Vol. VI, Vol. IX.

S i t a r s k i G., Z i o ł k o w s k i K., 1969, „Automatyzacja obliczeń orbitalnych", PWN Warszawa.

S u b b o t i n a N. S., 1965, Biull. ITA, 10, No. 2.

V a n F l a n d e r n T. C., P u l k k i n e n K. F., 1979, Astrophys. J., Supl. S, 41, 391.

KRONIKA

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 1-2

STEFAN PIOTROWSKI
1910-1985

17 stycznia 1985 r. zmarł w Warszawie Profesor Stefan P i o t r o w s k i, twórca i organizator warszawskiej szkoły astrofizyki. Jego wybitna indywidualność ukształtowała umysły paru pokoleń polskich astronomów. Choć zasadniczą, twórczą i dydaktyczną działalność rozwinął Profesor w Warszawie, Jego osobowość została uformowana wcześniej, jeszcze gdy przebywał w Krakowie, przy czym niemały wpływ miała specyficzna atmosfera tego miasta, jego historyczne tradycje, wreszcie dostojeństwo i powaga Uniwersytetu Jagiellońskiego tamtych lat.

Stefan G i n w i ł ł - P i o t r o w s k i urodził się w Krakowie 11 kwietnia 1910 r. Jego ojciec był prawnikiem i urzędnikiem Towarzystwa Ubezpieczeniowego „Florianka". Trudno powiedzieć, czy rodzice Stefana przewidywali dla Niego drogę naukową, zadbali jednak o staranne wykształcenie chłopca. Profesor wspominał z pewnym rodzajem dumy, że ukończył liceum klasyczne. Należał więc jeszcze do tego pokolenia, które dzięki znajomości greki i łaciny mogło czerpać mądrość i doświadczenie wprost z korzeni kultury europejskiej. Silna więź z tradycją nie stała się jednak źródłem spotykanego nieraz swoistego konserwatyzmu naukowego. Przeciwnie, Profesor lubił i potrafił inicjować nowe kierunki badań i zachęcał swoich uczniów do podejmowania tematów dotychczas nie rozwijanych w kraju.

Po maturze, w roku 1928, wstąpił P i o t r o w s k i na Wydział Filozoficzny Uniwersytetu Jagiellońskiego, gdzie w 1932 r. uzyskał stopień magistra filozofii w zakresie matematyki, a dwa lata później - w zakresie astronomii. W marcu 1933 r. podjął pracę w Obserwatorium Krakowskim, włączając się do programu wyznaczania momentów minimów gwiazd zaćmieniowych. Pomiary jasności dokonywane były metodą Argelandera, bądź za pomocą różnego typu fotometrów, które niekiedy sam konstruował. Na tym gruncie powstała praca P i o t r o w s k i e g o, w której rozwinął i udoskonalił (m. in. przez wprowadzenie wag statystycznych) metodę Russella-Fetlaara wyznaczania orbit gwiazd zaćmieniowych. Na jej podstawie uzyskał w kwietniu 1938 r. stopień doktora filozofii. Równocześnie rozszerzał swoje zainteresowania na problem rozpraszania promieniowania w atmosferach planet.

Nadszedł wrzesień 1939 r. Stefan P i o t r o w s k i nie został powołany do czynnej służby wojskowej z powodu wady serca; nie widział jednak dla siebie miejsca w Obserwatorium po zainstalowaniu się tam władzy niemieckiej. W maju 1940 r. opuścił zajmowane stanowisko i wyjechał do majątku Zmiennica w pow. brzozowskim, gdzie pomagał w gospodarstwie swojej siostrze. W Jego wspomnieniach z tego okresu zachowała się barwna postać sołtysa Fiedenia, z którym wspólnie bojkotowali zarządzenia okupanta. Zapewne więcej czasu tracił wtedy użerając się z urzędnikami niższych szczebli okupacyjnej administracji, niż mógł poświęcić gwiazdom zaćmieniowym i równaniu transferu.

Z chwilą oswobodzenia pow. brzozowskiego, P i o t r o w s k i zgłosił się do służby państwowej i od 1 września 1944 r. objął stanowisko nauczyciela w Gimnazjum i Liceum w Brzozowie. Pragnął jednak jak najszybciej podjąć pracę naukową i w kwietniu 1945 r. wrócił do Obserwatorium Krakowskiego. Chcąc nadrobić stracone lata wojny, pracował intensywnie. Już wiosną 1946 r. złożył do druku pracę, zawierającą rozwiązanie równania transferu dla problemu atmosfery planetarnej. Jego opiekun naukowy - prof. B a n a c h i e w i c z - dobrze rozumiał konieczność dania utalentowanym astronomom jak najlepszych warunków rozwojowych; doceniał możliwości intelektualne P i o t r o w s k i e g o i wysłał Go, w 1947 r., na roczny pobyt do Harvard College Observatory w Cambridge, w Stanach Zjednoczonych. Był to wówczas jeden z najsilniejszych na świecie ośrodków astronomicznych.

Polski stypendysta uczył się tam nowych działów astrofizyki teoretycznej. Równocześnie, częściowo we współpracy ze Zdenkiem K o p a l e m, rozwijał dalej metody wyznaczania orbit gwiazd zaćmieniowych. Tak powstała klasyczna już dziś metoda Piotrowskiego-Kopala. Z myślą o rozwoju obserwacji w kraju zabiegał u astronomów i instytucji amerykańskich o pomoc w sfinansowaniu budowy fotometru fotoelektrycznego. Starania te zostały uwieńczone powodzeniem: powracający do kraju dr P i o t r o w s k i przywiózł w kieszeni fotomnożnik 1P21 i wkrótce, pod Jego kierunkiem, dobiegła końca budowa pierwszego w Polsce, nowoczesnego fotometru fotoelektrycznego, tak potrzebnego dla dalszego prowadzenia obserwacji gwiazd zaćmieniowych. Równolegle podjął dr P i o t r o w s k i zupełnie nową tematykę: opracował teorię zderzeń asteroid, ze szczególnym uwzględnieniem ich roli w procesie tworzenia się pyłowej składowej materii międzyplanetarnej. Jego wyniki są do dziś cytowane w literaturze światowej!

W połowie lutego 1952 r. dr P i o t r o w s k i - podówczas adiunkt Obserwatorium Krakowskiego - został zaproszony do objęcia, jako zastępca profesora,

katedry astrofizyki Uniwersytetu Warszawskiego. Przez ponad dwa lata dojeżdżał do pracy z Krakowa. Dopiero w 1954 r. uzyskał mieszkanie w Warszawie. W tym samym roku otrzymał tytuł profesora nadzwyczajnego, a w 1962 r. - zwyczajnego.

Po przeniesieniu się do Warszawy, Profesor P i o t r o w s k i rozszerzył znacznie swą działalność. Obok własnej pracy naukowej obejmowała ona także dydaktykę oraz aktywną pracę organizacyjną. We wszystkich tych dziedzinach uzyskał Profesor znaczące i trwałe osiągnięcia. Kontynuując badania nad problemami rozchodzenia się promieniowania w atmosferze z uwzględnieniem procesów pochłaniania i rozpraszania, uzyskał w 1955 r. ścisłą asymptotyczną formułę na strumień promieniowania po przejściu przez warstwę grubą optycznie. Wynik ten jest do dziś cytowany nie tylko w literaturze astronomicznej, lecz także geofizycznej i w publikacjach z zakresu fizyki jądrowej. Podjęta w 1964 r. analiza efektów przepływu masy w ciasnych układach podwójnych wyjaśniła kilka podstawowych faktów, dotyczących tego typu układów; Profesor wykazał m.in., że wyrzut masy prowadzi z reguły do zmniejszania ekscentryczności orbit.

Profesor Stefan P i o t r o w s k i należał do pokolenia, które po drugiej wojnie światowej znalazło się w obliczu wielkiego wyzwania i równie wielkiej szansy zaczynania wszystkiego niemal od zera. Podejmując to wyzwanie stanął wobec dylematu, który w Jego własnym sformułowaniu brzmiał: czy postawić „na zakład" (tj. na warsztat pracy), czy też raczej „na ludzi"? Wybrał to drugie, gdyż wiedział i zawsze to głosił, że w nauce najważniejsi są ludzie. Więc skupiał wokół siebie najlepszych, starał się, by zapewnić im najlepsze warunki rozwoju naukowego, by warunki takie stawały się istotnym składnikiem klimatu ośrodka. Pomagał, pożyczał książki i czasopisma, dyskutował i zachęcał do dyskusji, podsuwał tematykę... Obok wykładów kursowych prowadził wykłady monograficzne i seminaria. Wyznawał zasadę, że dobry wykładowca powinien być „złym kupcem", takim co drogo kupuje, a tanio sprzedaje. Znaczyło to, że najpierw trzeba dany problem dogłębnie przemyśleć i zrozumieć, płacąc przy okazji wysoką cenę własnego wysiłku, a potem przedstawić go innym w formie możliwie najłatwiejszej do przyswojenia. Ci, którzy słuchali Jego kursu astrofizyki teoretycznej, pamiętają do dziś ów wykład-dyktando, zaczynający się od słów: „W płasko-równoległej atmosferze gwiazdy istnieje stacjonarne pole promieniowania..." Profesor poprzedzał go wstępem, w którym mówił: „Zapiszcie, co wam podyktuję. Tu każde słowo będzie ważne, bo ja to przemyślałem". I rzeczywiście. Ten tekst, w którym wyważono każde słowo i każdy znak przestankowy, był zwięzłym, precyzyjnym wykładem podstaw teorii przenoszenia promieniowania w atmosferach gwiazd. Wykład stanowił istotny składnik tego, co pokrótce nazywa się dobrą szkołą astrofizyczną. Plonem tej działalności Profesora było powstanie w Warszawie grupy młodych astrofizyków, których badania - zarówno obserwacyjne, jak i teoretyczne - objęły zagadnienia ewolucji ciasnych układów podwójnych, fizyki gwiazd zmiennych oraz fizyki ośrodka międzygwiazdowego, a których wyniki na pewno liczą się w skali światowej.

Bogata i płodna była działalność organizacyjna Profesora P i o t r o w s k i e g o. Pełnił liczne funkcje z poczucia społecznego obowiązku. Swój rosnący autorytet i pozycję w środowisku naukowym potrafił wykorzystać dla rozwoju kierowanych przez siebie Katedry (później Zakładu) Astrofizyki UW oraz Zakładu Astronomii PAN. W latach 1954-1959 był dziekanem Wydziału Matematyki, Fizyki i Chemii Uniwersytetu Warszawskiego. Równocześnie podjął działalność organizacyj-

ną w Polskiej Akademii Nauk. Był współtwórcą, długoletnim zastępcą kierownika (1955-1965) i kierownikiem (1965-1973) Zakładu Astronomii PAN. W latach 1958--1971 pełnił funkcję Zastępcy Sekretarza Wydziału III PAN. W roku 1966 został przewodniczącym utworzonego z Jego m. in. inicjatywy Komitetu Badania i Pokojowego Wykorzystania Przestrzeni Kosmicznej PAN. Będzie odtąd jednym z głównych orędowników i promotorów rozwoju badań kosmicznych w Polsce.

Doceniał też Profesor P i o t r o w s k i znaczenie popularyzacji astronomii. W latach 1950-1954 był redaktorem „Uranii", zaś w latach 1953-1977 - powstałego z Jego inicjatywy kwartalnika „Postępy Astronomii". Pod Jego redakcję została wydana i doczekała się kilku wydań „Astronomia popularna" - najobszerniejsza powojenna monografia tego typu.

Sukcesy naukowe i organizacyjne Profesora przysporzyły Mu wielu dowodów uznania. W roku 1962 został wybrany na członka korespondenta PAN, a w 1969 - na członka rzeczywistego. W latach 1972-1974 był członkiem Prezydium Akademii. Polskie Towarzystwo Astronomiczne wybierało Go wielokrotnie do Zarządu Głównego; w latach 1956-1959 pełnił funkcje jego Prezesa. Otrzymał liczne ordery, nagrody i wyróżnienia, w tym order Sztandaru Pracy II klasy i Krzyż Komandorski Orderu Odrodzenia Polski.

Wśród zasad i prawd oczywistych, które wyznawał i wpajał swoim uczniom Profesor P i o t r o w s k i, była i ta, że w nauce nie ma taryfy ulgowej i jedyną miarą sukcesów i osiągnięć jest ich odniesienie do standardu światowego. Zgodnie z tą zasadą weszło na trwałe do astronomii wiele z Jego własnych wyników, a potem wiele z wyników Jego uczniów, i to właśnie jest obiektywną miarą poziomu i roli szkoły, którą stworzył. Pojęcie „szkoły" uległo ostatnio znacznej dewaluacji. Liczne są przykłady „szkół", kończących się z chwilą odejścia profesora, który uważał się, lub był uważany za ich twórcę. Tylko nieliczne trwają i rozwijają się, i tylko one są w rzeczywistości godne tego miana. Istotą szkoły, którą pozostawił po sobie Profesor Stefan P i o t r o w s k i jest właśnie jej trwałość. Miał tego świadomość, tak jak miał świadomość obiektywnej wartości dokonań swoich i swoich uczniów. Pozostawił po sobie dzieło nieprzemijające, o którym miałby prawo powiedzieć słowami rzymskiego poety:

Exegi monumentum aere perennius...

J ó z e f S m a k, A n d r z e j S o ł t a n

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 1-2

KRAKOWSKA SZKOŁA KOSMOLOGICZNA PTA

P I O T R F L I N, R O M A N J U S Z K I E W I C Z

W dniach 28 sierpnia-6 września 1984 r. odbyła się w Krakowie IX (III Międzynarodowa) Krakowska Letnia Szkoła Kosmologiczna PTA. Tematem jej były wielkoskalowe struktury w rozszerzającym się Wszechświecie. Komitet Organizacyjny Szkoły tworzyli: Piotr F l i n (Obserwatorium Astronomiczne Uniwersytetu Jagiellońskiego), Roman J u s z k i e w i c z (Centrum Astronomiczne im. M. Kopernika w Warszawie) i Andrzej W o s z c z y n a (Obserwatorium Astronomiczne Uniwersytetu Jagiellońskiego). W Szkole uczestniczyło ponad 60 osób z Krakowa, Lublina, Łodzi, Olsztyna, Opola, Torunia, Warszawy i Wrocławia.

Dla Komitetu Organizacyjnego Szkoły przykrą niespodzianką było odwołanie w ostatniej chwili przyjazdu kilku zapowiedzianych astrofizyków radzieckich. Powstałe luki udało się zapełnić dzięki uprzejmości tych wykładowców, którzy zgodzili się oprócz zapowiedzianych wykładów przedstawić dodatkowe komunikaty, jak też przygotować i poprowadzić dwie dyskusje na temat powstawania galaktyk (B.J.T. J o n e s) i zasad kosmologicznych (M. H e l l e r). Profesor B o n o m e t t o zgodził się rozszerzyć swój cykl wykładowy do sześciu godzin. Poziom Szkoły należy uznać za wysoki, tzn. taki sam jak na innych imprezach tego typu w świecie.

Poniżej, dla celów kronikarskich, podajemy listę zaproszonych wykładowców wraz z tematami ich wykładów:

Stanisław B a j t l i k (CAMK) - „Promieniowanie o temperaturze $2^{o}.7$ K i izotropia Wszechświata",

Silvio B o n o m e t t o (Uniwersytet w Padwie) - „Ograniczenia wielkoskalowych struktur wynikające z podstaw fizyki",

Nicolo D a l l a p o r t a (SISSA-Triest) - wykład inauguracyjny,

George E f s t a t h i o u (Uniwersytet w Cambridge) - „Własności gromadzenia się w modelach z zimnymi cząstkami" oraz „Podsumowanie obrad Szkoły",

Piotr F l i n (Uniwersytet Jagielloński) - „Orientacja galaktyk w lokalnej supergromadzie" (praca wspólna wraz z Włodzimierzem G o d ł o w s k i m),

Krzysztof G ó r s k i (CAMK) - „Nieliniowe gromadzenie się",

Michał H e l l e r (Obserwatorium Watykańskie) - „O problemie kosmologicznym",

Bernard J. T. J o n e s (Nordita - Kopenhaga) - „Chemiczna i dynamiczna ewolucja galaktyk",

Roman J u s z k i e w i c z (CAMK) - „Struktura mikrofalowego promieniowania tła w dużych skalach kątowych",

Franco O c c h i o n e r o (Uniwersytet w Rzymie) - „Wpływ zimnej ciemnej materii na wzrost pierwotnych perturbacji" (praca wspólna wraz ze Stefanią A c h i l l i i Roberto S c a r a m e l l o),

Mirosław P a n e k (CAMK) - „Wykrywanie pustych obszarów we Wszechświecie",

Remo R u f f i n i (Uniwersytet w Rzymie) - „≫Inos≪ w kosmologii i pregalaktyczne struktury",

Richard S c h a e f f e r (CEN, Saclay) - „Powstawanie galaktyk" oraz - „Funkcja korelacyjna",

Nicola V i t t o r i o (Uniwersytet w Rzymie i Uniwersytet Kalifornijski, Berkeley) - „Mikrofalowe promieniowanie tła i słabo oddziaływające cząstki".

Ponadto autorami komunikatów byli: Zbigniew G a r n c a r e k (WSP Opole), Teresa G r a b i ń s k a (Politechnika Wrocławska), Julian K u k l e w s k i (WSP Opole), Krzysztof M a ś l a n k a (CAMK), Konrad R u d n i c k i (Uniwersytet Jagielloński), Paweł T u r k o w s k i (AGH Kraków), Andrzej W o s z c z y n a (UJ) i Mirosław Z a b i e r o w s k i (Politechnika Wrocławska). Część prac przedstawionych w Szkole będzie opublikowana w „Acta Cosmologica".

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 1-2

O STATYSTYCE PRAC OPUBLIKOWANYCH W LATACH 1975-1983

K O N R A D R U D N I C K I

Obserwatorium Uniwersytetu Jagiellońskiego (Kraków)

W kwietniowo-czerwcowym numerze „Postępów Astronomii" z 1984 r. prof. Józef S m a k przedstawia tabelaryczne zestawienie ilości polskich prac z różnych instytucji i różnych ośrodków, opublikowanych w „Acta Astronomica". Wyciągnięcie wniosków pozostawia czytelnikom. Niech mi je więc będzie wolno wyciągnąć. Widać z przedstawionych przez niego tabel, że procentowo najwięcej prac publikują w AA pracownicy Obserwatorium Uniwersytetu Warszawskiego i Centrum Astronomicznego Mikołaja Kopernika, przy czym udział obu tych instytucji systematycznie wzrasta. Widać ponadto stale zwiększający się udział prac polskich w porównaniu z zagranicznymi. Jak to interpretować?

Uważam, że dominującym czynnikiem jest fakt stale postępującej specjalizacji czasopisma. „Acta Astronomica" zostały założone jako pismo ogólnoastronomiczne w okresie międzywojennym, gdy jeszcze wiele periodyków astronomicznych miało taki charakter. Ostatnio czasopisma, z wyjątkiem może „Astronomy and Astrophysics", „Astronomicheskiego Żurnału" oraz kilku pomniejszych, wyspecjalizowały się w poszczególnych tematykach. Całkiem innych zagadnień szuka się w „Apejocie", innych w PASPie, a jeszcze czego innego w „Astrophysics and Space Science". Również i „Acta Astronomica" są znane w świecie przede wszystkim z wartościowych prac, dotyczących zjawisk i procesów w gwiazdach zmiennych i podwójnych. Innych tematów szuka się w nich rzadko. Widać to chociażby po miejscu, gdzie stoją roczniki AA w różnych obserwatoriach świata. Tam gdzie się pracuje nad gwiazdami zmiennymi - stoją na miejscu poczesnym, łatwo dostępnym, czyniąc dobrą reklamę ośrodkowi warszawskiemu. Tam gdzie przeważają inne tematyki - upychane są po kątach.

Doświadczyliśmy niejednokrotnie tego, że prace pozagalaktyczne i kosmologiczne publikowane w „Acta Astronomica" nie są cytowane, chyba że autor sam wyśle odbitkę osobie zainteresowanej. Piszący te słowa i niektórzy jego koledzy od kilkunastu lat przestali posyłać swoje prace do AA, ponieważ pozostają one tam nie zauważone przez zainteresowanych ich tematyką. Astronom, który przystępując do pracy przegląda najpierw zestawienia bibliograficzne, a potem sięga do wszystkich prac tam referowanych, jest nie istniejącym ideałem. Każdy czytuje parę „swoich" czasopism; innych - nie. Taki jest świat i trzeba to brać pod uwagę, gdy się wysyła prace do publikacji. Nie sądzę zresztą, żeby to było złe. Przeciwnie, życzę Redakcji „Acta Astronomica" dalszej specjalizacji w wybranej dziedzinie i oby w swoim zakresie były stale jak najwięcej czytane.

Dla silniejszego udokumentowania mojej tezy pozwalam sobie przedstawić identyczne tabele jak w artykule prof. S m a k a dla innego, znacznie skromniejszego czasopisma - dla „Acta Cosmologica".

T a b e l a 1

Prace opublikowane w „Acta Cosmologica" w latach 1975-1983

	Lata		
	1975-1977	1978-1980	1981-1983
Tomy	3-6	7-9	10-12
Ilość prac	32	17	23
w tym (%):			
polskich	91	76	35
zagranicznych	9	24	65

T a b e l a 2

Wkład polskich instytucji i ośrodków

	Lata		
	1975-1977	1978-1980	1981-1983
Tomy	3-6	7-9	10-12
Instytucje i ośrodki:			
ZA UGd	0 (0)	0 (0)	0 (0)
OA UJ	18 (62)	6 (46)	6 (75)
IA UMK	1 (3)	1 (8)	1 (12)
OA UW	0 (0)	0 (0)	0 (0)
IA UWr	0 (0)	0 (0)	0 (0)
CAMK	0 (0)	4 (31)	1 (12)
CBK	0 (0)	0 (0)	0 (0)
Inne	10 (35)	2 (15)	0 (0)
Gdańsk	0 (0)	0 (0)	0 (0)
Kraków	20 (69)	8 (62)	7 (87)
Toruń	1 (3)	2 (15)	1 (13)
Warszawa	2 (7)	3 (23)	0 (0)
Wrocław	1 (3)	0 (0)	0 (0)
Inne	5 (18)	0 (0)	0 (0)

Pierwsza liczba podaje (w zaokrągleniu) ilość prac, druga (w nawiasie) - procent prac polskich.

Jakie wnioski można z tych tabel wyciągnąć? Poza stwierdzeniem, że od czasu, gdy redakcja AC stała się międzynarodowa, coraz większy jest w nich procent autorów zagranicznych (wydźwięk dwuznaczny: z jednej strony to dobrze, ale z drugiej źle!), widać po prostu, że w wielu ośrodkach astronomicznych Polski uprawiane są inne dziedziny astronomii niż reprezentowane w „Acta Cosmologica". Ponadto wiadomo skądinąd, że z powodu coraz dłuższego cyklu wydawniczego wiele prac krajowych wysyłanych jest do publikacji za granicę. Tego wydłużonego cyklu „Acta Astronomica" szczęśliwie uniknęły, czego im można pogratulować.

SPIS TREŚCI ZESZYTU 1-2

A R T Y K U Ł Y

J. N e s t u l a, Wpływ procesów geofizycznych na ruch obrotowy Ziemi. Część I 3
G. B r o m b o e z c z, Struktura obszaru aktywnego w koronie słonecznej. Część I. Obserwacje rentgenowskie obszarów aktywnych 29

Z P R A C O W N I I O B S E R W A T O R I Ó W

J. M e r g e n t a l e r, Związek półcienia i cienia grup plam słonecznych 45
S. S z u t o w i c z, Przegląd obserwacji pozycyjnych komety Halleya z jej pojawienia w 1835 r. 51
B. T o d o r o v i c - J u c h n i e w i c z, Metody wyznaczania pozycji planet wewnętrznych 59

K R O N I K A

Stefan Piotrowski (J. S m a k, A. S o ł t a n) 65
P. F l i n, R. J u s z k i e w i c z, Krakowska Szkoła Kosmologiczna PTA 69
K. R u d n i c k i, O statystyce prac opublikowanych w latach 1975-1983 71

СОДЕРЖАНИЕ ТЕТРАДИ 1-2

С Т А Т Ь И

Ё. Н а с т у л я, Влияние геофизических процессов на вращение Земли. Часть I 3
Г. Б р о м б о щ, Структура активной области в солнечной короне. Часть I. Рентгеновские наблюдения активных областей 29

И З Л А Б О Р А Т О Р И Й И О Б С Е Р В А Т О Р И Й

Я. М е р г е н т а л е р, Связь площадей тени и полутени групп солнечных пятен 45
С. Ш у т о в и ч, Обзор позиционных наблюдений кометы Галлея из её появления в 1835 г. 51
Б. Т о д о р о в и ц-Ю х н е в и ч, Методы определения позиции внутренних планет 59

ХРОНИКА

Стэфан Пиотровски (Ю. Смак, А. Солтан) 65
П. Флин, Р. Юшкевич, Краковская космологическая школа ПАО . . 69
К. Рудницки, О статистике работ опубликованных в 1975-1983 гг. . . 71

CONTENTS OF NUMBER 1-2

ARTICLES

J. Nastula, The Influence of Geophysical Processes on the Earth's Rotation. Part I 3
G. Bromboszcz, The Structure of the Coronal Solar Active Region. Part I. X-Ray Observations of the Solar Active Regions 29

FROM LABORATORIES AND OBSERVATORIES

J. Mergentaler, On the Prenumbra/Umbra Ratio of the Sunspot Groups 45
S. Szutowicz, Review of Positional Observations of the Halley's Comet During its Apparition in 1835 51
B. Todorovic-Juchniewicz, The Methods of Computation of Position of the Inner Planets 59

CHRONICLE

Stefan Piotrowski (J. Smak, A. Sołtan) 65
P. Flin, R. Juszkiewicz, Cracow Cosmological Summer School of PAS 69
K. Rudnicki, On the Statistics of Papers Being Published During 1975-1983 71

KOMUNIKAT

Jury Konkursu „Nagroda Młodych" Polskiego Towarzystwa Astronomicznego rozpatrzyło prace spełniające warunki regulaminu i podjęło decyzję o przyznaniu nagród za rok 1984.

Nagrodę pierwszego stopnia przyznano:
Tomaszowi C h l e b o w s k i e m u za pracę pt.
„X-Ray Properties of Hot Stars. I. On a Dichotomy among O-type Stars".

Trzy równorzędne nagrody drugiego stopnia przyznano:
Pawłowi A r t y m o w i c z o w i za pracę pt.
„The Role of Accretion in Binary Star Formation",
Januszowi K a ł u ż n e m u za pracę pt.
„CN And: W UMa-type System in the Phase of Poor Thermal Contact?",
Joannie M i k o ł a j e w s k i e j i Maciejowi M i k o ł a j e w s k i e m u za pracę pt.
„A Spectrophotometric Study of CI Cygni during the 1980 Eclipse".

Decyzja Jury została zatwierdzona przez Zarząd Główny Polskiego Towarzystwa Astronomicznego.

Przewodniczący Jury
(-) T. Jarzębowski

Warszawa, 28 listopada 1984 r.

PL ISSN 0032—5414

POSTĘPY ASTRONOMII

CZASOPISMO
POŚWIĘCONE UPOWSZECHNIANIU
WIEDZY ASTRONOMICZNEJ

PTA

TOM XXXIII — ZESZYT 3—4
LIPIEC — GRUDZIEŃ 1985

WARSZAWA — ŁÓDŹ 1987
PAŃSTWOWE WYDAWNICTWO NAUKOWE

POLSKIE TOWARZYSTWO ASTRONOMICZNE

POSTĘPY ASTRONOMII

KWARTALNIK

TOM XXXIII — ZESZYT 3—4
LIPIEC — GRUDZIEŃ 1985

WARSZAWA — ŁÓDŹ 1987
PAŃSTWOWE WYDAWNICTWO NAUKOWE

KOLEGIUM REDAKCYJNE

Redaktor naczelny:
Jerzy Stodółkiewicz, Warszawa

Członkowie:

Stanisław Grzędzielski, Warszawa
Andrzej Woszczyk, Toruń

Sekretarz Redakcji:
Tomasz Kwast, Warszawa

Adres Redakcji: 00-716 Warszawa, ul. Bartycka 18
Centrum Astronomiczne im. M. Kopernika (PAN)

WYDAWANE Z ZASIŁKU
POLSKIEJ AKADEMII NAUK

Printed in Poland

ARTYKUŁY

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 3-4

INTERFEROMETRIA WIELKOBAZOWA

Część VII

ZNACZENIE VLBI DLA ASTROMETRII, GEOFIZYKI I NAWIGACJI

K A Z I M I E R Z M. B O R K O W S K I

Katedra Radioastronomii Uniwersytetu M. Kopernika (Toruń)

РАДИОИНТЕРФЕРОМЕТРИЯ СО СВЕРХДЛИННЫМИ БАЗАМИ

Часть VII

РОЛЬ РСΔБ В АСТРОМЕТРИИ, ГЕОФИЗИКЕ И НАВИГАЦИИ

К. М. Б о р к о в с к и

С о д е р ж а н и е

Благодаря высокой точности измерений углов на небе и расстояний между антеннами РСΔБ сталась очень полезной в многих областиях науки и техники как астрономия, геофизика, проверки теории гравитации, синхронизация времени, навигация. В этой части представляем проблемы астрометрии, геофизики и межпланетарной навигации, в которых РСΔБ играет большую роль или этого ожидается от её.

THE VERY LONG BASELINE INTERFEROMETRY

Part VII

IMPORTANCE OF VLBI FOR ASTROMETRY, GEOPHYSICS AND NAVIGATION

S u m m a r y

Due to its exceptional resolving power in measuring both angular separations between quasars and baseline parameters, the VLBI became a very useful tool in

various problems of astronomy, geophysics and navigation. In this part we outline these problems placing them in a broader perspective of the field and pointing out the part the VLBI plays or is expected to do so.

1. WSTĘP

Kilka lat sąsiadujących z rokiem 1960 przyniosło dwa ważne odkrycia naukowe, które wówczas wydawały się całkowicie pozbawione wspólnej płaszczyzny.W szczególności nikt nie wiązał ich wtedy z zagadnieniem rotacji Ziemi, a nawet problemem inercjalnego układu odniesienia,choć dziś związki takie są aż nadto oczywiste.Jedno z tych odkryć, to z dziedziny geofizyki, dotyczyło globalnej tektoniki płyt skorupy ziemskiej i koncepcji rozsuwania się dna oceanów.Zrujnowało ono podstawowe pojęcie „średniego położenia" obserwatoriów, a razem z nim procedurę konstrukcji wektorów bazowych związanych sztywno z bryłą Ziemi. Wiemy teraz, że obserwatoria przemieszczają się wiekowo w prawie losowych kierunkach i z szybkościami zawierającymi się w granicach od 1 do nawet 15 cm na rok. Drugim ze wspomnianych wydarzeń było odkrycie przez astronomów obiektów gwiazdopodobnych albo kwazarów. Do roku 1963 rozpoznano w nich, po przesunięciach linii widmowych ku czerwieni, najdalsze obiekty obserwowalnego Wszechświata. O ile pierwsze rewolucyjne odkrycie miało podstawowe znaczenie dla postępu rozumienia rotacji Ziemi,o tyle drugie pozwoliło na realizację niemal wymarzonego, prawie inercjalnego układu odniesienia, którego stosowalność wykracza daleko poza potrzeby badaczy samej rotacji Ziemi.

Interferometrię wielkobazową (VLBI) zrealizowano w 1967 r. w celu badania rozmiarów i struktury zwartych radioźródeł, a w szczególności właśnie kwazarów.Obecnie mapy radioźródeł wykonuje się praktycznie rutynowo z rozdzielczością rzędu milisekund łuku. Od samego początku zdawano sobie dobrze sprawę z wyjątkowych możliwości techniki VLBI w obszarze pomiarów kątowych (obiektów na niebie) i odległości (anten systemu interferometrów). W ciągu mniej więcej dekady technikę VLBI udoskonalono na tyle, że obecnie niewiele już pozostało do osiągnięcia teoretycznych możliwości. W praktyce oznacza to centymetrowy poziom dokładności pomiaru odległości międzykontynentalnych i milisekundy łuku w położeniach źródeł odległych o dowolny kąt na niebie. W porównaniu z technikami klasycznymi poprawa dokładności jest tak drastyczna, że wespół ze znanymi dziś efektami geofizycznymi, typu dryfu kontynentów, współczesne pomiary WLBI czynią przestarzałymi fundamentalne definicje układów odniesienia służących za podstawę określania położeń na Ziemi i ich ruchu względem przestrzeni inercjalnej.

Aby jeszcze dosadniej zobrazować znaczenie tej nowej techniki zauważmy, na przykład, że jeszcze do niedawna geodezyjne metody określania położeń na Ziemi by-

ły ograniczone do względnych dokładności z grubsza biorąc 10^{-6}. Na takim poziomie dokładności Ziemia może być uważana za bryłę sztywną, gdyż największe odkształcenie (wywołane przez pływy) jest rzędu 10^{-7}. U astronomów zaś układ odniesienia oparty na standardowym katalogu ok. 1500 gwiazd ma wewnętrzną dokładność ok. 0",15. Nie będzie potrzeby komentowania tego faktu gdy zauważymy, że 0",1 na niebie transformuje się na ok. 3 m w położeniu obserwatora na powierzchni Ziemi.

Źródła pozagalaktyczne przez swe olbrzymie oddalenie od Układu Słonecznego wykazują bardzo znikome ruchy na sferze niebieskiej. Katalog precyzyjnych położeń takich źródeł może zatem definiować praktycznie inercjalny układ odniesienia,względem którego można mierzyć położenia i ruchy obiektów na Ziemi, ruchy samej Ziemi, obiektów z otoczenia Ziemi (np. satelitów) i obiektów na sferze niebieskiej (statki kosmiczne, planety, gwiazdy i galaktyki). Taki układ odniesienia ma więc bezpośrednie zastosowanie w nawigacji, astronomii i geofizyce.

Nim przejdziemy do bardziej szczegółowego omówienia metod i różnorakich zastosowań VLBI, naszkicujemy wpierw pewne ogólne aspekty pomiarów astrometryczno-geodezyjnych skupiając uwagę na zagadnieniach odróżniających je od metod stosowanych w syntezie apertury, bądź w widmowych obserwacjach VLBI, które były przedmiotem kilku poprzednich części tego przeglądu. W drugiej kolejności spróbujemy przybliżyć dziedziny i zakres oczekiwanych zastosowań techniki VLBI.

Z bogatej literatury przedmiotu w przygotowaniu tego artykułu najwięcej skorzystaliśmy z publikacji następujących autorów lub wydawców: Gliese i in. (1974), Robertson (1975), Kołaczek i Weiffenbach (1975), Counselman (1976), Troitskii (1976), Dermanis (1977), Ma (1978), Prohazka i Tucker (1979), McCarthy i Pilkington (1979), Coates (1980), Cohen (1980), Bock (1980), Fell (1980), Gaposchkin i Kołaczek (1981), Kaplan (1981), Wilkins i Feissal (1982), Marcaide (1982), Carter i Tusuchiya (1982), Calame (1982), Biraud (1983), Gubanov i in. (1983), Podobied (1983) oraz Remondi (1984). Lista ta stanowi zaledwie niewielką próbkę dostępnej nam literatury i zawiera przeważnie opracowania zbiorowe materiałów z konferencji lub większe autorskie typu prac doktorskich.

2. VLBI JAKO NARZĘDZIE DO POMIARÓW KĄTÓW I ODLEGŁOŚCI

Interferometr wielkobazowy w swej istocie jest zwykłym czy też konwencjonalnym interferometrem, jakie stosowano w radioastronomii od początków jej intensywnego rozwoju, z tym że jego elementy pracują całkowicie niezależnie - bez jakiegokolwiek fizycznego łącza. Po zapisaniu sygnałów w każdej ze stacji sieci interferometrycznej są one później odtwarzane i korelowane w celu wydzielenia charak-

terystycznych, prawie sinusoidalnych, listków interferencyjnych. Istnieje kilka systemów rejestracji i korelacji danych VLBI, z których najważniejsze omówiliśmy w cz. II przeglądu. Opracowano także, o czym wcześniej nie wspominaliśmy, kilka systemów specjalnie do zastosowań geodezyjnych lub nawigacyjnych, wyróżniających się tym, że są to urządzenia przenośne, wręcz miniaturowe. Zminiaturyzowanie możliwe jest jedynie w przypadku, kiedy obserwowane sygnały są bardzo silne, takie jak np. ze sztucznych satelitów Ziemi, co pozwala na stosowanie małych anten. Dostrzec można wiele inwencji wykazanej przy próbach zbudowania systemu interferometrycznego typu VLBI pod kątem wykorzystania aktualnie realizowanej sieci satelitów GPS (Global Positioning System). Błyskotliwym efektem tych starań jest tzw. makrometr opracowany przez grupę C.C. C o u n s e l m a n a, pozwalający określać względne położenie punktów w trzech wymiarach z centymetrową dokładnością w czasie pojedynczych godzin. Do urządzenia tego jeszcze wrócimy w niniejszym przeglądzie.

Sygnały pobrane z dwóch miejsc czoła fali wyemitowanej z odległego punktu po wymnożeniu (skorelowaniu), albo dodaniu i detekcji (wyprostowaniu), dają charakterystyczne prążki interferencyjne analogiczne do znanych z optyki.Prążki te ściśle odzwierciedlają charakterystykę kierunkową urządzenia próbkującego sygnał, czyli interferometru, i stąd nazwa „listki interferencyjne" przyjęta w radioastronomii. Amplituda i faza listków interferencyjnych, które wynurzają się ze skorelowanych,na ogół mocno zaszumionych, sygnałów niosą informację o geometrii układu anteny-źródło, o strukturze źródła i o zniekształceniach, jakim uległy sygnały na drodze rozchodzenia się i w czasie obróbki danych. Informacje te są podstawą różnorakich zastosowań interferometrii.

Ponieważ na wyjściu korelatora VLBI dostaje się listki interferencyjne w postaci prawie sinusoidalnego przebiegu,podstawowymi wielkościami mierzonymi (obserwablami) są chwilowe amplitudy i fazy owych listków i te obserwable zawierają całą wspomnianą wyżej informację. Gdyby udało się sparametryzować przebiegi listków w funkcji czasu obserwacji i wszystkich interesujących bądź znaczących czynników, to obserwacje odpowiednio zorganizowane (rozkład anten, wybór źródeł,zakresów i pasm częstości i czasokresu) dostarczyłyby dostatecznie wiele punktów pomiarowych dla rozwiązania układu równań obserwacyjnych ze względu na jednocześnie wszystkie parametry: rozkłady jasności i położenia źródeł, wektory bazowe systemów odbiorczych, synchronizacja czasu w poszczególnych stacjach i atmosferyczne oraz kosmiczne efekty propagacyjne. Byłoby to jednak zbyt wygórowane przedsięwzięcie i w praktyce obserwatorzy zadowalają się uzyskaniem tylko ich interesujących informacji, co pozwala na znaczne zredukowanie programu obserwacji i obróbki danych.

Tak więc astrofizyk może poprawić amplitudę i fazę listków na wszystkie możliwe do oceny wpływy, uzyskując listki, które zawierają informację dotyczącą tylko

struktury źródła i które nazywa się teraz funkcją widzialności, a o niej wiadomo, że jest wprost transformatą Fouriera z rozkładu jasności. Przy pracach spektralnych obserwatorzy zainteresowani są zmiennością rozkładu jasności w dziedzinie częstości radiowych (w. cz.). Przy obróbce pokorelacyjnej wykorzystują listki interferencyjne zmierzone w wielu (rzędu setki w tym wypadku) kanałach zapóźnień korelatora jednocześnie. Każdy pomiar funkcji widzialności odpowiada zatem wielu punktom w dziedzinie zapóźnień, które są transformatą Fouriera z widzialności traktowanej jako funkcja częstości radiowej.

Geofizyków i astrometrystów interesuje struktura źródła o tyle, że jeśli jest nieznana, to może wpłynąć degradująco na pomiary parametrów o pierwszorzędnym znaczeniu. Wolą oni więc wybierać źródła o możliwie najmniejszych rozmiarach - takich, że wkład ich rozciągłej struktury do obserwowanej fazy listków jest zaniedbywalny. Użyteczne w tym względzie byłyby również źródła o ściśle symetrycznych strukturach, których widzialności są funkcjami rzeczywistymi, czyli o zerowej fazie. W każdym razie w astrometrii i geodezji użyteczną obserwablą jest faza listków interferencyjnych, a amplituda może być rozpatrywana jako nośnik dla fazy i jako taka powinna być dostatecznie duża dla zapewnienia zadowalających dokładności pomiarów fazy.

Idea pomiarów kątowych i długości bazy, $\vec{d}$, wywodzi się z prostej zależności fazy listków interferencyjnych od tych wielkości:

$$\phi = 2\pi \vec{d}\vec{s}/\lambda - \phi_0, \qquad (1)$$

w której wektory $\vec{s}$ (wersor w kierunku obserwowanego źródła) i $\vec{d}$ są w ogólności funkcjami czasu obserwacji, zaś ϕ_0 grupuje w sobie wszystkie efekty, jakie należy wyrugować w procesie obróbki danych. Pomiar dostatecznie wielu faz ϕ może umożliwić wyznaczenie geometrii anten i źródła (lub źródeł) przez dobranie takich $\vec{d}$ i $\vec{s}$, które w jakimś sensie najlepiej spełniają układ równań obserwacyjnych typu (1). Naturalnie, problem wyznaczeń znacznie się upraszcza jeśli położenia źródeł albo anten,,alternatywnie, są znane z zadowalającą dokładnością.Równanie (1) uzasadnia także nasze globalne podejście do omówienia zastosowań VLBI do astrometrii, geodezji, geodynamiki, nawigacji i pewnych szczególnych problemów międzydyscyplinarnych.

3. WCZORAJ I JUTRO ASTROMETRII

Pierwszym zadaniem astrometrii jest wypracowanie systemu współrzędnych na niebie i w tym kontekście badanie ruchu ciał Układu Słonecznego i gwiazd. Ten dział astronomii jest najstarszy i pozostaje niezbędny dla wszystkich pozostałych działów astronomii oraz kilku dziedzin stosowanych, takich jak geodezja, nawigacja

czy eksploracja kosmosu, w których wykorzystuje się znajomość dokładnych położeń, odległości, kształtu, rozmiarów i ruchów ciał niebieskich oraz Ziemi.

Powszechnie dziś używany układ współrzędnych dla określania położeń ciał niebieskich - układ równikowy - wywodzi się od starożytnych. Jego podstawowymi elementami są oś obrotu Ziemi i punkt równonocy wiosennej, związane z ruchem Ziemi wokół własnej osi i wokół Słońca. Wysiłek pokoleń astronomów ucieleśnia współcześnie standardowy (od 1963 r.) kwaziinercjalny (gwiazdowy) system współrzędnych oparty na tzw. fundamentalnym katalogu (FK4) nieco ponad półtora tysiąca najjaśniejszych gwiazd Galaktyki. Dokładność położeń w tym katalogu (średnio ok. 0",15) nie jest, niestety, wystarczającą dla rosnących potrzeb nauki i praktyki; są też świadectwa (np. L o y o l a 1978; Z v e r e v 1983) o istnieniu w nim błędów systematycznych. Z tych powodów podjęto przygotowania nowego katalogu (FK5),który ma zawierać pozycje ok. 3500 gwiazd zebranych z ponad 200 istniejących katalogów. Jak informowano na ostatnim zjeździe IAU w Patras (np. W a y m a n 1982; Y a t s k i v 1983), ostateczna postać FK5 miała być gotowa w 1985 r. Zakładało się wszakże, że średni błąd FK5 będzie tylko trzykrotnie mniejszy niż FK4.

Współczesna astrometria, tak jak przed setkami lat, jest oparta na systemie metod południkowych wykorzystujących mechaniczne przyrządy do pomiaru kątów. Niedostateczna dokładność klasycznej astrometrii wynika przede wszystkim z istnienia trudnych do uwzględnienia błędów systematycznych - tak instrumentalnych,jak i refrakcyjnych. Kiedy nawet udaje się znacząco wyeliminować błędy systematyczne, to średnie błędy pomiaru współrzędnych za pomocą przyrządów południkowych rzadko bywają mniejsze niż 0",3, a przy obserwacjach fotograficznych 0",15. Te błędy losowe można zmniejszyć poprzez automatyzację i komputeryzację pomiarów,jednak, jak pisze Z v e r e v (1983), błędy systematyczne będzie można zdecydowanie wyeliminować dopiero po opracowaniu nowego, optymalnego w tym względzie przyrządu południkowego ze zminimalizowanymi efektami ugięć grawitacyjnych i deformacji termicznych, które występują w przyrządach klasycznych.

Inną podstawową wadą systemu współrzędnych opartego na fundamentalnych katalogach gwiazd jest deformowanie się takiego systemu z upływem czasu na skutek niewystarczającej znajomości ruchów własnych gwiazd. Istotnym środkiem zaradczym jest włączanie do katalogów podstawowych także gwiazd słabych, zatem bardziej odległych i o mniejszych ruchach własnych. Nie jest to jednak ani łatwe, ani ostateczne rozwiązanie problemu.

W ostatnich 15-20 latach obok metod klasycznych w astrometrii zaczęto stosować całkowicie nowe techniki pomiarów. Są to m.in. naziemne pomiary laserowe i interferometryczne oraz z użyciem przyrządów wyniesionych w kosmos. Te nowe podejścia pozwalają osiągać dokładności przewyższające wszystko, co osiągnięto dotąd w klasycznej wizualnej i fotograficznej astrometrii - np. radiolokacja Wenus prowadzona w początkach lat 60, pozwoliła wyznaczyć jednostkę astronomiczną, średnią

odległość Ziemi od Słońca, z dokładnością 20 razy lepszą niż w przypadku wyników uzyskanych z opracowania olbrzymiej liczby fotografii planetoidy Eros przy jej przejściach w pobliżu Ziemi w latach 1926-1945. Istnieją już katalogi obejmujące niewiele jeszcze, bo po kilkadziesiąt radioźródeł (kwazarów) północnej półkuli nieba, ze współrzędnymi wyznaczonymi radiowymi metodami interferometrycznymi z dokładnościami 0",01 do 0",001 (np. J o h n s t o n 1984), czyli kilkadziesiąt razy lepszymi niż te ze współczesnych katalogów gwiazd. Podobnie wysokie dokładności (0",002) przewiduje się przy astrometrycznych pomiarach amerykańskim teleskopem kosmicznym oraz planowanym na 1986 r. przez ESA satelitą astrometrycznym (projekt HIPPARCOS, np. K o ł a c z e k 1979, K o v a l e v s k y 1984). Wspomnijmy jeszcze o równie pięknych perspektywach rozwoju nowych optycznych technik naziemnej astrometrii, o których wyczerpująco pisze van A l t e n a (1983) i które wraz z VLBI mają w najbliższych latach zrewolucjonizować tę gałąź astronomii.

Klasycznym i wspólnym dla astrometrii i geofizyki problemem badawczym jest rotacja Ziemi. Szybkość obrotu naszej planety, mierzona względem gwiazd i Słońca, determinuje chód czasu gwiazdowego i słonecznego. Czas uniwersalny (koordynowany), stosowany w życiu codziennym,mierzony jest wprawdzie sekundami atomowymi,ale nawiązuje do czasu astronomicznego związanego z ruchem Ziemi i wyznaczanego w kilkudziesięciu specjalnych stacjach. Ostatnie dziesięciolecia przyniosły wieści o szeregu nieregularnościach w rotacji Ziemi (np. M o r r i s o n i S t e p h e n s o n 1982; K o v a l e v s k y i Y a t s k i v 1982; M e r r i a m 1983). Ostatnio zrealizowany, szeroko zakrojony międzynarodowy projekt MERIT (Monitor Earth Rotation and Intercomparing the Techniques of observations) poświęcony był właśnie porównaniu wyników pomiarów parametrów rotacji Ziemi uzyskanych różnymi technikami. Uwzględniono w tym klasyczne astronomiczne wyznaczanie czasu i szerokości geograficznej, dopplerowskie i laserowe obserwacje sztucznych satelitów Ziemi, interferometrię na falach radiowych i in. (F e i s s e l 1982; W i l k i n s i F e i s s e l 1982; W i l k i n s 1984). Prócz bogato zapowiadającego się pokłosia naukowego, wyniki tego przedsięwzięcia staną się być może podstawą do zorganizowania nowej, międzynarodowej służby rotacji Ziemi, która zastąpiłaby obecną międzynarodową służbę ruchu bieguna. Wstępne wyniki kampanii MERIT jasno dowodzą, że pomiary laserowe i interferometria radiowa mogą być użyte do regularnych i precyzyjnych wyznaczeń parametrów rotacji Ziemi (W i l k i n s 1985).

Światowa sieć służby czasu po miesięcznych obserwacjach dostarcza oceny długości doby z dokładnością 0,5 ms, gdy tymczasem jednodobowa obserwacja z użyciem techniki VLBI pozwala wyznaczyć ten parametr z dokładnością 0,1 ms. Podobny kontrast występuje w obszarze pomiarów położenia bieguna Ziemi: światowa sieć licząca ok. 20 stacji osiąga dokładność ok. 1 m (20 cm na średnich miesięcznych) (W i n k l e r 1979), gdy interferometr wielkobazowy odpowiednio zaprojektowany ma dokładność centymetrową już z jednodobowych obserwacji. Istnieje propozycja zorga-

nizowania specjalnej sieci VLBI z antenami rozmieszczonymi w 5 tradycyjnych stacjach ILS (International Latitude Service) jako idealnego narzędzia do obserwacji ruchu bieguna i okresu rotacji Ziemi (F u j i s h i t a 1981).

Panuje zgodna opinia, że dla astrometrii fundamentalnej wyjątkowo wielkie znaczenie ma pojawienie się interferometrii wielkobazowej, która umożliwia wyznaczenie bezwzględnych współrzędnych równikowych zwartych radioźródeł,w szczególności tych pozagalaktycznych, z nie spotykanymi dotąd dokładnościami. Prawie w zasięgu ręki jest już radioastronomiczny inercjalny system współrzędnych w postaci katalogów rzędu setki kwazarów. System ten nie ulegnie zauważalnym deformacjom przez setki, może i tysiące lat. Pozostaje zatem nawiązanie słabych gwiazd Galaktyki do tego układu, co umożliwi pomiary bezwzględnych ruchów ciał Galaktyki i Galaktyki jako całości. Jeśli w tym czasie uda się zbudować wspomniany optymalny przyrząd południkowy, to powstanie dogodna sytuacja dla zestawienia zasadniczo nowego fundamentalnego katalogu gwiazd nawiązanego do położeń odległych radioźródeł (Z v e r e v 1983). Ocenia się, że dokładność współczesnych katalogów fundamentalnych po nawiązaniu do obserwacji radiowych poprawi się o rząd, co z kolei polepszy dokładność szeregu tradycyjnych pomiarów astrometrycznych i geodezyjnych.

Używając techniki VLBI do obserwacji sztucznych źródeł promieniowania na innym ciele Układu Słonecznego, można uzyskać niebywale wysokie dokładności danych o ruchu tego ciała, jego orbicie i zaburzeniach. Radiolatarnie umieszczone na innej planecie pozwoliłyby ustalić także punkt zerowy układu współrzędnych równikowych z dokładnością o dwa rzędy wyższą niż uzyskiwana z obserwacji optycznych. Zainstalowanie dwóch lub więcej latarni umożliwia wyznaczanie zmian prędkości rotacji planety, a nawet ruchu jej biegunów.

Obiecująco zarysowuje się perspektywa zastosowania VLBI do badania układu Ziemia-Księżyc. Wśród celów można wymienić poprawę pomiarów czasu efemeryd i orbity Księżyca, a także uściślenie danych o fizycznej libracji Księżyca -okresowych nierównomierności jego obrotu wokół osi i okresowego przemieszczania się bieguna księżycowego.

Ponieważ technika interferometryczna pozwala na dokładne wyznaczanie wzajemnych położeń dwóch nadajników, tego typu pomiary można wykorzystać przy kartografowaniu powierzchni planet, jeśli jeden z nadajników zostanie umieszczony na pojeździe. Podobne pomiary wykonano już w czasie ekspedycji Apollo na Księżyc: położenie pojazdu księżycowego z lunonautami względem lądownika wyznaczano wówczas z dokładnością 1 m. Dziś takie pomiary można by wykonywać przynajmniej o rząd dokładniej.

4. PROBLEMY GEOFIZYKI A VLBI

Na przestrzeni ostatnich 25 lat dokonał się prawdziwy przewrót w nauce o Ziemi. O ile dawniej główne badania skupiały się na siłach i ruchach pionowych, któ-

re miały prowadzić do ukształtowania się topologii i struktury globu, o tyle obecnie większość badaczy przychyla się do opinii, że tamte efekty są względnie małymi produktami ubocznymi potężnych, horyzontalnych przemieszczeń wielkich połaci zewnętrznej skorupy Ziemi. Wskutek względnych ruchów tych połaci, albo płyt, powstawały całe systemy górskie w miejscach ich kolizji, szczeliny, rowy i nowa skorupa w miejscach rozstępowania się oraz ogromne uskoki czy dyslokacje w miejscach ścierania się. Odżyła stara koncepcja względnego ruchu kontynetów zyskując stąd nowe, powszechnie akceptowane świadectwa, z których większość wywodzi się ze studiów geomagnetyzmu i refrakcyjnych pomiarów sejsmicznych w ocenach świata, gdzie skorupa ma grubość ok. 6 km, kontrastującą z grubością skorupy kontynentalnej (30--40 km).

Chociaż koncepcja tektoniki płyt ma dziś przekonywająco solidne podstawy,jest wciąż wiele szczegółów oczekujących na pełne wyjaśnienie. Dużo się obecnie dyskutuje np. nad mechanizmem rostępowania się płyt, a szokujący pogląd, jakoby Ziemia rozszerzała się, ma też swych zagorzałych zwolenników. Współczesne teorie geofizyczne przewidują na dziś ruch płyt z prędkościami rzędu 10 cm/rok, ale oparte są one na ruchach uśrednionych na tysiącach, a nawet milionach lat. W istocie rzeczy brak jest bezpośrednich dowodów, że płyty tektoniczne obecnie rzeczywiście przemieszczają się, wobec możliwości epizodyczności takich ruchów w skali globalnej (C o h e n 1980).

Wiele zjawisk geofizycznych pozostawia ślady w zmianach długości doby i orientacji skorupy Ziemi względem jej osi rotacji. Te dwa typy zmian, znajdujące się w sferze zainteresowań astrometrystów, określa się jako nieregularności czasu uniwersalnego (ściślej UT1) i ruch biegunów. Geofizycy spekulują, że mają one jakiś związek z tak interesującymi zjawiskami jak trzęsienia Ziemi, asejsmiczne ruchy tektoniczne, oddziaływania jądra z płaszczem Ziemi oraz zjawiska meteorologiczne i klimatyczne. Dla rozstrzygnięć ilościowych konieczne są możliwie dokładne pomiary UT1 i położenia biegunów.

Wyznaczaniem rozmiarów i kształtu Ziemi oraz rozmieszczenia punktów na jej powierzchni i łączących ich wektorów odległości zajmuje się dział geofizyki zwany geodezją. Inny dział, geodynamika, obejmuje badania zmian tych parametrów. Dla potrzeb obu tych działów tradycyjnie używa się układu współrzędnych sztywno związanych z Ziemią. Wiadomo już jednak, że taki układ nie nadaje się dla celów geodynamiki, gdyż sam ulega deformacjom wraz ze zmianami na powierzchni Ziemi.

Nowe możliwości dla geodezji i geodynamiki otworzyły sztuczne satelity Ziemi. Tak np., wykonując jednoczesne fotografie sputnika na tle gwiazd z dwóch punktów Ziemi można określić kąt, pod jakim widać ze sputnika linię łączącą oba punkty. Jeśli ponadto wykonane są jednocześnie laserowe pomiary odległości satelity, to już prostą sprawą jest wyznaczenie długości i kierunku tej linii.Kąty wszakże mierzone są z wykorzystaniem fundamentalnego katalogu, który ma znaczne błędy prze-

noszące się oczywiście na wyniki pomiarów. Przy pomiarach odległości rzędu tysięcy kilometrów wymagana wysokość satelity jest tego samego rzędu co odległość, a wtedy katalogowe błędy 0",2-0",3 czynią już 5-8-metrowy błąd w wyznaczeniu odległości. Należy jeszcze do tego doliczyć inne błędy instrumentalne, refrakcyjne itp. Efekty geodynamiczne mają na ogół amplitudy dużo mniejsze od ocenionego błędu. Dla badań małych zmian kształtu i ruchu Ziemi dokładność wyznaczeń kierunków odniesienia powinna stanowić tysięczną część sekundy łuku. Wtedy tylko można zaobserwować znikomo małe przesunięcia kontynentów, ruch bieguna Ziemi i wahania prędkości jej rotacji zachodzące w krótkich odstępach czasu.

Tak wygórowane wymagania geofizyki w zakresie dokładności pomiarów odległości zadowala interferometria wielkobazowa z omówionym już inercjalnym układem odniesienia. W porównaniu z innymi technikami istotną zaletą VLBI jest jej niezależność od pory dnia i od pogody. Nie bez znaczenia jest również to, że kształt Ziemi można wyznaczyć metodami niezależnymi od osobliwości pola grawitacyjnego i rozkładu masy Ziemi. Dokładności pomiarów kierunku bazy interferometru są tego samego rzędu co wyznaczeń położeń radioźródeł, tzn. 0",001, a jej długości - pojedyncze centymetry na tle wielu tysięcy kilometrów. Na przykład bazę pomiędzy teleskopami w Owens Valley (USA) i w Effelsbergu (RFN) o długości 8 203 742,44 m zmierzono niedawno z dokładnością 4 cm (R o g e r s i in. 1983). Sieć kilkudziesięciu radioteleskopów rozsianych po globie ziemskim oznacza system wektorów baz mierzalnych z centymetrową dokładnością. Regularne pomiary taką siecią umożliwią dokładne wyznaczenie zmian kształtu globu. Pozwoli to dalej na obserwację pływowego wznoszenia się i opadania skorupy ziemskiej, wynoszącego kilkadziesiąt centymetrów, jak również nieregularnych zmian powierzchni Ziemi powstających podczas jej trzęsień, kiedy to unoszą się lub zapadają całe połacie skorupy. Być może doprowadzi to w przyszłości do efektywnego przewidywania obszarów wielkich trzęsień Ziemi.

Wszystko wskazuje na to, że jesteśmy dziś u zarania obserwacyjnego potwierdzenia przemieszczania się kontynentów. Przy szybkości 1-2 cm/rok ruchy takie mogą być wykryte techniką VLBI już po kilku latach. W istocie pierwsze wyniki zostały opublikowane (patrz komentarze S h a f f e r a, 1984 i M a d d o x a, 1985). Na przykład C a r t e r i in. (1985) donoszą o ocenie szybkości wydłużania się bazy Westford (Massachusetts)-Onsala (Szwecja) o $1,4 \pm 0,3$ cm/rok. Przyszłe mapy wzajemnych ruchów kontynentów i płyt tektonicznych pozwolą lepiej zrozumieć prawa i historię ich powstawania, ppznać prawidłowości rozkładu kopalin użytkowych i efektywniej prowadzić ich poszukiwania (T r o i t s k i i 1976).

5. ZASTOSOWANIA VLBI W NAWIGACJI KOSMICZNEJ

Proces nawigacji statków międzyplanetarnych obejmuje wyznaczanie trajektorii statku, przewidywanie przyszłych pozycji i prędkości oraz dokonywanie korekcyj-

nych manewrów na drodze lotu. Przez wiele lat zarówno wokółziemskie jak i międzyplanetarne statki były sterowane na zasadach konwencjonalnych technik radiometrycznych. Techniki te opierają się na pomiarach przesunięcia częstości (Doppler) albo opóźnienia (Range) spójnego sygnału wysłanego ze stacji naziemnej i powracającego po również spójnej retransmisji przez statek kosmiczny. Te wielce użyteczne techniki są jednak czaso- i sprzętochłonne. Osiągnięcie wymaganych dokładności nawigacji wymagało często albo bardzo długich obserwacji, albo wielokrotnych powtórzeń. Ze wzrostem ilości misji kosmicznych i postępującymi wymaganiami co do dokładności prowadzenia statków rośnie również zapotrzebowanie na czas antenowy, przekraczając często możliwości śledzących stacji (F r a u e n h o l z i E l l i s 1984).

Przeprowadzono szereg studiów teoretycznych i obserwacyjnych w celu zbadania możliwości użycia techniki VLBI do celów nawigacji.W porównaniu do konwencjonalnych pomiarów prędkości i odległości dane VLBI uzyskane z obserwacji statku kosmicznego i pobliskiego (kątowo) radioźródła pozagalaktycznego okazują się zawierać znacznie dokładniejsze informacje. Technika różnicowa, tzw. ΔVLBI, stosowana już w praktyce nawigacji międzyplanetarnej prócz lepszej dokładności ma następujące zalety: 1) krótszy czas obserwacji, 2) mniejsze koszty i złożoność obróbki danych i 3) możliwość zbierania danych w modzie jednostronnym (bez konieczności wysyłania specjalnego sygnału). Oczekuje się, że przyszłościowa nawigacja międzyplanetarna w części określania położenia i prędkości statków będzie opierała się na technice VLBI (H i l d e b r a n d i in. 1983; M o h a n i A n a n d a 1983; F r a u e n h o l z i E l l i s 1984).

Istnieje kilka systemów VLBI, albo raczej typu VLBI, które mają pewne szanse zastosowania do celów nawigacji statków powietrznych, morskich i pojazdów lądowych. Systemy takie wykorzystują silne sygnały, pochodzące ze sztucznych satelitów Ziemi, i na ogół współzależą od typowych systemów VLBI mających znacznie większą czułość. Współzależność wynika z potrzeby nawiązywania pomiarów do inercjalnego układu źródeł pozagalaktycznych. Jednym z takich systemów jest wspomniany już makrometr.

Teoria Einsteina przewiduje istnienie fal grawitacyjnych, których jednak jak dotąd nie udało się zaobserwować. A n d e r s o n (1983) używa sieci stacji VLBI stosowanych do nawigacji międzyplanetarnej i pewnej techniki wydzielania tonów kalibracyjnych (opracowanej pierwotnie do kalibracji fazy i zapóźnienia instrumentalnego przy geofizycznych obserwacjach VLBI), mając nadzieję na pomiar natężenia kosmicznego tła fal grawitacyjnych. Twierdzi on, że przy pewnych warunkach pomiar taki będzie możliwy, o ile promieniowanie jest rzeczywiście takie jak to przewidują współczesne modele kosmologiczne.

LITERATURA

Anderson A.J., 1983, w: Biraud (1983), s. 361.

Biraud F. (wyd.), 1983, „Very Long Baseline Interferometry Techniques", Cepadues-Editions, Toulouse.

Bock Y., 1980, „Variance - Covariance Analysis Interactive Program", Ohio State Univ., Columbus (Ohio).

Calame O. (wyd.), 1982, „High Precision Earth Rotation and Earth-Moon Dynamics" (IAU Coll. 63, Grasse), Reidel, Dordrecht.

Carter W.E., Robertson D.S., MacKay J.R., 1985, J. Geophys. Res., 90, 4577.

Carter W.E., Tusuchiya A. (wyd.), 1982, „Geodetic Applications of Radio Interferometry", NOAA - National Ocean Survey, Rockville (Maryland).

Coates R. (wyd.), 1980, „Radio Interferometry Techniques for Geodesy", NASA CP-2115, Springfield (Virginia).

Cohen M.H. (wyd.), 1980, „A Transcontinental Radio Telescope", C.I.T., Pasadena (California).

Counselman III C.C., 1976, Ann. Rev. Astron. Astrophys., 14, 197.

Dermanis A., 1977, „Design of Experiment for Earth Rotation and Baseline Parameter Determination from Very Long Baseline Interferometry", Ohio State Univ., Columbus (Ohio).

Fanti R., Kellermann K., Setti G. (wyd.), 1984, „VLBI and Compact Radio Sources" (IAU Symp. 110, Bologna), Reidel, Dordrecht.

Feissel M., 1982,w: Fricke i Teleki (1982), s. 165.

Fell P.J., 1980, „Geodetic Positioning Using a Global Positioning System of Satellites", Rep. Dept. Geodetic Sci.,No. 299, Ohio State Univ. Res. Found., Columbus (Ohio).

Frauenholz R.B., Ellis J., 1984, J. Astronautical Sci., 33, 159.

Fricke W., Teleki G. (wyd.), 1982, „Sun and Planetary System" (Ap. Sp. Sci. Lib. 96),Reidel, Dordrecht.

Fujishita M., 1981. Publ. Int. Latitude Obs. Mizusawa, 15, 37.

Gaposchkin E.M., Kołaczek B. (wyd.), 1981, „Reference Coordinate Systems for Earth Dynamics" (IAU Coll., 56, Warszawa), Reidel,Dordrecht.

Gliese W., Murray C.A., Tucker R.H. (wyd.), 1974, „New Problems In Astrometry" (IAU Symp., 61, Perth), Reidel, Dordrecht.

Gubanov V.S., Finkel'shtejn A.M., Fridman P.A., 1983, „Vvedenie v radioastrometriyu", Nauka, Moskva.

Hildebrand C.E., Border J.S., Donivan F.F. i in., 1983, w: Biraud (1983), s. 55.

Johnston K.J., 1984, w: Fanti i in. (1984), s. 339.

Kaplan G.H., 1981, USNO Circular, No. 163. Washington (D.C.).

Kołaczek B., 1979, Post. Astr., 27. 147.

Kołaczek B., Weiffenbach G. (wyd.), 1975, „Reference Coordinate Systems for Earth Dynamics" (IAU Coll., 26, Toruń),Politechnika,Warszawa.

Kovalevsky J., 1984, Sp. Sci. Rev., 39. 1.

Kovalevsky J., Yatskiv Ya.S., 1982, w: Fricke i Teleki (1982), s. 149.

Loyola P., 1978, w: Prohazka i Tucker (1978), s. 437.

Ma Ch., 1978, „Very Long Baseline Interferometry Applied to Polar Motion, Relativity and Geodesy" (praca doktorska), NASA-GSFC, Greenbelt and Univ. Maryland, College Park (Maryland).

Maddox J., 1985, Nature, 315, 711.

Marcaide J.M., 1982, „VLBI Studies of the Extragalactic Radio Sources 1038+528 A,B" (praca doktorska), M.I.T., Cambridge (Massachusetts).

McCarthy D.D., Pilkington J.D.H. (wyd.), 1979, „Time and the Earth Rotation" (IAU Symp., 82, San Fernando), Reidel, Dordrecht.

Merriam J.B., 1983, Sci. Progress Oxford, 68, 387.

Mohan S.N., Ananda M.P., 1983, J. Astronautical Sci., 31, 117.

Morrison L.V., Stephenson F.R., 1982, w: Fricke i Teleki (1982), s. 173.

Podobied V.V. (wyd.), 1983, „Problemy sovremennoj astrometrii", Itogi Nauki i Techniki, Moskva.

Prohazka F.V., Tucker R.H. (wyd.), 1979, „Modern Astrometry" (IAU Coll., 48, Vienna), Vienna.

Remondi B.W., 1984, „Using the Global Positioning System (GPS) Phase Observable for Relative Geodesy: Modeling, Processing and Results" (praca doktorska), Univ. Texas, Austin (Texas).

Robertson D.S., 1975, „Geodetic and Astrometric Measurements with Very-Long-Baseline Interferometry" (praca doktorska), M.I.T., Cambridge and GSFC, Greenbelt.

Rogers A.E.E., Capallo R.J.,,Hinteregger H.F. i in.,1983, Science, 219, 51.

Shaffer D.B., 1984, w: Fanti i in. (1984), s. 365.

Troitskii V.S., 1976, Zemlya i Vselennaya, No. 6, s. 4.

Van Altena W.F., 1983, Ann. Rev. Astron. Astrophys., 21, 131.

Wayman P.A. (wyd.), 1982, Reports on Astronomy 1982, Reidel, Dordrecht.

Wilkins G.A., 1984, Phil. Trans. R. Soc., London A331, 85.

Wilkins G.A., 1985. MERIT Newsletter (IAU, IUGG), No. 7, s. 3.

W i l k i n s G.A., F e i s s e l M., 1982, „Project Merit", Royal Greenwich Obs., Greenwich.

W i n k l e r G.M.R., 1979, EOS Trans. Am. Geophys. Union, 60, 493.

Y a t s k i v Ya.S., 1983, Zemlya i Vselennaya, No. 3, s. 16.

Z v e r e v M.S., 1983, Zemlya i Vselennaya, No. 3, s. 36.

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 3-4

WPŁYW PROCESÓW GEOFIZYCZNYCH NA RUCH OBROTOWY ZIEMI

Część II

J O L A N T A N A S T U L A

Centrum Badań Kosmicznych PAN, Warszawa

ВЛИЯНИЕ ГЕОФИЗИЧЕСКИХ ПРОЦЕССОВ НА ВРАЩЕНИЕ ЗЕМЛИ

Часть II

Ё. Н а с т у л я

С о д е р ж а н и е

Продолжается дискуссию влияния геофизических процессов на вращение Земли. В частности обсуждается изменения скорости вращения с периодом несколько лет и больше и возможные механизмы этих явлений.

THE INFLUENCE OF GEOPHYSICAL PROCESSES ON THE EARTH'S ROTATION

Part II

S u m m a r y

The discussion of the influence of geophysical processes on the Earth's rotation is going on. In particular variations of the rotation velocity with the period of some years and more and their possible mechanisms are discussed.

---

1. ZMIANY DEKADOWE

Zmiany szybkości obrotowej Ziemi o częstościach od 0,2 cykli/rok do bardzo niskich częstości nazywane są zmianami dekadowymi, choć praktycznie obejmują okresy od 5 do ok. 300 lat (cz. I, rys. 5).

Istnienie dekadowych fluktuacji wiązane jest obecnie z oddziaływaniem pomiędzy ciekłym jądrem a płaszczem Ziemi. Pewien wkład do zmian długookresowych mogą dawać fluktuacje w rozkładzie wody, lodu, powietrza. Rozważana jest również teoria słonecznego wpływu poprzez elektromagnetyczne oddziaływanie magnetycznego pola i cząstek wiatru słonecznego.

W celu wyjaśnienia sposobu oddziaływania jądra Ziemi z jej płaszczem proponowano kilka mechanizmów, m.in. modele: topograficzny, tarcia lepkiego, elektromagnetyczny. Omówienie poszczególnych mechanizmów można znaleźć w pracy R o c h e s t e r a (1973 ,1984) oraz u L a m b e c k a (1980). Obecnie uważa się, że najbardziej istotną dla wyjaśnienia pochodzenia dekadowych zmian długości dnia jest hipoteza o elektromagnetycznym sprzężeniu jądra i płaszcza. Hipoteza ta wykorzystuje fakt istnienia przewodzącego ciekłego zewnętrznego jądra i założenie o istnieniu w dolnej części płaszcza warstwy przewodzącej. Siły Lorentza , powstające na granicy jądro-płaszcz na skutek elektromagnetycznego oddziaływania pól magnetycznych i prądów elektrycznych mogą przyspieszać lub opóźniać obrót płaszcza.

Naprężenia Maxwell'a generujące się na granicy jądra i płaszcza mają postać (R o c h e s t e r 1973, 1984):

$$\varphi_t = \frac{B_r B_t}{4\pi}. \tag{1}$$

Moment obrotowy działający na płaszcz dany jest przez (R o c h e s t e r 1970):

$$L = \frac{1}{4\pi} \int_{S_c} (\vec{r} \times \vec{B}_t) B_r dS, \tag{2}$$

gdzie S_c oznacza powierzchnię graniczną jądra i płaszcza. Wielkości B_r i B_t oznaczają odpowiednio radialną i tangencjalną (toroidalną lub poloidalną) składową pola magnetycznego Ziemi. Linie pola toroidalnego ograniczają się do obszaru jądra i dolnego płaszcza, w związku z czym nie mogą być obserwowane na powierzchni Ziemi. Według B u l l a r d a i G e l l m a n a (1954) natężenie pola toroidalnego dochodzi do ok. 0,05 T, podczas gdy obserwowana na powierzchni składowa poloidalna ma natężenie rzędu 10^{-5} T. Podanie ilościowych rezultatów hipotezy o sprzężeniu jądra i płaszcza jest trudne ze względu na brak dokładnych informacji o natężeniu obu wymienionych pól we wnętrzu Ziemi i wartości przewodnictwa elektrycznego w dolnym płaszczu. Według H i d e ' a (1966) czynnikiem wzmacniającym sprzężenie jądro-płaszcz mogą być swobodne magnetohydrodynamiczne oscylacje jądra o okresach kilku lat.

Potwierdzenia hipotezy o wpływie elektromagnetycznego sprzężenia jądro-płaszcz na dekadowe zmiany długości doby szukano badając związki pomiędzy nimi a zmianami pola magnetycznego Ziemi. Ziemskie pole magnetyczne można przedstawić jako minus

gradient skalarnego potencjału wraz z jego rozwinięciem w szereg funkcji sferyczno-harmonicznych (T e i s s e y r e 1983):

$\vec{B} = -\vec{\nabla}V$ (przy czym nad i na powierzchni Ziemi $V = 0$, $\nabla \times \vec{B} = 0$, wewnątrz Ziemi i w jej otoczeniu $\nabla \cdot \vec{B} = 0$),

$$V(r, \vartheta, \lambda) = a \sum\sum \left(\frac{a}{r}\right)^{n+1} (g_n^m \cos m\lambda + h_n^m \sin m\lambda) P_n^m(\cos\vartheta),$$

gdzie a oznacza średni promień Ziemi, r, ϑ, λ współrzędne sferyczne punktu w geocentrycznym układzie odniesienia, zaś g_n^m i h_n^m współczynniki rozwinięcia - tzw. współczynniki Gaussa.

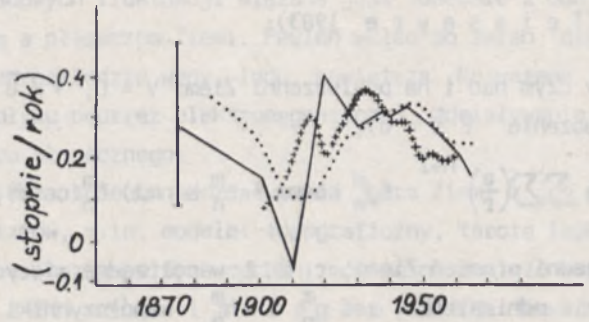
W celu otrzymania bardziej fizycznego opisu pola magnetycznego wprowadza się hipotetyczny rozkład źródeł w postaci: dipola centralnego, dipola niecentralnego, układu dipoli lub prądów. Ziemskie pole magnetyczne można wówczas przedstawić jako sumę pól: dipolowych (dipola centralnego lub niecentralnego), niedipolowych, czyli anomalii kontynentalnych (o źródłach w jądrze) i anomalii regionalnych (o źródłach w skorupie).

Stałe pole magnetyczne Ziemi (po odrzuceniu źródeł zewnętrznych) wykazuje różnego rodzaju zaburzenia, wśród których występują zmiany o okresach od 10^3 lat do 60 i mniej, nazywane wiekowymi (T e i s s e y r e 1983). Zmiany stałego pola magnetycznego o okresach krótszych niż 60 lat są powodowane przez źródła zewnętrzne (magnetosfera, Słońce) i rozdzielenie tych zjawisk nie jest obecnie możliwe. Uważa się, że najistotniejszą cechą zmian wielu struktur pola magnetycznego Ziemi (dipoli, części niedipolowej, współczynników rozwinięcia) jest tzw. dryf zachodni (T e i s s e y r e 1983).

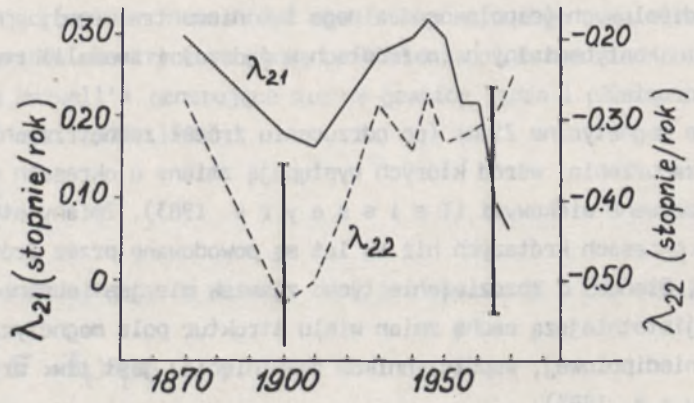
Już H a l l e y w 1692 r. zauważył, że nieosiowa część magnetycznego pola Ziemi przesuwa się na zachód w tempie $0^\circ,5$ na rok. W końcu ubiegłego stulecia van B e u m m e l e n wykazał, że linie łączące punkty o ekstremalnej wartości deklinacji w danym roku przesuwają się na zachód (S t e n z i M a c k i e w i c z 1964). Przesunięcie to nazwano dryfem pola na zachód.

B u l l a r d (1950) doszedł do wniosku, że niedipolowa część pola magnetycznego przesuwa się na zachód z szybkością ok. $0^\circ,2$ na rok i że harmoniki rozwinięcia potencjału uczestniczą w tych zmianach. V e s t i n e (1953) oraz V e s t i n e i K a h l e (1968) stwierdzili występowanie dryfu pola niecentralnego (ekscentrycznego) - rys. 1. Na rys. 2 przedstawiono zmiany fazy drugiej harmoniki rozwinięcia $m\lambda_{mn} = \arctan(h_n^m/g_n^m)$ (L a m b e c k 1980). Podobieństwo przebiegów h na rys. 1 i 2 sugeruje, że ruch dipola ekscentrycznego jest prawie całkowicie określony dryfem jednej tylko harmoniki ($n = 2$, $m = 1$); podobny wniosek wysuwa Y u k u t a k e (1973a).

Charakterystyczną cechą współczesnych zmian dipola centralnego i niecentralnego jest słabnięcie dryfu zachodniego i zmniejszanie się wartości momentu mag-



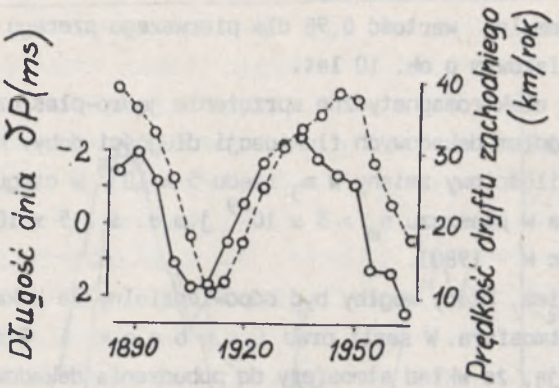
Rys. 1. Szybkość dryfu dipola ekscentrycznego - linia ciągła (V e s t i n e 1953; V e s t i n e i K a h l e 1968; Y u k u t a k e 1973a; L a m b e c k 1980)



Rys. 2. Szybkość dryfu fazy harmonik 2,1 i 2,2 rozwinięcia potencjału magnetycznego (L a m b e c k 1980)

netycznego (T e i s s e y r e 1983). W ogólności zjawisko dryfu nie jest jednorodne, zależy od rodzaju struktury pola magnetycznego, szerokości geograficznej, stopnia harmoniki rozwinięcia potencjału i zmienia się wraz z czasem. Choć, mechanizm generowania dryfu pola magnetycznego nie jest opisany w sposób zadowalający, uważa się, że może być powiązany z procesami zachodzącymi w jądrze Ziemi i na granicy jądra i płaszcza (T e i s s e y r e 1983). Według sugestii B u l l a r d a dryf zachodni ognisk zmian wiekowych pola magnetycznego jest powodowany oddziaływaniem prądów generowanych przez pole toroidalne i poloidalne na granicy jądra i płaszcza. H i d e (1966) uważa, że zmiany wiekowe pola magnetycznego mogą być związane z powstawaniem w jądrze Ziemi magnetohydrodynamicznych oscylacji o podobnych okresach.

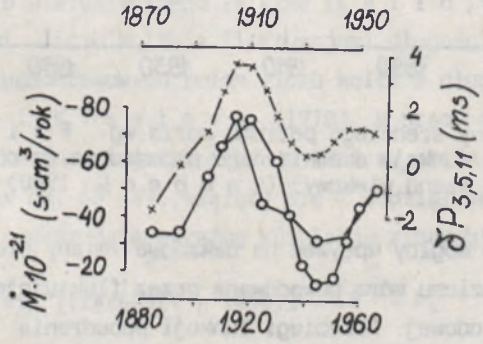
Ze względu na możliwość istnienia wspólnego mechanizmu wywołującego zmiany wiekowe pola magnetycznego, dryf zachodni oraz dekadowe zmiany prędkości obrotowej Ziemi, szukano podobieństw i korelacji w przebiegu tych zjawisk. V e s t i n e i



Rys. 3. Porównanie zmian długości dnia wyrażonej w ms (jasne kropki) i prędkości równikowego dryfu zachodniego dipola ekscentrycznego wyrażonej w km/rok (ciemne kropki) (V e s t i n e i K a h l e 1968)

K a h l e (1968) otrzymali zgodność między zmianami doby a szybkością równikowego dryfu zachodniego dipola ekscentrycznego (rys. 3). K a h l e i in. (1968) wykazali, że wartość współczynnika korelacji między zmianami długości doby a tą prędkością jest ekstremalna przy przesunięciu fazowym między tymi wielkościami równym 7 lat.

Y u k u t a k e (1973b) opierając się na danych z XX w. znalazł dobrą zgodność między przebiegiem fluktuacji długości doby a zmianami elementów potencjału geomagnetycznego, odpowiadających dipolowi osiowemu. Związek między zmianami długości doby a polem geomagnetycznym badano również szukając korelacji fluktuacji długości doby i zmian ziemskiego momentu magnetycznego. Na rys. 4 przedstawiono porównanie przebiegu pochodnej momentu magnetycznego dM/dt i zmian długości doby δP (wyrównanej kolejno średnimi ruchomymi, obejmującymi przedziały czasu 3-,

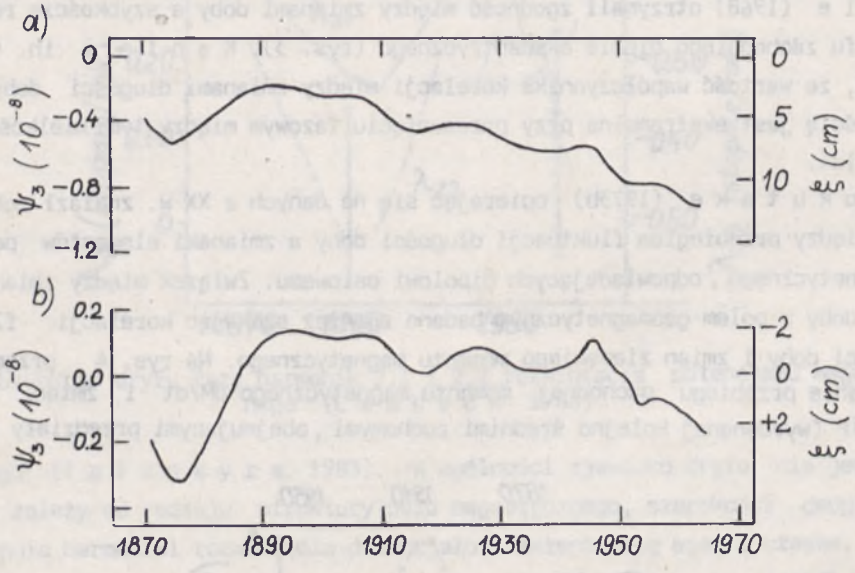


Rys. 4. Porównanie zmian długości dnia i pochodnej momentu pola geomagnetycznego. Krzyżykami oznaczono zmiany długości dnia $\delta P_{3,5,11}$. Jasnymi kropkami oznaczono wartości pochodnej geomagnetycznego momentu M wg danych Puszkova i Czernowej, ciemnymi kropkami wg danych Vestine'a i Malina (K i s e l e v 1980)

5- i 11-letnie) zamieszczone w pracy K i s e l e v a (1980). Współczynnik korelacji osiąga ekstremalną wartość 0,98 dla pierwszego szeregu i 0,85 dla drugiego przy przesunięciu fazowym o ok. 10 lat.

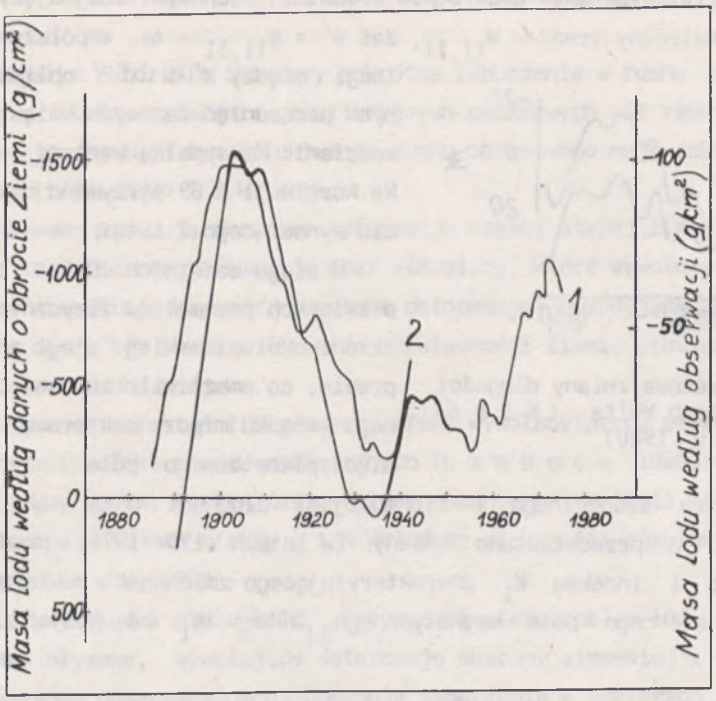
Wydaje się, że elektromagnetyczne sprzężenie jądro-płaszcz jest najbardziej prawdopodobnym źródłem dekadowych fluktuacji długości doby. Mechanizm ten może wyjaśnić w sposób ilościowy zmiany w m_3 rzędu 5×10^{-8} w ciągu 20 lat przy założeniu przewodnictwa w płaszczu $s_m = 3 \times 10^{-9}$ j.m.e. i $1{,}5 \times 10^{-8}$ przy $s_m = 10^{-9}$ j.m.e. (L a m b e c k 1980).

Innym czynnikiem, który mógłby być odpowiedzialny za dekadowe fluktuacje długości doby, jest atmosfera. W serii prac L a m b e c k i C a z e n a v e (1973, 1974, 1975) wykazują, że wkład atmosfery do pobudzenia dekadowych zmian długości dnia może być rzędu 10-20% obserwowanej mocy. S i d o r e n k o v (1973, 1982a) stwierdza, że atmosfera w sposób znaczący wpływa na zmiany długości dnia o okresach większych od 5 lat.



Rys. 5: a) Wiekowe zmiany średniego poziomu morza wg F a i r b r i d g e ' a i K r e b s a (1962); b) funkcja oceanicznego pobudzenia (z obu przebiegów usunięto trend wiekowy) (L a m b e c k 1980)

Jako czynnik, który mógłby wpływać na dekadowe zmiany długości doby, rozważane są również zmiany poziomu mórz powodowane przez fluktuacje bilansu wody, głównie topnienie pokrywy lodowej. Przebiegi funkcji pobudzenia Ψ_3 przez zmiany poziomu mórz i obserwowanego m_3 są podobne (rys. 5, 6; F a i r b r i d g e i K r e b s 1962; S i d o r e n k o v 1982a, b). Oszacowania ilościowe wskazują jednak, że proces ten może dawać tylko kilka procent żądanego pobudzenia (L a m b e c k 1980).



Rys. 6. Zmiany masy lodu na Antarktydzie wg danych doświadczalnych (1) i obliczone z danych o obrocie Ziemi (2) (K i s e l e v 1980)

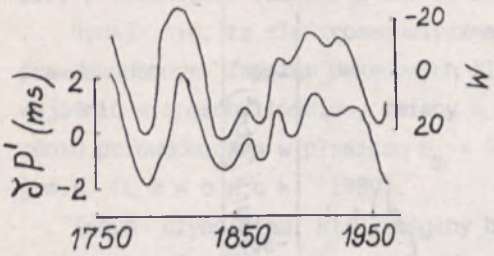
Wiadomo, że wiele geofizycznych procesów wykazuje statystyczny związek ze zmianami aktywności słonecznej. Należy się spodziewać, że fluktuacje aktywności słonecznej mogą się w jakiś sposób odbijać na charakterystyce ruchu obrotowego Ziemi. Jako parametr słonecznej aktywności wykorzystuje się liczby Wolfa, których zmiany są porównywane z przebiegiem zmian długości dnia. Przeprowadzone badania wskazują na istnienie statystycznego związku (K a l i n i n i K i s e l e v 1978) między zmianami liczb Wolfa a fluktuacjami długości dnia. Na rys. 7 przedstawiono przebieg długookresowych zmian liczb Wolfa i długości dnia podany w pracy K a l i n i n a i K i s e l e v a (1978). W pracy tej wykazano, że długookresowe,niepływowe zmiany długości doby od 1750 r. można rozdzielić na składową harmoniczną z okresem ok. 60 lat, wiążącą się z oddziaływaniem jądro-płaszcz, i drugą składową $\delta P'$ wykazującą wyraźną korelację z przebiegiem liczb Wolfa:

$$\delta P_{3,5,11} = 1{,}64 \sin [(2\pi/60)(t - 1830)] + \delta P' - P, \qquad (3)$$

gdzie $\delta P_{3,5,11}$ oznacza zmiany długości doby wyrównane kolejno średnimi ruchomymi obejmującymi przedziały czasu 3-, 5- i 11-letnie.

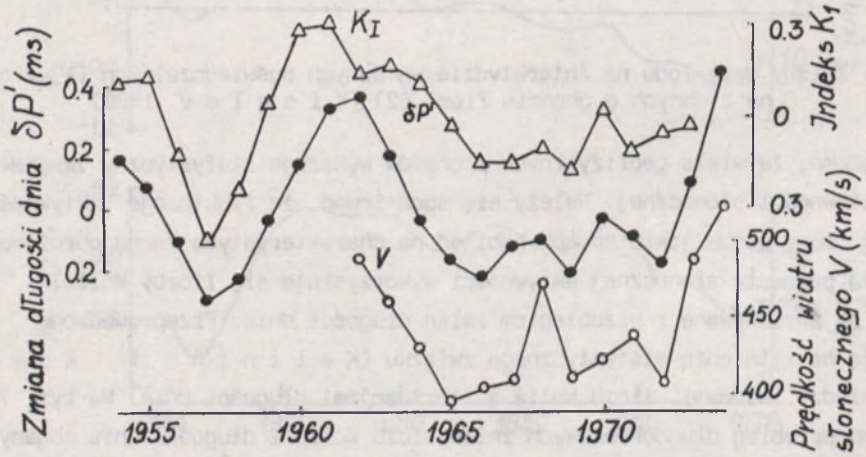
Na rys. 7 przedstawiono zmiany $\delta P'$ i $W_{11,11}$, gdzie ostatni symbol oznacza

szereg liczb Wolfa wyrównany dwukrotnie średnimi ruchowymi obejmującymi 11 lat, ω oznacza paraboliczny trend w $W_{11,11}$, zaś $W' = W_{11,11} - \omega$. Współczynnik korelacji między W' i $\delta P'$ obliczano dla różnych przesunięć fazowych między tymi wielkościami. Maksymalną wartość współczynnika korelacji 0,89 otrzymano dla przesunięcia wynoszącego 2 lata.



Rys. 7. Długookresowe zmiany długości doby $\delta P'$ i liczb Wolfa (K i s e l e v 1980)

W ciągu ostatnich 20 lat stan wiedzy o zmianach parametrów fizycznych przestrzeni okołoziemskiej uległ znacznej poprawie, co umożliwiło zbadanie statystycznego związku między sektorową strukturą międzyplanetarnego pola magnetycznego, prędkością wiatru słonecznego i fluktuacjami długości dnia (K i s e l e v 1980). Na rys. 8 przedstawiono zmiany (w latach 1954-1974) prędkości wiatru słonecznego i indeksu K_1 charakteryzującego zmienność sektorowej struktury międzyplanetarnego pola magnetycznego. Indeks K_1 ma postać $K_1 = (K_A -$



Rys. 8. Fluktuacje indeksu zmienności międzyplanetarnego pola magnetycznego K_1, długości doby $\delta P'$ i prędkości wiatru słonecznego V (K i s e l e v 1980)

$- K_C)/(K_A + K_C)$, gdzie K_A jest liczbą dni w miesiącu, podczas których Ziemia znajduje się w sektorach pola skierowanego od Słońca, zaś K_C analogiczną liczbą dni, gdy Ziemia znajduje się w polu o przeciwnej orientacji. Współczynnik korelacji zmian długości doby i K_1 jest równy 0,89, zaś zmian długości doby i prędkości wiatru słonecznego 0,88. D j u r o v i c (1983) wykazał istnienie 0,5, 3,3, 6- i 11-letniej oscylacji w indeksie Ap, który zawiera informację o zaburzeniach pola geomagnetycznego podczas burz magnetycznych. Wskazał on na możliwość korelacji między zaburzeniami w magnetosferze Ziemi a nieregularnymi zmianami długości doby.

2. ZABURZENIA PŁYWOWE RUCHU OBROTOWEGO ZIEMI

W niniejszym rozdziale omawiamy pokrótce zaburzenia w ruchu obrotowym Ziemi, powstające na skutek działania grawitacyjnych okresowych sił zewnętrznych. Obserwacje wykazują, że tego typu fluktuacje ruchu obrotowego mają zakres częstotliwości od 2 cykli/dzień do 2 cykli/rok.

Siły pływowe powodują okresowe deformacje części stałej Ziemi (skorupa,płaszcz) i okresowe przemieszczenia oceanów oraz atmosfery, które wywołują wtórne deformacje skorupy ziemskiej. Pływowe, okresowe deformacje, powodujące zmiany w rozkładzie mas, a co za tym idzie w tensorze bezwładności Ziemi, prowadzą do zaburzeń w długości dnia i ruchu bieguna.

Dla większości częstości pływowych, efekt wywołany przez pływy części stałej jest większy niż efekt pływów oceanicznych (L a m b e c k 1980):

ΔI_{ij} (pływy części stałej)/ΔI_{ij} (pływy oceaniczne) $\approx$ 10÷15. Atmosferyczne pływy dają jeszcze mniejsze efekty i ich wkład do większości zjawisk może być zaniedbany (L a m b e c k 1980):

ΔI_{ij} (pływy części stałej)/ΔI_{ij} (pływy atmosferyczne) = 100.

Zjawiska pływowe, wywołujące deformacje skorupy ziemskiej i zakłócając działanie przyrządów obserwacyjnych, powodują zaburzenia w pomiarach szerokości geograficznej i wprowadzają dodatkowe okresy w obserwowanym widmie prędkości obrotowej Ziemi. W tabeli 1 przedstawiamy zestaw zmian okresowych występujących w prędkości obrotowej Ziemi (w czasie UT1 lub długości dnia), wywoływanych przez pływy.

T a b e l a 1

Teoretyczne oszacowania zmian obrotu Ziemi powodowanych przez pływy (Y o d e r, W i l l i a m s i P a r k e 1981)

Pływ	Okres (dni)	Amplituda	
		UT1	δP
		ms	
18.6 lat	6798.36	172.05	.159
9.3 "	3399.18	.84	.002
Roczny	365.26	1.63	.028
Półroczny	182.62	5.13	.176
"	177.84	.12	.004
1/3 roku	121.75	.20	.010
Miesięczny	31.81	.19	.038
"	27.56	.88	.200
Dwutygodniowy	13.66	.83	.380
"	13.63	.34	.157
"	9.13	.11	.073

3. ZMIANY WIEKOWE RUCHU OBROTOWEGO ZIEMI

Tarcie pływowe jest również przyczyną wiekowego zmniejszania się prędkości obrotowej Ziemi. Analiza astrometrycznych obserwacji Księżyca, Słońca, Merkurego, Wenus (po roku 1628) oraz informacji o zaćmieniach Słońca (od 1000 p.n.e.) i zakryć gwiazd przez Księżyc wykazuje, że wiekowe wydłużenie ziemskiej doby wynosi 0.001-0.002 s na stulecie (L a m b e c k 1980; M o r r i s o n i S t e p h e n s o n 1981). Zjawisko powolnego zmniejszania się prędkości obrotowej naszego globu potwierdzają również badania ilości i grubości warstw przyrostu dziennego osadów kopalnych szkieletów i muszli zwierząt bezkręgowych (L a m b e c k 1978, 1980; S c r u t t o n 1978).

Główną rolę w mechanizmie powolnego hamowania Ziemi odgrywają pływy oceaniczne. Przekaz momentu pędu Ziemia-Księżyc wywołuje jednocześnie wiekowe zmiany w ruchu Księżyca, który jest przyspieszany w swoim ruchu orbitalnym (S t e p h e n s o n 1978). M o r r i s o n i S t e p h e n s o n wyznaczyli zmiany czasu uniwersalnego względem czasu efemeryd $\Delta T = TD - TU$ z obserwacji zaćmień Słońca i zakryć gwiazd przez Księżyc aż do 1628 r.Różnica od 1955 r. wynosi $\Delta T = TAI + 32^{s}.184 - 1^{s}.821 (-1,54 + 2.33\ T - 1.48T^{2})$, gdzie T oznacza liczbę stuleci od 1900 r. S t e p h e n s o n (1978), wykorzystując informację o starożytnych zaćmieniach Słońca, otrzymał zmiany czasu uniwersalnego do roku 1000 p.n.e.

LITERATURA

B u l l a r d E., F r e e d m a n H., G e l m a n H., N i x o n J., 1950, Phil. Trans. R. Soc. Lond, A243, 67.

B u l l a r d E., G e l l m a n H., 1954, Phil. Trans. R. Soc. Lond, A247, 213.

D j u r o v i c D., 1983, Astron. Astrophys., 118, 26.

F a i r b r i g d e R.W., K r e b s O.A., 1962, Geophys. J., 6, 532.

H i d e R., 1966, Phil. Trans. R. Soc. Lond, A259, 615.

K a h l e A.B., B a l l B.H., C a i n J.C., 1968, Nature,, 223, 165.

K a l i n i n J.D., K i s e l e v W.M., 1976, Gieomagnetizm i aeronomija, 16, 858.

K a l i n i n J.D., K i s e l e v W.M., 1978, Gieomagnetizm i aeronomija, 18, 746.

K i s e l e v W.M., 1980, „Nierawnomiernost sutocznowo wraszczenija Zemli", Nauka, Nowosybirsk.

L a m b e c k K., 1978, w: „Tidal Friction and the Earth's Rotation", wyd. Broshe P. i Sunderman J.,Springer-Verlag.

Lambeck K., 1980, „The Earth's Variable Rotation. Geophysical Causes and Consequences", Cambridge University Press.

Lambeck K., Cazenave A., 1973, Geophys. J. R. Astr. Soc., 32, 79.

Lambeck K., Cazenave A., 1974, Geophys. J. R. Astr. Soc., 38, 49.

Lambeck K., Cazenave A., 1976, Geophys. J. R. Astr. Soc., 46,555.

Morrison L.V., Stephenson F.R., 1981, Proceedings of the 56-th IAU Colloquium, Warszawa.

Rochester M.G., 1970, w: „Earthquake Displacement Fields and the Rotation of the Earth", wyd. Mansinha, Smylie i Beck, 136, 43.

Rochester M.G., 1973, „Proceedings 2-nd International Symposium Geodesy and Physics of the Earth, Potsdam.

Rochester M.G., 1984, Phil. Trans. R. Soc. Lond., A313, 95.

Scrutton T., 1978, w: „Tidal Friction and the Earth's Rotation", wyd. Broshe P. i Sunderman J., Springer-Verlag.

Sidorenkov N.S., 1973, Fizika atmosfiery i okeana, 9, 339.

Sidorenkov N.S., 1982a, „Izuczenije Ziemli kak płaniety mietodami astronomii, gieofiziki i gieodezji", Kiev, Naukova Dumka.

Sidorenkov N.S., 1982b, Priroda, 4, 82.

Stenz E., Mackiewicz M., 1964, „Geofizyka ogólna", PWN, Warszawa.

Stephenson F.R., 1978, w: „Tidal Friction and the Earth's Rotation:. wyd. Broshe P., Sunderman J., Springer-Verlag.

Teisseyre R., 1983, „Fizyka i ewolucja wnętrza Ziemi", PWN, Warszawa.

Vestine E.H., 1953, J. Geophys. Res., 58. 127.

Vestine E.H., Kahle A.B., 1968, Geophys. J., 15, 29.

Yoder G.F., Wiliams J.G., Parke M.E., 1981, J. Geophys. Res., 86, 881.

Yukutake T., 1973a, J. Geomagn. Geoelectr., 25, 231.

Yukutake T., 1973b, J. Geomagn. Geoelectr., 25, 195.

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 3-4

NIEKTÓRE POWIĄZANIA ZIEMI ZE SŁOŃCEM*

J A N M E R G E N T A L E R

Instytut Astronomiczny Uniwersytetu Wrocławskiego

НЕКОТОРЫЕ ЯВЛЕНИЯ ГЕОАКТИВНОСТИ СОЛНЦА

Я. М е р г е н т а л е р

С о д е р ж а н и е

Описано влияние солнечной активности на космическое излучение. Представлено новейшие исследования вариации солнечной постоянной.

SOME SOLAR ACTIVITY INFLUENCES ON TERRESTRIAL PHENOMENA

S u m m a r y

Cosmic rays monitoring by solar plasma clouds and solar constant variations are described.

W próbach interpretacji wpływu tego co się dzieje na Słońcu, na to, co zachodzi w biosferze czy atmosferze ziemskiej, zakłada się, że albo zmienia się całkowita ilość energii emitowanej przez Słońce, albo że wysyła ono nieraz wzmocnione promieniowanie krótkofalowe, lub że docierają do Ziemi obłoki plazmy słonecznej niosące pola magnetyczne, czy tylko strumienie protonów lub wysokoenergetycznych elektronów. Przypuszczenia te nie są bezpodstawne i w bardzo wielu pracach omawiających wpływ aktywności słonecznej na Ziemię są rozpatrywane. Niestety, wiele studiów nad wpływem aktywności słonecznej na zjawiska biologiczne dotyczy tylko ograniczonych okolic i warunków, a mimo to nieraz jest on uogólniany na całą Ziemię. Przykładem lokalności może być opracowanie przez zespół autorów z prof. E. S z c z e k l i k i e m na czele powiązania ilości zawałów i innych chorób

*Referat wygłoszony na XII Zjeździe PTA, Wrocław, wrzesień 1985 (uzupełniony).

sercowych z ilością rozbłysków na Słońcu. Opracowanie to objęło tylko Wrocław i okolice, więc miało jedynie lokalne znaczenie, nic zatem dziwnego, że różniło się w wynikach od licznych innych opracowań tego rodzaju w innych krajach. Okazało się mianowicie, że dla Wrocławia i jego okolic liczba zawałów wzrasta wraz ze spadkiem liczby rozbłysków na Słońcu, a więc odwrotnie niż otrzymywano w innych okolicach kuli ziemskiej. Jest rzeczą zrozumiałą, że wynik ten podważa szeroko propagowaną opinię o powszechności szkodliwego wpływu rozbłysków słonecznych na choroby sercowe.

Opracowań biologicznych, klimatycznych czy nawet społecznych (wpływ na rewolucje i wojny) jest bardzo wiele i trudno byłoby w krótkim referacie przedstawić jakiś o tyle o ile syntetyczny obraz tych zjawisk, tym bardziej że zupełnie niejasny jest sposób, w jaki aktywność słoneczna wpływa na biosferę. Dlatego zajmę się w tym szkicu zjawiskami łatwiej mierzalnymi w sposób obiektywny i takimi, których fizyka jest łatwiejsza do opisania, pomijając zatem całkowicie wpływ na biosferę i klimat.

Najpierw jednak przypomnę, że niezależnie od aktywności Słońce przejawia swoje oddziaływanie w przypływach morskich, których teoria jest tak dokładna, że pozwala na wiarygodne i ścisłe prognozowanie. Również Słońce jest źródłem wszelkich zjawisk biologicznych i decyduje o stanie atmosfery, także niezależnie od aktywności. Ale to są dobrze znane sprawy i w tym opisie mogę nimi się nie zajmować.

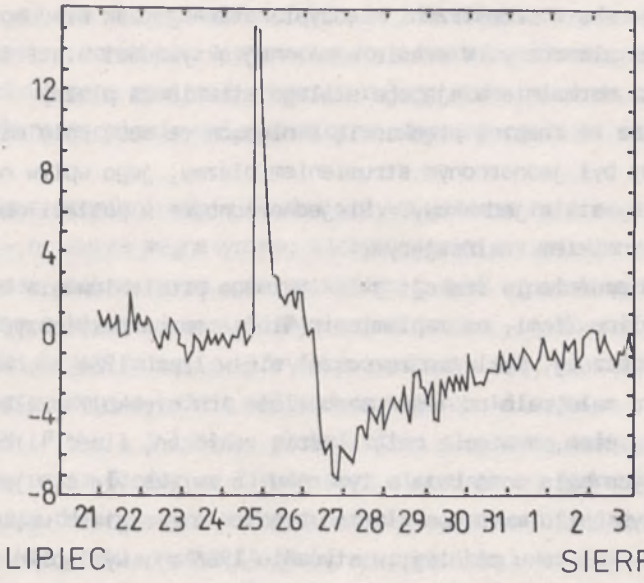
Zajmę się najpierw promieniowaniem korpuskularnym Słońca i obłokami plazmy emitowanymi przez rozbłyski. Przypomnę kilka dobrze znanych faktów.

W czasie silnych rozbłysków na Słońcu, w parę minut po jego ujawnieniu się w promieniowaniu widzialnym, docierają do Ziemi strumienie protonów o wysokich energiach emitowanych przez ten rozbłysk. Energie ich dochodzą nawet do kilkudziesięciu MeV, a więc są porównywalne z energiami powolniejszych składowych galaktycznego promieniowania kosmicznego. Protony te mają jednak zbyt małą energię na to, żeby mogły się przedostać w poprzek linii sił ziemskiego pola magnetycznego. Ale w okolicach biegunów magnetycznych, gdzie linie sił są prawie prostopadłe do powierzchni Ziemi, występuje coś w rodzaju szpary, poprzez którą nawet cząstki o niezbyt dużych energiach mogą się przedostać. Właśnie w tych okolicach biegunowych strumień rozbłyskowych protonów powoduje silne zakłócenie jonosfery, co ujawnia się m.in. w utrudnieniu komunikacji radiowej poprzez okolice biegunowe. Jest to tzw. „polar cape absorption".

Nieduże ilości protonów o takich energiach docierają stale do powierzchni Ziemi, ale ilość ich w czasie silnego rozbłysku bywa 10^5 i więcej razy większa od tej, jaką dostarczają słabe rozbłyski i galaktyczne promieniowanie kosmiczne. Nazywamy je słonecznymi promieniami kosmicznymi.

W kilkanaście godzin po rozbłysku występuje jeszcze inne zjawisko przypisywane powolnym strumieniom plazmy opuszczającej Słońce z prędkością ok. 1000 km/s.

Jest to znany efekt Forbusha charakteryzujący się tym, że na całej kuli ziemskiej obserwuje się paruprocentowe osłabienie natężenia promieniowania kosmicznego (we wszystkich przedziałach energii), pochodzącego z obszarów galaktycznych spoza



Rys. 1. Efekt Forbusha

układu planetarnego. Ponieważ energie cząstek galaktycznego promieniowania są na ogół miliony razy większe od tych, jakie mają protony pochodzące od Słońca, linie sił pola magnetycznego ziemskiego nie są dla nich tak radykalną przeszkodą jak dla tych ostatnich. Dla cząstek o energiach powyżej 60 GeV przeszkoda ta staje się nieistotna. Na to ogólne zmniejszenie ilości zliczeń promieni kosmicznych w czasie efektu Forbusha naturalnie nie mogą wpływać protony słoneczne o znacznie słabszych energiach. Wpływ ten może jednak wywierać wylatujący ze Słońca obłok plazmy, w którym panują ruchy turbulentne, a więc i pole magnetyczne ma turbulentny rozkład. Ponieważ taki obłok może mieć średnicę miliona i więcej kilometrów, przelatujące przezeń cząstki promieniowania kosmicznego galaktycznego tak zmieniają swoje tory, tak odkształcane są ich drogi, że wiele z nich omija Ziemię, a stąd zmniejszenie obserwowanej na niej intensywności zliczeń.W szczegółach zjawisko to jest bardziej zawiłe niż to naszkicowałem, odgrywa rolę zderzenie plazmy z magnetosferą ziemską, powoduje powstawanie fali uderzeniowej itp., ale dominujący jest podany mechanizm.

Efekt Forbusha jest wynikiem aktywności słonecznej ujawniającej się w rozbłyskach. Można by zatem przypuszczać, że w okresie minimum aktywności,kiedy brak rozbłysków, odbiór promieniowania kosmicznego galaktycznego nie powinien być zakłócony. Okazuje się jednak,że deformacje torów promieniowania kosmicznego trwają

jeszcze w czasie minimum aktywności słonecznej, że minimum tych zakłóceń opóźnia się o ok. rok w stosunku do minimum plazm słonecznych. Jak stąd wynika, osłabienie natężenia promieniowania kosmicznego dochodzącego do Ziemi występujące jako średnia miesięczna czy roczna nie jest tylko sumowaniem się efektów Forbusha. Przyczyna znajduje się w przestrzeni międzyplanetarnej. Jak wiadomo, ze Słońca płynie stale wiatr słoneczny. W czasie wzmożonej aktywności wiatr ten bywa wzmacniany, albo oprócz normalnie wiejącego stałego strumienia plazmy pojawiają się jej obłoki, pędzące ze znaczną prędkością i niosące ze sobą pole magnetyczne.Gdyby wiatr słoneczny był jednorodnym strumieniem plazmy, jego wpływ na promieniowanie kosmiczne byłby stale jednakowy. Niejednorodności w postaci obłoków plazmy są właśnie tym czynnikiem zakłócającym.

Jako przykład opóźnienia reakcji galaktycznego promieniowania kosmicznego docierającego w okolice Ziemi, na zaplamienie Słońca można przytoczyć dane z cyklu XX aktywności słonecznej. Cykl ten rozpoczął się w lipcu 1964 r., kiedy plam na Słońcu było bardzo mało, ale od tego czasu ilość ich szybko zaczęła wzrastać.Zgodnie z małą ilością plam, a więc z małą ilością zakłóceń, ilość licznych cząstek promieni kosmicznych była dość duża w tym roku, a zwiększyła się jeszcze w 1965 r., gdy w maju t.r. wystąpiło maksimum zliczeń cząstek o energiach większych od 50 MeV. Nie koniec na tym. Pół roku później, w styczniu 1966 r., wystąpiło drugie maksimum, a plam na Słońcu było już wtedy sporo.

Wiatr słoneczny dociera do granic Układu Słonecznego, równie daleko może dolatywać obłok plazmy wyrzucanej sporadycznie ze Słońca. Rozmiary obłoku są duże - liczą miliony kilometrów, pomimo więc niedużego, niesionego pola magnetycznego wpływ na cząstki promieniowania kosmicznego przelatujące przez jego obszar może być zupełnie wyraźny. Amplituda prędkości cząstek plazmy jest bardzo znaczna i niewiele maleje w miarę oddalania się od Słońca. Tak było w początku czerwca 1973 r., kiedy Pionier 11 zmierzył w odległości 1,5 j. a. od Słońca prędkości cząstek plazmy wahające się w granicach 350-700 km/s (amplituda wynosiła zatem 350 km/s). 10 dni później, gdy obłok plazmy dotarł do odległości 4,4 j. a., Pionier 10 stwierdził mniejszą amplitudę, równą ok. 200 km/s, a więc turbulencja pozostała, choć nieco się zmniejszyła. Jednak nie zmieniła się prędkość średnia oddalania się od Słońca.

Zarówno regularnie wiejący wiatr słoneczny, jak i wiatr zakłócony przez wybuchy słonecznej plazmy modulują drogi promieni kosmicznych, naturalnie znacznie silniej wtedy, gdy ruchy wewnątrz obłoku plazmowego są bardziej skomplikowane. Amplituda prędkości bezładnych jak i chaotycznych pól magnetycznych maleje w miarę oddalania się od Słońca, można zatem przypuszczać, że w znacznych od niego odległościach wpływ zakłóceń tak bardzo zmaleje, że stanie się co najmniej niemierzalny, zaniknie w stosunku do wpływu ośrodka międzygwiazdowego. Znając prędkość oddalania się obłoku plazmowego od Słońca łatwo wyliczyć, że po osiągnięciu od-

ległości ok. 40 j. a. może on jeszcze słabo oddziaływać na pomiary natężenia promieniowania kosmicznego na Ziemi, a więc po upływie pół roku. Przypuszczano,że zasięg odległości, do jakiej dociera wiatr słoneczny czy obłok plazmy zanim wyrówna się jego wpływ z międzygwiazdowym polem magnetycznym i gęstością gazu, wynosi ok. 40 j. a. Ale obserwowane spóźnianie się maksimum natężenia zliczeń promieni kosmicznych o ponad rok w stosunku do aktywności słonecznej wskazuje na to, że plazmowe obłoki mogą docierać znacznie dalej, może nawet do odległości 100 j.a. zanim wpływ ich na promieniowanie kosmiczne mierzone na Ziemi stanie się niedostrzegalny.

Korpuskularne promieniowanie Słońca wpływa jeszcze na inne zjawiska obserwowane na Ziemi - na burze magnetyczne, którym nieraz przypisuje się znaczny wpływ na biosferę, oraz piękne zorze polarne. Każde z tych zjawisk wymagałoby osobnego omówienia. W tym szkicu zajmę się innym zagadnieniem - wyznaczaniem stałej słonecznej i badaniem jej zmian, o których przypuszcza się, że zależą od aktywności słonecznej oraz że mogą wyraźnie wpływać na wahania klimatu.

W roku 1838 P o u i l l e t nazwał stałą słoneczną całkowitą ilość energii dostarczaną przez Słońce na Ziemię poza atmosferą na jednostkę powierzchni i czasu. Z pomiarów dokonywanych w Paryżu uzyskał wielkość stałej 1,7633 cal $cm^{-2}min^{-1}$. Pomimo tak wielkiej dokładności,(4 znaki po przecinku) okazało się, że błąd wyznaczenia jest równy kilkadziesiąt procent, na co w 4 lata później zwrócił uwagę F o r b e s, który co prawda otrzymał mocno zawyżoną wielkość, bo równą 2,85, ale obserwacji dokonywał ze szczytu Faulhorn w Alpach Berneńskich, więc można było przypuścić, że błąd powinien być mniejszy wobec mniejszej wielkości redukcji na wpływ atmosfery. Pod koniec ubiegłego wieku na ogół utarło się przekonanie, że stała słoneczna jest większa od 2,3 i dopiero w początkach obecnego stulecia udało się zbliżyć do wielkości dziś mierzonej.

Wyznaczenie dokładne stałej słonecznej nie było rzeczą łatwą. Główny kłopot z uniknięciem błędów w wyznaczaniu jej wielkości polegał na tym, że mierzono ją z powierzchni Ziemi lub z wysokich gór, ale zawsze niedaleko od dna naszej atmosfery. Ponieważ atmosfera ziemska pochłania promieniowanie pozafioletowe i znaczną część podczerwieni, trzeba zawsze wyliczać, lub starać się osobno zmierzyć, ilość energii pochłoniętej po drodze przez powietrze i nie dochodzącej do pyrheliometrów mierzących całkowitą dostępną ilość energii. Jednym z założeń stosowanych przy tego rodzaju redukcjach na stan pozaatmosferyczny bywało przyjmowanie, że temperatura promieniowania słonecznego wynosi ok. 6000 K, o ile przyjąć, że Słońce świeci jak ciało doskonale czarne. Dokładność wyznaczenia tego rodzaju poprawek nie była zbyt wielka, ale przypuszczano, że błąd ich nie może być tak duży, żeby błąd wyznaczania stałej był większy niż 1-2%. Wielkość poprawek oceniano na ok. 3-4% w pozafiolecie i tyleż w podczerwieni.

Głównym ośrodkiem, w którym prowadzono pomiary stałej za pomocą pyrheliome-

trów umieszczonych na powierzchni Ziemi, było Obserwatorium Astrofizyczne Smithsonian Institution w USA. Dzięki wysiłkom i systematycznej pracy L a n g l e y a, a następnie A b b o t a w wyniku wieloletnich obserwacji ustalono ok. 1950 r., że stała słoneczna jest równa 1,932 cal cm^{-2} min^{-1}, co odpowiada 1352 W m^{-2}. Mniej więcej w tym samym czasie zaczęto krytykować sposób uwzględniania emisji w pozafiolecie i podczerwieni, a dyskusje na ten temat doprowadziły do znacznych rozbieżności w ustalaniu wielkości stałej, co znalazło wyraz w podaniu przez wybitnego heliofizyka holenderskiego, M i n n a e r t a, dwu skrajnych wartości: 1,90 i 2,00 w monografii Kuipera "The Sun".

Tak było w połowie tego wieku, gdy jeszcze głównymi informatorami o wartości stałej słonecznej były obserwacje naziemne. Pomimo niezbyt pewnych wartości udziału krótko- i długofalowego promieniowania w promieniowaniu słonecznym, uważano przed pół wiekiem, że stała słoneczna jest wyznaczana z dokładnością do 1%, oraz że wykazuje nieduże, dochodzące do 2% zmiany, które zdają się korelować z ilością plam na Słońcu, a więc wykazywać 11-letni cykl. Tego rodzaju wnioski wyciągał A b b o t w 1927 r., a gorącym ich zwolennikiem był m.in. pierwszy polski polarnik, uczestnik belgijskiej wyprawy do Antarktydy w 1898 r. - A r c t o w s k i. Wobec podejrzewanych zmian stałej słonecznej równoległych do zmian aktywności słonecznej próbowano uzasadniać zmiany klimatyczne i tymi pierwszymi, i tymi drugimi. Powodzenie tego rodzaju badań nie było jednak zbyt wyraźne, co wynikało choćby stąd, że dokładniejsze pomiary fotometryczne dalekich planet dokonywane przez S e r k o w s k i e g o i J e r z y k i e w i c z a w Lowell Observatory i opublikowane w 1966 r. dowiodły wyraźnie, że brak jest zmian stałej słonecznej większych od 1%, gdyż co najmniej taka była rzeczywista dokładność pomiarów. Tym samym wszelkie poprzednie rozważania na temat zmian stałej słonecznej straciły wartość.

Ale zagadnienie to wróciło bardzo wyraźnie z chwilą rozpoczęcia pomiarów z balonów, satelitów i sond, pomiarów, których dokładność jest co najmniej o rząd wielkości większa - zmiany stałej rzędu 0,1% są wykrywalne z dokładnością nieduzego ułamka tej wartości. Na tak znaczne zwiększenie dokładności wpłynęło to, że nie trzeba w takich obserwacjach wprowadzać poprawki na pochłanianie przez atmosferę pozafioletu czy podczerwieni, a jedynie kalibrować odbiorniki promieniowania.

Pomimo tego ogromnego wzrostu dokładności sprawa zmian stałej słonecznej i powiązania tych zmian z aktywnością Słońca nie jest całkowicie jasna. Według zestawienia F r ö l i c h a, obejmującego obserwacje balonowe i satelitarne od 1967 do 1981 r., zmiany stałej słonecznej są wyraźne, chociaż znacznie mniejsze niż przypuszczał A b b o t, i poza krótkotrwałymi wahaniami występują systematyczne dłuższe spadki i wzrosty; te ostatnie nie są zbyt pewne i powodują dość sprzeczne opinie co do kierunku tych zmian. Tak więc opracowanie obserwacji z lat 1967-1980 wskazywało na to, że w okresie 1967-1971 wartość stałej była nieco mniej-

sza niż w latach 1976-1980. Zestawienie wszystkich lat wykazało, że stała słoneczna wzrasta o 0,024% rocznie. Podobny wynik uzyskano dla obserwacji balonowych z lat 1968-1978 - wzrost o 0,38% w ciągu 10 lat.

Jednak opracowanie najdokładniejszych obserwacji satelitarnych (Nimbus 6, Nimbus 7 i Solar Maximum Mission (SMM)) dało wyniki raczej przeciwne, wskazujące na słaby spadek wielkości stałej słonecznej w latach 1975-1981. Dane uzyskane z satelity Nimbus 7 (1978-1981) wskazują na spadek rzędu 0.02% rocznie, a obserwacje SMM (Acrim - Active Cavity Radiometer) nawet 0,06% rocznie w ciągu 18 miesięcy lat 1980-1981.

Te dość rozbieżne informacje zawierają się jednak w bardzo wąskich granicach rzędu 0,1%. Nieco większe wahania występują w krótszych odstępach czasu, co najwyraźniej widać w obserwacjach SMM (Acrim) z 1980 r. w czasie od połowy lutego do listopada. W ciągu tych 9 miesięcy występuje kilka silnych osłabień stałej słonecznej wynoszących ok. 0,1% wartości maksymalnej.

Z chwilą, gdy krótsze i dłuższe zmiany stałej słonecznej można było uznać za realne zjawisko, pojawiły się próby jego interpretowania. Powrócono więc do dawnego sposobu interpretacji i zaczęto szukać powiązania wahań stałej słonecznej z plamami na Słońcu. W swoim przeglądzie prac o stałej słonecznej J.A. E d d y powiąda, że chwilowe jej osłabienia są „wyraźnym skutkiem blokowania promieniowania przez duże grupy plam słonecznych". W tym założeniu opracowano wielkość ubytku promieniowania proporcjonalną do powierzchni dużych grup plam słonecznych i po dodaniu do obserwowanych ubytków stałej powinno się otrzymać jej niezmienną wartość w czasie. Zastosowanie tego rodzaju redukcji do obserwacji SMM (Acrim) za okres 270 dni, kiedy te obserwacje były prowadzone w 1980 r., wykazało jednak, że pozostały nieduże ubytki, a prócz tego pojawiły się wzrosty. Tego rodzaju zmiany skłoniły H u d s o n a i W i l l s o n a do wysunięcia przypuszczenia, że występujące jednocześnie z plamami pochodnie fotosferyczne redukują wpływ plam zwiększając wielkość emisji promieniowania.

Wyjaśnienie wydaje się proste. Jeżeli plamy blokują wypływ energii z wnętrza Słońca, to musi działać jakiś mechanizm wyrównujący te straty - a objawem jego działania mogą być właśnie pochodnie.

Naturalnie, zagadnienie nie jest tak proste i ukazało się już wiele prac teoretycznych na ten temat, np. dotyczących prób powiązania ubytków i kompensacji z działaniem dynamo (jak wiadomo ma ono być głównym źródłem aktywności słonecznej). Sięgano zatem do głębokich warstw konwekcyjnych. Inni autorzy próbowali ograniczyć się tylko do płytkich warst fotosferycznych. W swym szkicu nie będą jednak szerzej omawiał tych prac, a tylko zwrócę uwagę na parę ogólniejszych rozważań nie podbudowanych głębszą analizą teoretyczną.

Bodaj że w najprostszy sposób ujęli to zagadnienie W e i-H w a n C h a n g i Peter F o u k a l w styczniowym numerze „Solar Physics" z 1985 r. Wobec bra-

ku dostatecznie dobrej teorii i dokładniejszych obliczeń strat promieniowania w plamach i ekscesu w pochodniach, można krótko powiedzieć, że plamy i pochodnie powodują mniej więcej podobnej wielkości perturbacje w fotosferycznym strumieniu termicznym, ale w dwóch przeciwnych kierunkach; wielkość perturbacji zmienia się w czasie w skali zmian ewolucji pól magnetycznych.

Dość ciekawą próbą prześledzenia rodzaju tych perturbacji, poza licznymi pracami F o u k a l a, E d d y'e g o i innych, jest jedna z ostatnich dotyczących tego zagadnienia - próba dokonana przez Judytę P a p z Budapesztu. Przeanalizowała ona mianowicie wszystkie plamy i grupy plam występujące na Słońcu w czasie 9-miesięcznego ciągu obserwacji stałej słonecznej przez Acrim w satelicie roku maksimum aktywności (SMM). Zarówno z rozważań F o u k a l a jak i z poprzedniej pracy P a p i innych autorów wynikało, że neutralizowanie przez pochodnie ubytku powodowanego przez plamy nie jest jednoczesne, ale różne w kolejnych fazach rozwoju grupy plam. Silniejsze jest pod koniec egzystencji grupy,gdy pochodni jest więcej, słabsze na początku ewolucji grupy, gdy rozwój zaplamienia jest bardziej aktywny. Autorka wyliczyła współczynniki korelacji pomiędzy ubytkami stałej słonecznej i rozwojem grup, plam różnego wieku. Współczynnik ten jest, oczywiście, ujemny i największą wartość równą -0,76 osiąga dla plam młodych,kiedy pochodni jest jeszcze niedużo, a znacznie jest mniejszy dla starych grup spadając do wartości -0,24. Dla grup najbardziej aktywnych wartość współczynnika jest największa i wynosi -0,83. Wyniki te zdają się wyraźnie potwierdzać przypuszczenie istnienia blokady promieniowania przez plamy i wyrównywanie strat przez pochodnie.

Naturalnie nie można tego wyniku i tych rozważań traktować jako wyjaśnienie całości problemu, już choćby tylko dlatego, że dotyczą zbyt krótkiego okresu czasu - kilku miesięcy. Jest to raczej wytyczenie kierunku badań (że użyję określenia Z w i c k y ' e g o) pozwalających zrozumieć, skąd się biorą wahania stałej słonecznej osiągające 0,1 do 0,3% jej wartości.

Wobec panującej opinii, że to plamy słoneczne wpływają na obniżenie ilości energii dopływającej ze Słońca, E d d y opracował ciekawy wykres wpływu plam w ciągu ponad 100 ostatnich lat. W opracowaniu tym oparł się na pomiarach powierzchni grup plam i powierzchni pochodni publikownych przez obserwatorium w Greenwich, rozporządzał więc dość jednolitym materiałem. Jednym z wniosków było wykazanie, że największy ubytek promieniowania powinien był wystąpić w 1957 r., kiedy osiągnął,wartość 0,3% i trwał kilka tygodni.

Ufając swoim obliczeniom E d d y uważa, że wyraźnie występuje 11-letni cykl ubytków stałej słonecznej równoległy do cyklu zaplamienia Słońca. Jest jednak o tyle ostrożny, że nie wyciąga stąd daleko idących wniosków na temat zmian klimatycznych wynikających z tych wahań stałej. Zmiany jej rzędu 0,1% mogą wprawdzie prowadzić do wahań klimatycznych, polegających na obniżeniu temperatury lądów lub

mórz o ok. $0{,}1^{o}$, ale tego rodzaju efekt wobec innych zjawisk klimatycznych jest raczej problemem akademickim nie zasługującym na uwagę, jak to określa dosadnie sam autor.

Wykres Eddy'ego nie może być uważany za dostatecznie jasne prognozowanie wstecz już choćby tylko z tego powodu, że brał on średnie miesięczne wartości pochodni, a nie wiadomo, jaki jest ich stosunek do średnich miesięcznych plam, co wynika choćby z uwag zawartych w pracy Pap. Spadek stałej słonecznej od 1979 r. do 1981 przebiega równolegle do zmian ilości plam na Słońcu; stała jest najmniejsza w czasie maksimum plam. Wyglądałoby na to, że potwierdza się 11-letni cykl, ale krótkotrwałe ubytki nie przebiegają podobnie regularnie, gdyż zależą od fazy rozwoju grup. W dodatku systematyczny spadek wartości stałej słonecznej trwa w 1981 r. pomimo malejącej już wtedy ilości plam. Jak widać, nawet tak proste pytanie: jak przebiegają długookresowe zmiany stałej słonecznej - pozostaje na razie bez odpowiedzi wobec braku dłuższego ciągu dokładnych obserwacji, a efekt jest przecież bardzo mały.

Wróćmy jednak na Ziemię. Okazuje się, że zmiany stałej słonecznej są tak małe, że nie mogą powodować wyraźnych zmian klimatu. Prócz tego nie są skorelowane z rozbłyskami słonecznymi. Czyżby te ostatnie były odpowiedzialne za klimatyczne wahania? A może dziury koronalne i strumienie plazmy?

LITERATURA

Abbot C.C., 1927, Gerlands Beitrage zur Geophysik, XVI, Heft 4.

Balasubrahmanyan V.K., Ludvig S.H., McDonald F.B., Palmeira A.R., 1965, Journ. Geoph. Res., 70, 2005.

Eddy J., Foukal P., 1982, Highlights of Astronomy, Vol. 6, 79-94.

Forbush S., 1946, Phys. Rev. 70, 771.

Foukal P., Fowler L., Livshits M., 1983, Ap. J., 267, 863.

Foukal P., Mack P., Vernazza J., 1977, Ap. J., 215, 952.

Jerzykiewicz M., Serkowski K., 1966, Lowell Obs. Bull., 6, 295.

Mergentaler J., 1978, „Słońce i Ziemia", Wiedza Powszechna.

Pap J., 1985, Sol. Phys., 97, 21.

Rossi B., 1968, „Promieniowanie kosmiczne", Bibl. Problemów nr 121.

Simpson J.A., Wang J.R., 1967, Ap. J. L. 149, 73.

Szczeklik E., Mergentaler J., Kotlarek-Haus S., Kuliszkiewicz-Janus M., Kucharczyk J., Janus W., 1983, Cor. Vasa Ed. Ross., 25 (1), 48.

Waldmeier M., 1941, „Ergebnisse und Probleme der Sonnenforschung".

Webber W.R., 1966, Ann. IQSY, vol. 4.

Wei-Hwan Chang, Foukal P., 1985, Sol. Phys., 97, 9.

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 3-4

STRUKTURA OBSZARU AKTYWNEGO W KORONIE SŁONECZNEJ

Część II

OBSERWACJE XUV ORAZ RADIOWE OBSZARU AKTYWNEGO

G R A Ż Y N A B R O M B O S Z C Z

Instytut Astronomiczny Uniwersytetu Wrocławskiego

СТРУКТУРА АКТИВНОЙ ОБЛАСТИ В СОЛНЕЧНОЙ КОРОНЕ

Часть II

XUV И РАДИОНАБЛЮДЕНИЯ АКТИВНОЙ ОБЛАСТИ

Г. Бромбощ

Содержание

Рассматривается проблему структуры и динамики петлей в активной области и обсуждается наблюдения областей на сантиметровых волнах.

THE STRUCTURE OF THE CORONAL SOLAR ACTIVE REGION

Part II

THE XUV AND RADIO OBSERVATIONS OF A SOLAR ACTIVE REGION

Summary

In present paper the structure and dynamics of XUV loops in an active region are discussed.

---

1. WSTĘP

W heliofizyce ostatnich lat wiele miejsca poświęca się badaniu struktury obszaru aktywnego w koronie słonecznej. Na obrazach w promieniowaniu X oraz XUV (da-

lej w tekście, dla odróżnienia od wysokotemperaturowego promieniownia rentgenowskiego, nazywanego promieniowaniem ultrafioletowym lub EUV) widać liczne struktury pętlowe i łukopodobne, lecz jaki jest związek między pętlami w promieniowaniu X, a strukturami w EUV tego dotychczas nie wyjaśniono.

W artykule staram się przedstawić problemy dotyczące morfologii oraz dynamiki obszaru aktywnego. W cz. I omówiłam zagadnienia związane z pętlami obserwowanymi w promieniowaniu rentgenowskim, a w tej części prezentuję wyniki obserwacji obszarów aktywnych w promieniowaniu ultrafioletowym oraz na falach radiowych. Dość dużo miejsca postaram się poświęcić na omówienie zagadnień związanych z możliwymi mechanizmami powstawania pętli ultrafioletowych oraz zwrócić szczególną uwagę na wzajemne powiązanie struktur obserwowanych w promieniowaniu X oraz EUV.

2. PĘTLE ULTRAFIOLETOWE W OBSZARZE AKTYWNYM

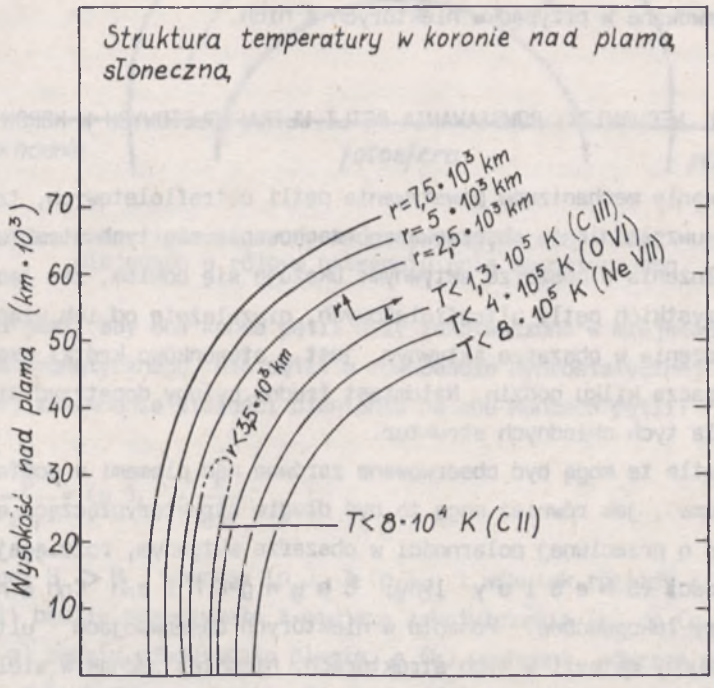
Spektroheliogramy obszaru aktywnego wykonane w liniach ultrafioletowych na Skylabie pokazały, że w obszarze aktywnym, oprócz pętli gorących (o temperaturach wyższych od 2 mln stopni), występują również bardzo chłodne ($10^4 < T < 1{,}5 \cdot 10^6$ K) łukowe i pętlowe struktury.

Niestety, rozdzielczość przestrzenna obserwacji ultrafioletowych była stosunkowo mała (5") i dlatego wnioski, jakie było można wyprowadzić z tych obserwacji, zależały dość istotnie od metody analizy materiału. I tak F o u k a l (1975) analizując profile natężeń na spektroheliogramach EUV otrzymał, że emisja promieniowania z plazmy o temperturach niższych od 10^6 K skupiona jest we współosiowych cylindrach o rosnącej średnicy, co dawało poprzeczny gradient temperatury i gęstości dla takiej struktury pętlowej (rys. 1). Temperatura w poszczególnych cylindrach rosła od $1{,}5 \cdot 10^4$ K na osi pętli do $1{,}5 \cdot 10^6$ K na odległości $(1\text{-}2) \cdot 10^4$ km od osi i pętle te mogły osiągać wysokości do 10^5 km nad fotosferą.

Na podstawie analizy obserwacji ultrafielotowych charakteryzujących się podobną rozdzielczością przestrzenną, L e v i n i W i t h b r o e (1977) otrzymali inny obraz emisji promieniowania pochodzącego z chłodnej materii w koronie słonecznej. Autorzy ci nie opierali się wyłącznie na przefotometrowanym obrazie, ponieważ mała rozdzielczość przestrzenna (5") mogła w wielu wypadkach nie pozwolić na rozróżnienie promienia i rozmywać emisję po elemencie rozdzielczoiści obrazu. Dla wybranych punktów w pętli szukali oni metodą iteracyjną (W i t h b r o e 1975) lokalnej struktury temperaturowej. Otrzymane przez nich wyniki, dotyczące promieni dla poszczególnych emisji przy założeniu cylindrycznie symetrycznej pętli, różnią się dość istotnie od wyników F o u k a l a - ich promienie dla emisji w liniach ultrafioletowych są o rząd mniejsze od promieni wyznaczonych dla emisji w tych samych liniach przez F o u k a l a. Sugerują oni, że emisja w

liniach ultrafioletowych może pochodzić z bardzo cienkich struktur (o średnicach mniejszych od 1") zanurzonych we wspólnej otoczce o temperaturze ok.$1{,}5 \cdot 10^6$ K.

Rozstrzygnięcie, czy emisja promieniowania ultrafioletowego ($10^4 < T < 10^6$ K) w obszarze aktywnym pochodzi z pętli o większych rozmiarach (większych od 5"), czy



Rys. 1. Struktura temperatury w pętli dla typowej plamy słonecznej. Izotermy są wyprowadzone na podstawie pomiarów emisji w promieniowaniu EUV

też z bardzo cienkich struktur (<1"), mogą przynieść wyłącznie obserwacje o bardzo dużej rozdzielczości przestrzennej. Jednakże istnieją pośrednie dowody na to, że obraz zaproponowany przez L e v i n a i W i t h b r o e jest w lepszej zgodzie z obserwacjami obszaru wykonanymi w innych długościach fali (np. na falach radiowych). Obserwacje ultrafioletowe obszarów aktywnych charakteryzujące się dużą rozdzielczością czasową (S h e e l e y 1980; C h u n g - C h i e h C h e n g i in. 1980) pozwoliły badać czas życia poszczególnych pętli ultrafioletowych. S h e e l e y (1980) dysponował spektroheliogramami obszaru aktywnego w liniach: Ne VII ($0{,}6 \cdot 10^6$ K), Mg IX ($1{,}0 \cdot 10^6$ K), Fe XV ($2{,}0 \cdot 10^6$ K; w nawiasach podano temperatury odpowiadające maksimum funkcji emisji dla tych linii). Emisja w Ne VII skupiona była w spikulopodobnych strukturach osiągających wysokości od 10^4 do 10^5 km nad fotosferą, a czas życia tych struktur nie przekraczał 30 min. Natomiast emisja w Mg IX charakteryzowała się dłuższym czasem życia (1,5 godz.), lecz poszczególne spikule były bardziej dyfuzyjne od tych obserwowanych w Ne VII. Emisja w Fe XV zawarta była w elementach dyfuzyjnych,a czas jej życia wynosił kilka dni.

Dla niektórych pętli obserwowanych w promieniowaniu ultrafioletowym (B r u n e r 1976) stwierdzono ruchy materii. Oszacowano, że materia porusza się ku „nogom" pętli z prędkością 30-100 km/s.

Modele teoretyczne dla pętli ultrafioletowych powinny więc wyjaśnić zarówno strukturę tych pętli, jak również ich stosunkowo krótkie czasy życia oraz ruchy materii obserwowane w przypadku niektórych z nich.

3. MECHANIZMY POWSTAWANIA PĘTLI ULTRAFIOLETOWYCH W KORONIE

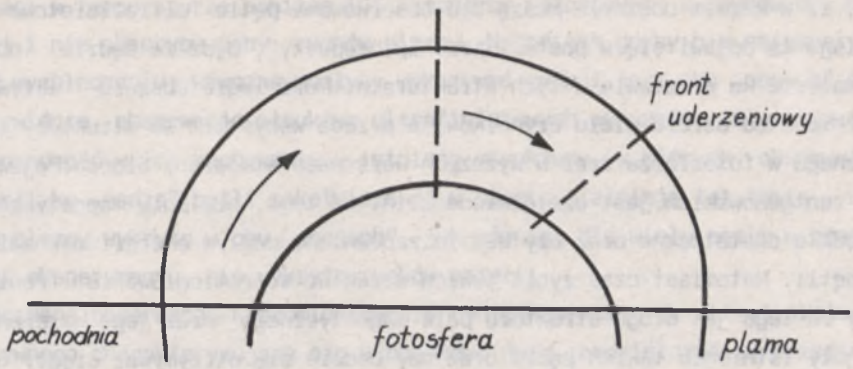
Rozpatrywanie mechanizmów powstawania pętli ultrafioletowych, tzw. pętli chłodnych, wymaga uwzględnienia obserwowanego zachowania się tych struktur, ich dynamiki oraz położenia w obszarze aktywnym. Okazuje się bowiem, że jedyną wspólną cechą dla wszystkich pętli ultrafioletowych, niezależnie od ich własności dynamicznych i położenia w obszarze aktywnym, jest - stosunkowo krótki czas życia, który nie przekracza kilku godzin. Natomiast trudno byłoby dopatrzyć się innych prawidłowości dla tych chłodnych struktur.

I tak: pętle te mogą być obserwowane zarówno nad plamami w postaci tzw. „piór opuszy" (plume), jak również mogą to być długie struktury łączące elementy pola magnetycznego o przeciwnej polarności w obszarze aktywnym, rozciągające się do dużych wysokości (S h e e l e y 1980; C h u n g-C h i e h C h e n g i in. 1980) oraz struktury łukopodobne. Ponadto w niektórych obserwacjach ultrafioletowych stwierdzono ruchy materii w tych strukturach, niemniej jednak w wielu pętlach ich brak. Dlatego wydaje się, że dla wyjaśnienia tak różnorodnych własności pętli trzeba zaproponować nie jeden, lecz kilka mechanizmów ich powstania.

Istnieje kilka możliwości wyjaśnienia obecności materii wychłodzonej w koronie skupionej w strukturach pętlowych. W większości z tych hipotez zakłada się, że bezpośrednią przyczyną powstania takich struktur jest niestabilność termiczna pętli o temperaturach koronalnych ($T \geqslant 2 \cdot 10^6$ K). W tym mechanizmie pętla chłodna mogłaby być pozostałością po pętli rentgenowskiej, która stała się termicznie niestabilna i wskutek wychłodzenia osiągnęła stan przejściowej równowagi w temperaturze poniżej 10^6 K.

Fakt, że pętle ultrafioletowe mają bardzo krótkie czasy życia, mógłby świadczyć o tym, że stan osiągniętej stabilności termicznej w temperturze niższej niż 10^5 K jest stanem, który łatwo wyprowadzić z równowagi. W przedstawionym wyżej mechanizmie powstawania pętli chłodnych może się ustalić zarówno stan przepływu materii ku dołowi w pętli (materia może kolapsować chłodząc się), jak również może nie być ruchów materii.

G l e n c r o s s (1979) zaproponował model pętli, w której pojawi się przepływ chłodnej materii w jednej z jej „nóg" (rys. 2). Warunkiem powstania takie-



Rys. 2. Przepływ materii wzdłuż rury magnetycznej, której końce znajdują się w miejscach o różnym natężeniu pola magnetycznego

go przepływu jest, aby oba końce pętli były zakotwiczone w miejscach o różnym natężeniu pola magnetycznego. Dla pętli w równowadze hydrostatycznej (p = const wzdłuż pętli) z równania stałości ciśnienia na obu końcach pętli:

$$(p_g)_p + \frac{H_p^2}{8\pi} = (p_g)_k + \frac{H_k^2}{8\pi} \qquad (1)$$

wynika, że gdy $H_p > H_k$ wówczas $(p_g)_k > (p_g)_p$ i wskutek różnicy ciśnień gazu materia w pętli będzie przepływała z miejsca zakotwiczenia (k) do (p). W szczególności, gdy (p) będzie odpowiadało plamie, a (k) pochodni, wówczas pojawi się przepływ materii z pochodni ku plamie. Gdy będą spełnione pewne warunki krytyczne, materia po osiągnięciu szczytu pętli będzie poruszała się zgodnie z kierunkiem działania grawitacji i w części pętli nad plamą pojawi się front uderzeniowy. Zwiększona gęstość, N_e, przed frontem sprawi, że zwiększą się straty promieniste plazmy w pętli, pojawi się niestabilność termiczna i plazma się wychłodzi. Wskutek tego w drugiej części pętli nad plamą ustali się przepływ plazmy chłodnej ($T \leqslant 10^5$ K) ku dołowi, którą można obserwować w promieniowaniu ultrafioletowym.

Tak więc przedstawione wyżej mechanizmy, które mogą prowadzić do powstania pętli chłodnych w koronie, pomimo tego, że opierają się na tym samym zjawisku zapoczątkowującym proces powstania takich pętli, a mianowicie niestabilności termicznej, nie są w sprzeczności z obserwacjami i mogą wyjaśniać własności tych pętli.

4. STRUKTURA I DYNAMIKA OBSZARU AKTYWNEGO W PROMIENIOWANIU RENTGENOWSKIM I ULTRAFIOLETOWYM

Na wstępie do tej części chciałabym podkreślić, że każdy obszar aktywny w koronie słonecznej należy traktować indywidualnie. Oznacza to, że nie ma prawidło-

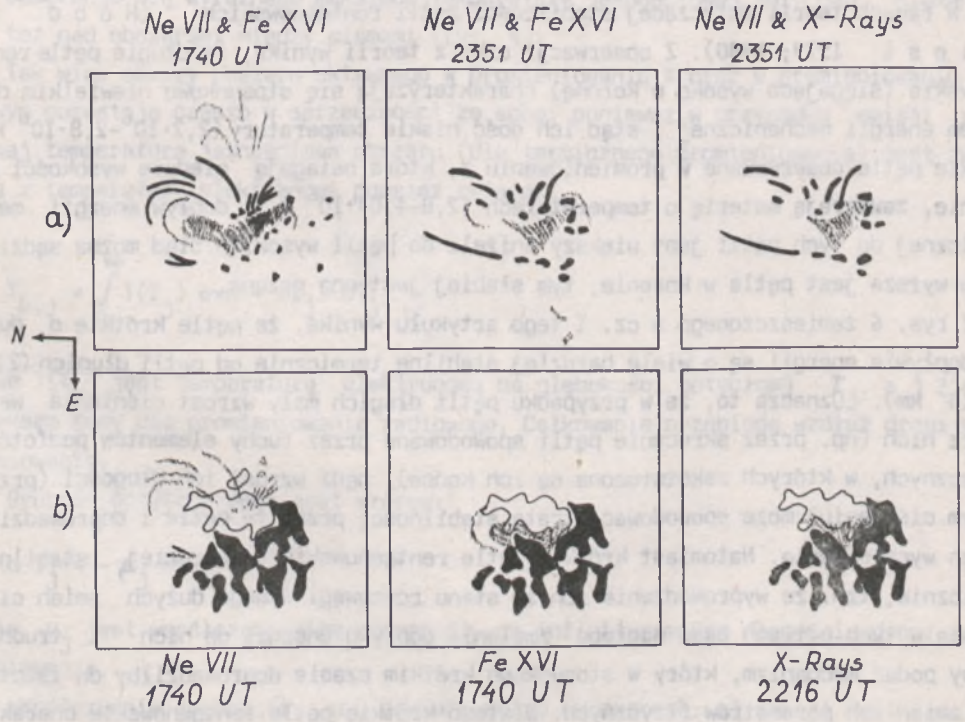
wości, iż w każdym obszarze muszą być obserwowane pętle ultrafioletowe lub też, że emisja ta pojawi się w postaci tzw. „pióropuszy", bądź że będzie obserwowany ruch materii ku podstawie w tych strukturach. Morfologia obszaru aktywnego jest uzależniona od bardzo wielu czynników, a przede wszystkim od struktury pola magnetycznego w fotosferze oraz w wyższych warstwach atmosfery Słońca.Pojawienie się pętli rentgenowskich jest uzależnione m.in. od tego, czy pole magnetyczne w koronie będzie dostateczne oraz czy będzie zapewniony dopływ energii mechanicznej do tych pętli. Natomiast czas życia takich struktur w promieniowaniu rentgenowskim zależy od tego jak długo struktura pola magnetycznego oraz jego natężenie będą sprzyjały istnieniu takich pętli oraz czy będzie się utrzymywał ciągły dopływ energii mechanicznej do tych struktur. Istotny jest również problem stabilności termicznej poszczególnych struktur rentgenowskich, a więc znajomość wpływu na ich równowagę zmiany pewnych parametrów fizycznych takich jak ciśnienie, długość bądź dopływ energii.

O wiele bardziej krytyczny jest warunek początkowy dla pojawienia się pętli ultrafioletowych w obszarze aktywnym. Aby mogły one powstać w mechanizmie zaproponowanym przez G l e n c r o s s a (1979) muszą być spełnione określone warunki w tej części pętli, w której materia podnosi się ku górze, tzn. aby proces tzw. „wyparowywania" (evaporation) chromosfery był podtrzymywany. Natomiast, aby pętle ultrafioletowe mogły być pozostałościami po pętlach rentgenowskich, które utraciły stabilność termiczną, muszą istnieć takie procesy, które doprowadzą do pojawienia się niestabilności. O ile więc pojawienie się pętli rentgenowskich jest prawie zawsze obserwowane, gdy jest dostatecznie silne pole bipolarne lub, w przypadku pętli poza obszarem, gdy w dostatecznie bliskim sąsiedztwie pojawią się elementy dość silnego pola magnetycznego o przeciwnej polarności, o tyle trudno byłoby oczekiwać jakichkolwiek prawidłowości dla pojawienia się emisji ultrafioletowej w koronie, ponieważ warunki wymagane do jej wystąpienia są dość specyficzne. Niemniej jednak obserwuje się emisję ultrafioletową w obszarach aktywnych w koronie i dlatego niektórzy autorzy (m. in. H o o d i P r i e s t 1980) twierdzą, że należy odnosić się z małą ufnością do modeli stabilnych termicznie pętli rentgenowskich. Mianowicie w koronie mamy raczej do czynienia z ciągłą aktywnością termiczną, tzn. że pętle rentgenowskie często stają się niestabilne termicznie, a na ich miejsce powstają nowe pętle i w ten sposób obszar aktywny, pomimo ciągłej zmiany poszczególnych pętli, nie zmienia się w istotny sposób jako całość w promieniowaniu rentgenowskim i stąd stosunkowo długie czasy życia dla tej emisji. Wydaje się jednak, że trudno oczekiwać jakichkolwiek prawidłowości dla pojawienia się ruchów materii w pętlach ultrafioletowych, ponieważ o ile pętle te formowałyby się w mechanizmie G l e n c r o s s a, to charakteryzowałyby się takim ruchem w jednej z „nóg" pętli. W przypadku, gdyby pętle te były pozostałościami po niestabilnych termicznie pętlach rentgenowskich, to po osiągnięciu sta-

nu równowagi w temperaturze poniżej 10^5 K mogłyby pozostawać w równowadze hydrostatycznej i nie obserwowanoby ruchów plazmy. Natomiast gdyby nie osiągnęły równowagi po wychłodzeniu, wówczas mogłyby wykazywać ruch i to w obu „nogach" pętli.

Rzeczywiście, obserwacje struktur ultrafioletowych wykazały, że występuje dość duża różnorodność w ich zachowaniu - istnieją struktury, w których obserwuje się ruch materii ku „nodze" pętli zakotwiczonej w plamie, istnieją też takie, w których ruch plazmy wykryto w obu „nogach", jak również dla wielu pętli,w granicach możliwości eksperymentu, nie wykryto ruchów materii.

Jednoczesne obserwacje w promieniowaniu rentgenowskim oraz ultrafioletowym obszaru aktywnego charakteryzujące się stosunkowo dużą rozdzielczością przestrzenną (2") oraz czasową (1,5 min.; S h e e l e y 1980; C h u n g-C h i e h C h e n g i in. 1980) pozwoliły na określenie ogólnych prawidłowości dotyczących morfologii i dynamiki struktur w obszarach, których temperatura zawierała się w szerokim przedziale od 10^5 do 10^7 K. Porównanie obrazów tego samego obszaru wykonanych w pewnym odstępie czasu pozwala na wysunięcie wniosków dotyczących czasów życia struktur pętlowych i łukopodobnych obserwowanych w promieniowaniu X oraz EUV. Na rys. 3 przedstawiono obrazy obszaru aktywnego w promieniowaniu rentgenowskim oraz



Rys. 3. a) Porównanie związku przestrzennego między pętlami obserwowanymi w liniach Ne VII, Fe XVI, oraz w promieniowaniu X. Pętle Ne VII są przedstawione jako czarne struktury, a pętle w linii Fe XVI oraz w promieniowaniu X są pokazane jako przerywane; b) Położenie pętli Ne VII, Fe XVI oraz w promieniowaniu X (przerywane struktury) względem obszarów silnych pól magnetycznych. Czarne pola oznaczają dodatnie pola magnetyczne, a pola białe - ujemne

ultrafioletowym otrzymane w odstępie czasu 6 godz.(C h u n g-C h i e h C h e n g i in. 1980). Na rysunku zamieszczono także magnetogram tego obszaru będący odzwierciedleniem pola podłużnego na poziomie fotosfery. Widać, że w promieniowaniu rentgenowskim pętle najniższe i najgorętsze łączą dwie przeciwne biegunowości obszaru aktywnego. Pętle te nie zmieniają się istotnie w dość długim odstępie czasu (6 h). Natomiast długie pętle rentgenowskie charakteryzujące się niższymi temperaturami łączą najczęściej peryferyjne (a więc o mniejszym natężeniu) pola magnetyczne obszaru bipolarnego, bądź też jedna „noga" pętli zakotwiczona jest w jednej z biegunowości obszaru aktywnego, a druga w elemencie o przeciwnej polarności znajdującym się poza obszarem aktywnym. Długie pętle rentgenowskie charakteryzują się stosunkowo krótkimi czasami życia, ponieważ jak wynika z rys. 3 po upływie 6 h niektóre z nich zniknęły. Promieniowanie EUV w tym obszarze aktywnym było skupione w postaci jąder emisji stanowiących, jak się przypuszcza, dolne części pętli rentgenowskich. W promieniowaniu tym występują także długie pętle i łukopodobne struktury. Obraz tych struktur zmienił się po upływie 6 h, co wskazuje na ich krótkie czasy życia.

Okazuje się, że można wyjaśnić zmiany, jakie się obserwuje w obszarze aktywnym, w ramach teorii dotyczącej stabilności pętli rentgenowskich (H o o d i P r i e s t 1979; 1980). Z obserwacji oraz z teorii wynika, że długie pętle rentgenowskie (sięgające wysoko w koronę) charakteryzują się stosunkowo niewielkim dopływem energii mechanicznej i stąd ich dość niskie temperatury ($2{,}2\cdot10^6$-$2{,}8\cdot10^6$ K). Krótkie pętle obserwowane w promieniowaniu X, które osiągają nieduże wysokości w koronie, zawierają materię o temperaturach $(2{,}8\text{-}4{,}0)\cdot10^6$ K i dopływ energii mechanicznej do tych pętli jest większy aniżeli do pętli wysokich.Stąd można sądzić, że im wyższa jest pętla w koronie, tym słabiej jest ona grzana.

Z rys. 6 zamieszczonego w cz. I tego artykułu wynika, że pętle krótkie o dużym dopływie energii są o wiele bardziej stabilne termicznie od pętli długich ($2L = 1\cdot10^5$ km). Oznacza to, że w przypadku pętli długich mały wzrost ciśnienia wewnątrz nich (np. przez skręcenie pętli spowodowane przez ruchy elementów podfotosferycznych, w których zakotwiczone są ich końce), bądź wzrost ich długości (przy stałym ciśnieniu) może spowodować utratę stabilności przez te pętle i doprowadzić do ich wychłodzenia. Natomiast krótkie pętle rentgenowskie są bardziej stabilne termicznie, tzn. że wyprowadzenie ich ze stanu równowagi wymaga dużych zmian ciśnienia w tych pętlach bądź nagłego zmalenia dopływu energii do nich i trudno byłoby podać mechanizm, który w stosunkowo krótkim czasie doprowadziłby do istotnych zmian ich parametrów fizycznych. Dlatego krótkie pętle rentgenowskie charakteryzują się stosunkowo długimi czasami życia. W przypadku pętli ultrafioletowych trudno spodziewać się, aby struktury te, które często są utrzymywane w równowadze raczej dynamicznie aniżeli hydrostatycznie, posiadały długie czasy życia, zwłaszcza że skala wysokości ciśnienia jest dla nich dużo mniejsza aniżeli ich obser-

wowane wysokości i stąd istnieje możliwość wystąpienia innych niestabilności, aniżeli termiczna. Dlatego obrazy obszarów aktywnych uzyskane w promieniowaniu ultrafioletowym zmieniają się w krótkich odstępach czasu - jak podaje S h e e l e y, czas życia tych struktur nie przekracza 1 godz.

5. OBSERWACJE RADIOWE OBSZARU AKTYWNEGO

Obserwacje rentgenowskie obszaru aktywnego wskazują na pewne prawidłowości, a mianowicie: gdy się porówna struktury w promieniowaniu X z obrazem obszaru na poziomie fotosfery i chromosfery, to okazuje się, że wysokotemperaturowa emisja w promięniowaniu rentgenowskim skoncentrowana jest raczej w tej części atmosfery w koronie, która znajduje się między plamami widocznymi na poziomie fotosfery. Tymczasem wysokorozdzielcze obserwacje na falach centymetrowych obszarów aktywnych wskazują na nieco inny obraz tych obszarów (F e l l i i in. 1977);maksimum emisji radiowej, a więc i maksimum temperatury jasnościowej, przypada najczęściej w obszarze nad jedną z plam (lub biegunowości) bipolarnego obszaru aktywnego, bądź nie obserwuje się wyraźnego maksimum temperatury jasnościowej ani nad plamami, ani też nad obszarami między plamami (rys. 4).

Tak więc obrazy obszaru aktywnego w promieniowaniu X oraz w promieniowaniu radiowym pozostają często w sprzeczności ze sobą, ponieważ w przypadku emisji radiowej temperatura jasnościowa obszaru (dla termicznego promieniowania) jest związana z temperaturą elektronową poprzez związek:

$$T_{b,j} = \int_0^{\infty} T(\tau_j) \exp - (\tau_j)\, d\tau_j, \qquad (2)$$

gdzie $T(\tau_j)$ jest temperaturą elektronową na głębokości optycznej τ_j, a j jest indeksem mody dla promieniowania radiowego. Całkowanie przebiega wzdłuż drogi promieniowania.

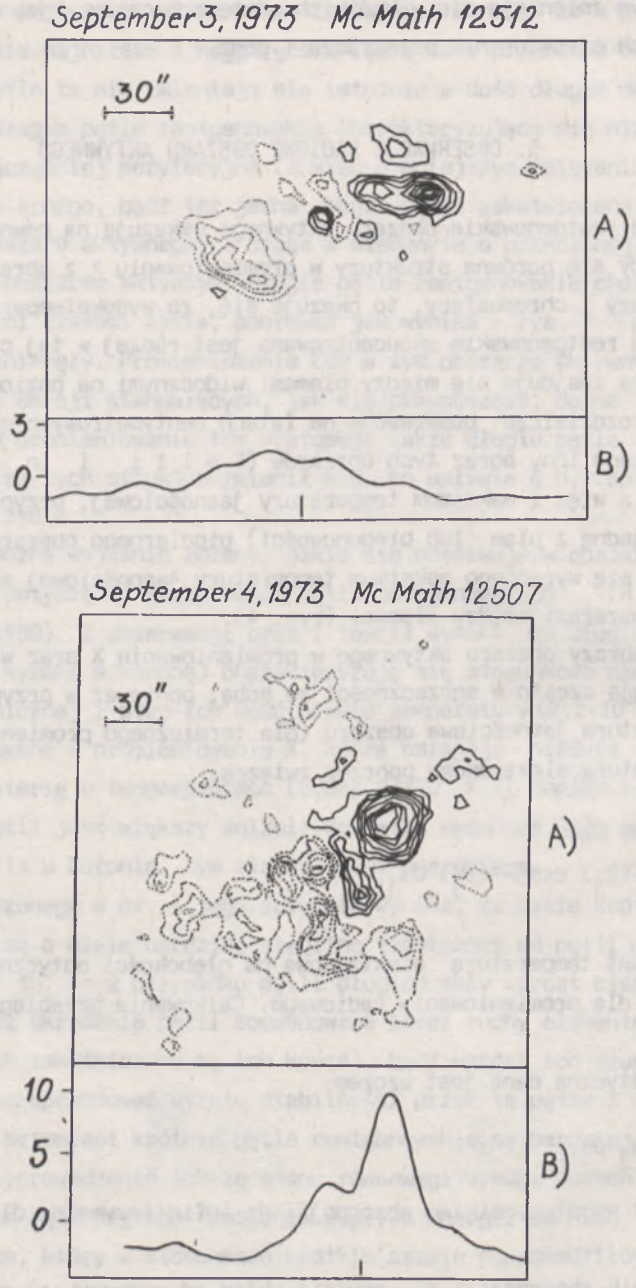
Grubość optyczna dana jest wzorem:

$$d\,\tau_j = -\mu_j\, ds, \qquad (3)$$

gdzie μ_j jest współczynnikiem absorpcji, ds infinitezymalną długością drogi promieniowania.

Współczynnik absorpcji, μ_j, zawiera wkład od procesu: a) emisji wolny-wolny, (f-f; Bremsstrahlung), b) cyklotronowej emisji (g-r) i można go przedstawić w postaci:

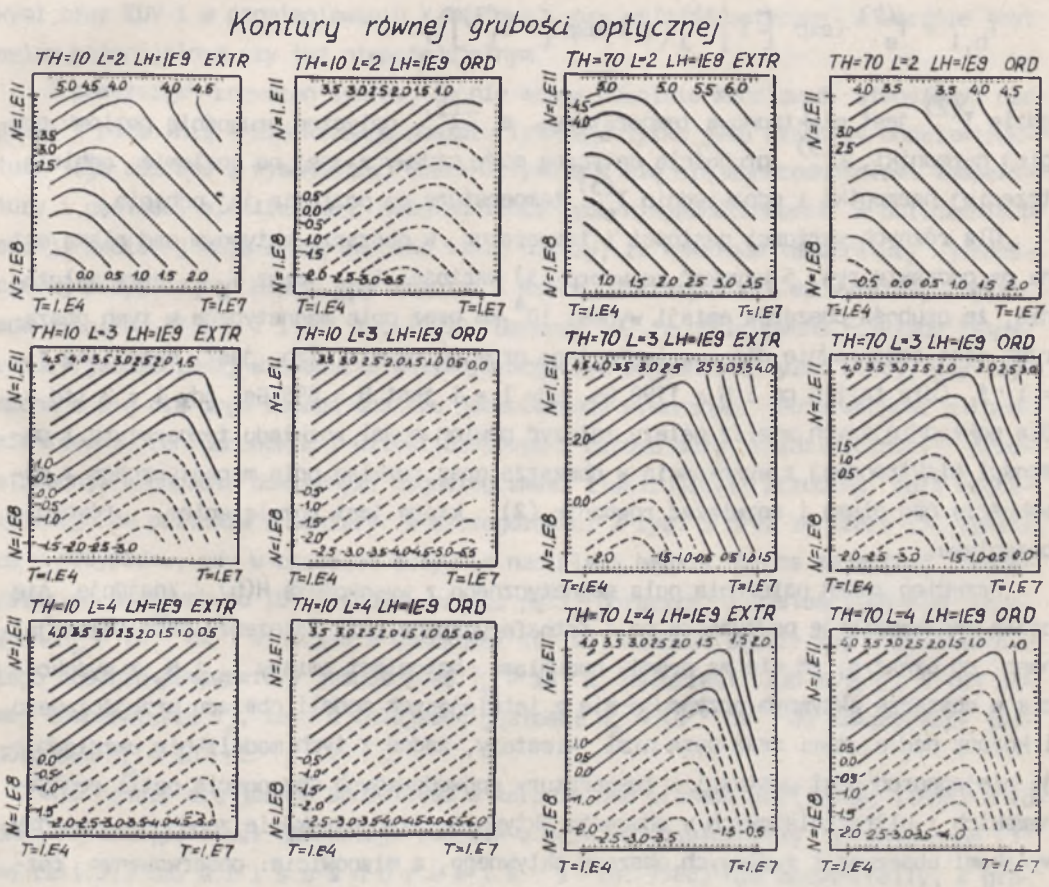
$$\mu_j = \mu_j^{f-f} + \mu_j^{g-r}. \qquad (4)$$



Rys. 4. A) Złożenie map składowej podłużnej fotosferycznego pola magnetycznego dla dwóch obszarów aktywnych. Kontury pola są prowadzone co 100 Gs. Pola ujemne są zaznaczone linią przerywaną; B) Rozkład temperatury jasnościowej (w dowolnych jednostkach) obszarów aktywnych uzyskane na podstawie obserwacji na fali 2,8 cm

Promieniowanie f-f jest emitowane przez elektrony termiczne w obecności pola elektrycznego jonów, natomiast promieniowanie cyklotronowe emitują elektrony nierelatywistyczne w obecności pola magnetycznego. Promieniowanie to posiada maksimum na częstościach f, będących harmoniką lokalnej częstości cyklotronowej f_H ($f = l \cdot f_H$, gdzie l jest liczbą całkowitą). Badania natężenia, polaryzacji oraz temperatury jasnościowej promieniowania radiowego obszaru aktywnego przypadającego nad plamami (Zheleznyakov 1962; Kakinuma i Swarup 1962) pokazały, że w promieniowaniu tym dominuje proces cyklotronowej emisji.

Alissandrakis i in. (1980) badali emisję radiową obszaru aktywnego na fali 6 cm. Na podstawie teoretycznych obliczeń stwierdzili, że silna emisja cyklotronowa na fali 6 cm pojawi się na harmonikach l = 2 lub l = 3,przy czym musi być odpowiednie pole magnetyczne (H = 900 Gs lub H = 600 Gs) i obszary emisji muszą być położone w górnej części obszaru przejściowego chromosfera-korona lub w koronie.



Rys. 5. Mapy konturowe całkowitej grubości optycznej (f-f oraz g-r) na harmonikach L = 2, 3 oraz 4 jako funkcje gęstości i temperatury elektronowej.Liczby przypisane poszczególnym konturom są logarytmami grubości optycznej, kontury ciągłe są dla $\tau > 1$. TH jest kątem między kierunkiem pola magnetycznego a linią widzenia

Na rys. 5 przedstawione są kontury równych grubości optycznych dla promieniowania f-f oraz g-r jako funkcje temperatury T_e i gęstości elektronowej N_e dla mody zwyczajnej i nadzwyczajnej oraz harmonik l = 2, l = 3 i l = 4. Rosnącym częściom konturów równych grubości odpowiada głównie wkład od procesu f-f, a malejącym, wkład od emisji g-r. Widać, że przy gęstościach 10^9-10^{10} cm^{-3} i temperaturach koronalnych ($T > 1 \cdot 10^6$ K) główny wkład do emisji radiowej (duże grubości optyczne) pochodzi od emisji cyklotronowej nadzwyczajnej mody.

Dla promieniowania radiowego - uwzględniając fakt, że powstaje ono głównie na 2 i 3 harmonice - temperatury jasnościowe mody zwyczajnej $T_{b,2}$ i nadzwyczajnej $T_{b,1}$ są dane odpowiednio:

$$T_{b,2} = T_e^{(2)} \left(1 - \exp\left[-\tau_2^{(2)}\right]\right)$$

$$T_{b,1} = T_e^{(2)} \left(\exp\left[-\tau_1^{(3)}\right]\right)\left(1 - \exp\left[-\tau_1^{(3)}\right]\right), \tag{5}$$

gdzie $T_e^{(2)}$ jest elektronową temperaturą, a $\tau_2^{(2)}$ optyczną grubością poziomu drugiej harmoniki, $\tau_1^{(3)}$ grubością optyczną mody nadzwyczajnej na poziomie odbicia trzeciej harmoniki i odpowiednio $T_e^{(3)}$ temperaturą na poziomie jej odbicia.

Dla różnych wartości gęstości i temperatur w obszarze aktywnym nad plamą można na podsawie rys. 5 uzyskać ze wzoru (5) wartości $T_{b,2}$ oraz $T_{b,1}$ przy założeniu, że grubość obszarów emisji wynosi 10^4 km oraz pole magnetyczne w tych obszarach jest odpowiednie dla powstania tego promieniowania, tzn. jest spełnione $f = l \cdot f_H$ (dla fali 6 cm i H = 1790 Gs, gdy l = 1 jest H = 895 Gs, gdy l = 2 itd.). Dla dokładniejszych analiz należy założyć pewien model rozkładu temperatury i gęstości elektronowej z wysokością w obszarze oraz rozkład pola magnetycznego z wysokością nad plamą i rozwiązać równanie (2), które jest rozwiązaniem równania przepływu.

Przebieg zmian natężenia pola magnetycznego z wysokością H(h) znajduje się przez ekstrapolację podłużnego pola fotosferycznego przy założeniu pola potencjalnego, co oznacza, że nie ma prądów nad plamą. Natomiast zmiany T_e i N_e z wysokością w obszarze aktywnym przyjmuje się z istniejących modeli obszaru przejściowego i korony nad plamami oraz poza nimi. Niestety, żadne z tych modeli nie uwzględniają niejednorodności gęstości i temperatury spowodowanych obecnością pętli rentgenowskich i ultrafioletowych w obszarze aktywnym. Stąd uzyskanie zgodności między wynikami obserwacji radiowych obszaru aktywnego, a mianowicie: obserwowanym rozkładem temperatury jasnościowej w obszarze, a obliczeniami tego rodzkładu na podstawie przyjętych modeli $N_e(h)$, $T_e(h)$ oraz H(h) jest często niemożliwe i należy

a priori przyjąć, iż dla któregoś z parametrów fizycznych założyliśmy niepoprawny przebieg zmian z wysokością. Najczęściej przyjmowano (A l i s s a n d r a k i s i in. 1980), że tym źle określonym parametrem jes pole magnetyczne, ponieważ w danym wypadku istnieje możliwość błędnego wyznaczenia z obserwacji wartości tego pola na poziomie fotosfery, bądź też, co jest dość istotne, pole magnetyczne w koronie nie musi być potencjalne i prawdziwy przebieg zmian tego pola z wysokością w obszarze może być różny od otrzymanego przy założeniu potencjalności. Wydaje się jednak, że uwzględnienie niejednorodności korony w obszarze aktywnym, a więc uwzględnienie lokalnych zmian temperatury i gęstości odpowiadających pętlom rentgenowskim i ultrafioletowym, mogłoby dać zgodny obraz w promieniowaniu radiowym oraz X i EUV. Obserwacje radiowe mogłyby być testem, czy otrzymana z obserwacji rentgenowskich i ultrafioletowych struktura obszaru jest poprawna, gdyż pozwalają one kontrolować zmiany N_e i T_e z wysokością. Dodatkowo, i to jest niezbyt sprzyjająca zbadaniu tego problemu okoliczność,można by obserwacjami radiowymi oraz EUV i w promieniowaniu X testować, czy pole magnetyczne w koronie jest polem potencjalnym czy też niepotencjalnym.

Z powyższych rozważań wynika, że nie można dowolnie modelować atmosfery nad plamą i poza nią - dla każdego obszaru istnieje tylko jemu właściwy model struktury tego obszaru z wysokością, charakteryzujący się niejednorodnościami temperatury i gęstości elektronowej. Uwzględnienie tych niejednorodności w obliczeniach emisji radiowej może dawać zarówno takie obrazy, że maksimum temperatury jasnościowej przypada nad plamą, jak również i takie, w których nie ma wyraźnego maksimum jasności (F e l l i i in. 1977). Oznacza to, że obserwowane rozkłady temperatury jasnościowej w obszarze aktywnym mogą być wyjaśnione tylko wtedy, gdy dysponuje się dla tego samego obszaru jednocześnie wykonanymi obserwacjami w promieniowaniu rentgenowskim i ultrafioletowym z bardzo dużą rozdzielczością przestrzenną, a ponadto dokładnymi magnetogramami ilustrującymi przebieg pola magnetycznego na poziomie fotosfery. W szczególności z rys. 5 oraz ze wzoru (5) wynika, że w przypadku, gdy w obszarze aktywnym nad plamą będzie obecna materia o temperaturach wyższych od 10^6 K (dolne części pętli gorących) i gęstościach elektronowych $N_e > 10^{10}$ cm^{-3} w słupie o wysokości 10^4 km, wówczas będzie się obserwowało z tego obszaru temperatury jasnościowe $T_b > 10^6$ K, natomiast słup materii o tej samej temperaturze T_e, lecz o mniejszej gęstości $N_e < 10^{10}$ cm^{-3} da temperatury jasnościowe $T_b < 10^6$ K.

Nie należy się jednak spodziewać w koronie nad plamami zbyt dużej ilości chłodnej materii,ponieważ obserwacje radiowe z dużą rozdzielczością przestrzenną (3" na fali 3,7 cm; A l i s s a n d r a k i s i in. 1980) nie potwierdziły, w granicach rozdzielczości instrumentu, występowania nad plamą chłodnej materii. Ten fakt byłby potwierdzeniem modelu L e v i n a i W i t h b r o e (1977), który zakłada, iż elementy chłodnej emisji nad plamą mają raczej niewielkie średnice

(≪1") i stąd emisja ta byłaby rozmywana po elemencie rozdzielczości w obserwacjach radiowych, którymi dysponował A l i s s a n d r a k i s i in. (1980).

6. PROBLEMY DOTYCZĄCE STRUKTURY OBSZARU AKTYWNEGO W KORONIE SŁONECZNEJ

W cz. I pracy dotyczącej struktury obszaru aktywnego w koronie słonecznej omówione były modele pętli rentgenowskich, w których temperatura i gęstość elektronowa zmieniały się wzdłuż pętli, przy czym była ona symetryczna względem wierzchołka. Pętle takie pozostawały w równowadze hydrostatycznej (p = const) w długim okresie czasu. W cz. II pracy przedstawiony został model G l e n c r o s s a (1979) pętli, w której warunki nie były symetryczne względem wierzchołka - w jednej części pętli materia pozostawała w temperaturach i gęstościach koronalnych i podnosiła się ku górze, natomiast w drugiej ustalony był przepływ ku dołowi materii o temperaturach 10^5-10^6 K.

Wielu autorów (F o u k a l 1976; H o o d i P r i e s t 1980) proponowało modele pętli o symetrii cylindrycznej, przy czym temperatura w rdzeniu takiej pętli byłaby najniższa (10^4-10^5 K) i wzrastałaby na zewnątrz pętli osiągając wartości (2-3)·10^6 K. Gdy się przyjmie, że obszar aktywny składa się z pętli o poprzecznym gradiencie temperatury i gęstości, wówczas nie potrzeba wprowadzać podziału na pętle rentgenowskie i ultrafioletowe, gdyż odpowiednie części tych pętli mogłyby wyjaśniać obserwacje w EUV oraz w promieniowaniu X. Testem pozwalającym stwierdzić, jaka jest struktura poszczególnych pętli w obszarze aktywnym byłyby wysokorozdzielcze (<1") obserwacje w promieniowaniu rentgenowskim i ultrafioletowym. Niemniej jednak obserwacje z rozdzielczością przestrzenną 2"(C h u n g - C h i e h C h e n g i in. 1980; patrz rys. 3 w tym artykule), wykluczają hipotezę o cylindrycznie symetrycznych pętlach obszaru aktywnego w koronie - pętle chłodne (EUV) i gorące (X) istnieją na obrazach obszaru niezależnie i nie ma między nimi takiej przestrzennej zależności, jaka powinna wystąpić w przypadku, gdyby posiadały one chłodny rdzeń otoczony przez gorącą powłokę.

Wydaje się, że potwierdzeniem hipotezy o tym, iż obszar aktywny składa się z istniejących niezależnie od siebie w danej chwili pętli rentgenowskich i ultrafioletowych,byłaby bardzo dobra zgodność między parametrami fizycznymi pętli obserwowanych w promieniowaniu X (L, p oraz T),a teoretycznymi oszacowaniami tych parametrów (rys. 5 w cz. I). Należałoby jednak zaznaczyć, że jak oszacował H a s a n (1980), pętla nie posiadająca poprzecznego gradientu temperatury i gęstości jest mało stabilna magnetohydrodynamicznie (kink effect). Niemniej jednak istnieją inne mechanizmy (np. obecność w pętli pól niepotencjalnych), które sprawiają, że pętla bez symetrii cylindrycznej może być stabilna magnetohydrodynamicznie.

Dotychczas nie ma kompleksowego modelu pętli składającej się ze współosiowych cylindrów o zmieniającej się temperaturze i gęstości, który mógłby wyjaśniać obserwacje obszaru aktywnego wykonane w promieniowaniu X oraz EUV. Ponadto zaproponowane mechanizmy powstania takich pętli (H o o d i P r i e s t 1979; 1980) są dość trudne do przyjęcia. Uwzględniając ponadto fakt, że obserwacje z dużą rozdzielczością przestrzenną (2") nie potwierdzają takiego modelu pętli, wydaje się, iż bardziej prawdopodobny obraz obszaru aktywnego jest taki: istnieją w nim zarówno pętle ultrafioletowe, jak i rentgenowskie.

Innym, niemniej ważnym problemem, który pozostaje do rozwiązania jest nagrzewanie pętli. Gdy się rozpatrzy mechanizm grzania korony przez fale generowane w górnej części warstwy konwekcyjnej na Słońcu, to okazuje się, że jedynie 1% energii powstałej w wyniku dyssypacji tych fal w chromosferze może grzać koronę.Uwzględnienie fal akustycznych również nie wystarcza do zbilansowania strat koronalnych (v a n T e n d 1980). Natomiast w przypadku nagrzewania przez prądy (currents) okazuje się, że dyssypacja Joule'a tych prądów jest w warunkach, jakie się przyjmuje dla korony, bardzo nieefektywna. Stąd można sądzić, że nagrzewanie korony, a w tym także i pętli, jest nadal problemem otwartym. Należy jednak podkreślić, że możliwość istnienia prądów w koronie,które sprawiłyby, że pole magnetyczne nie byłoby polem potencjalnym, sprzyjałaby stabilności magnetohydrodynamicznej pętli rentgenowskich (H a s a n 1980). Gdyby się więc udało stwierdzić obserwacyjnie (np. obserwacje radiowe w połączeniu z obserwacjami X oraz EUV, jak dyskutowano w jednym z poprzednich rozdziałów) obecność prądów w obszarze aktywnym w koronie, można by wykluczyć zarówno możliwość występowania w obszarze pętli z poprzecznym gradientem temperatury i gęstości, jak również znaleźć dodatkowe,oprócz fali MHD i akustycznych, źródło grzania korony. Nie jest wykluczone,że takie pola niepotencjalne mogłyby również wyjaśniać wiele obserwacji radiowych (A l i s s a n d r a k i s i in. 1980).

7. PODSUMOWANIE

Wydaje się, że obserwacje z dużą rozdzielczością przestrzenną (1") oraz z dobrą rozdzielczością czasową (1 min) wykonane jednocześnie w promieniowaniu rentgenowskim i ultrafioletowym mogłyby pomóc w rozwiązaniu problemu struktury obszaru aktywnego. Obserwacje takie pozwoliłyby znaleźć, czy istnieje i jaki jest związek między pętlami EUV oraz X, a więc rozstrzygnąć, jaki jest mechanizm powstawania pętli ultrafioletowych, a zwłaszcza czy niektóre z nich nie mogłyby być pozostałościami po pętlach rentgenowskich, które stały się niestabilne termicznie. Ponadto obserwacje takie oprócz morfologii obszaru aktywnego pozwoliłyby również badać czasy zmian poszczególnych struktur w obszarze. Na podstawie jednocześnie

wykonanych obserwacji radiowych w kilku długościach fali byłoby można określić przebieg zmian pola magnetycznego z wysokością w obszarze aktywnym, a także można by nimi stestować wyniki dotyczące struktury obszaru uzyskane na podstawie analizy danych EUV i w promieniowaniu X.

Chciałabym jednak podkreślić, że każdy obszar aktywny należy traktować indywidualnie i warunki fizyczne w nim panujące określają, jaki będzie jego obraz w promieniowaniu rentgenowskim, ultrafioletowym oraz radiowym. Należy także zwrócić uwagę na problem tzw. „przywiązania" obrazów uzyskanych w obserwacjach w różnych długościach fali. Obserwacje te są wykonane często za pomocą różnych instrumentów, w różnych momentach czasu i stąd, dla poprawnej analizy tych obserwacji, dokładność „przywiązania" obrazów nie może być gorsza aniżeli 1-2".

LITERATURA

Alissandrakis C.E., Kundu M.R., Lantos P., 1980, Astron. Astrophys., 82, 30.

Bruner Jr. E.C., 1976, Astrophys. J. Letters, 210, L97.

Chung-Chieh Cheng, Smith Jr. J.B., Tandberg-Hanssen E., 1980, Solar Phys., 67, 259.

Felli M., Poletto G., Tofani G., 1977, Solar Phys., 51, 65.

Foukal P.V., 1975, Solar Phys., 43,327.

Foukal P.V., 1976, Astrophys. J., 210, 575.

Glencross W.M., 1980, Astron. Astrophys., 83, 65.

Hasan S.S., 1980, Solar Phys., 67, 267.

Hood A.W., Priest E.R., 1979, Astron. Astrophys., 77, 233.

Hood A.W., Priest E.R., 1980, Astron. Astrophys., 87, 126.

Kakinuma T., Swarup G., 1962, Astrophys. J., 136, 975.

Levin R.H., Withbroe G.L., 1977, Solar Phys., 51, 83.

Sheeley Jr. N.R., 1980, Solar Phys., 66, 79.

Van Tend W., 1980, Solar Phys., 66, 29.

Withbroe G.L., 1975, Solar Phys., 45, 301.

Zheleznyakov V.V., 1962, Astron. Zh., 39, 5 (English transl. in Soviet Astron., 6, 3).

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 3-4

CZASOPRZESTRZEŃ, OGÓLNA TEORIA WZGLĘDNOŚCI I NAJPROSTSZE MODELE KOSMOLOGICZNE FRIEDMANA

Część I

M A R I U S Z P. D Ą B R O W S K I

Instytut Astronomiczny Uniwersytetu Wrocławskiego

ПРОСТРАНСТВО-ВРЕМЯ, ОБЩАЯ ТЕОРИЯ ОТНОСИТЕЛЬНОСТИ И ПРОСТЕЙШИЕ КОСМОЛОГИЧЕСКИЕ МОДЕЛИ ФРИДМАНА

Часть I

М. П. Д о м б р о в с к и

С о д е р ж а н и е

Коротко представлено исстории рождения термина пространства-времени. Дан тоже формализм общей теории относительности.

THE SPACE-TIME , GENERAL THEORY OF RELATIVITY AND THE SIMPLEST COSMOLOGICAL FRIEDMAN'S MODELS

S u m m a r y

The origin of the notion of spacetime is presented from the historical perspective. Mathematical formalism of the General Theory of Relativity is briefly described.

1. WSTĘP

Pojęcia, którymi posługuje się każdy współczesny naukowiec nie od razu ukonstytuowały się w umysłach ludzkich przyjmując ściśle określone dzisiaj znaczenie. Tak też było z pojęciem czasoprzestrzeni, a wcześniej przestrzeni i czasu. Staro-

żytni Grecy za pomocą intuicji próbowali definiować pojęcia zbliżone swym znaczeniem do pojęć nam współczesnych, ale dużo wieków upłynęło do czasu ich ścisłego sprecyzowania (W h i t t a k e r 1965; H e l l e r 1981, 1982; T o r r e t t i 1983).

Platon używał terminu „chora" na określenie przestrzeni i rozumiał „chora" jako substrat, który pozostaje po usunięciu wszystkich innych cech ciał materialnych (np. ciężaru, smaku itd.). Ponadto, co ciekawsze i co spotkało się z pełną akceptacją filozofów przyrody tamtych czasów zajmujących się geometrią,przedmioty materialne miały być utworzone z „chora". W języku geometrii można by to było określić, iż figury są utworzone z punktów, którym można przypisać byt „chora".

Arystoteles zwrócił uwagę na inny aspekt problemu, definiując pojęcie „miejsca", które może być zajmowane wymiennie przez różne przedmioty materialne.„Miejscu" można przypisać swoisty byt o bliżej nieokreślonych własnościach. Z innych stwierdzeń Arystotelesa warte podkreślenia jest zwrócenie uwagi na względność takich pojęć jak ciało otaczające oraz ciało otaczane.

Kartezjusz nawiązał w erze nowożytnej do P l a t o n a uznając za scholastykami, że istotą materii jest jej rozciągłość, która jest mierzalna. Ta ostatnia cecha sprawia, że rzeczywistość ma charakter matematyczny. Ponieważ zaś, zdaniem Kartezjusza, rozciągłość do ciała materialnego ma się tak jak atrybut do substancji, który ze swej definicji nie może bez tej substancji istnieć, zatem nie istnieje rozciągłość bez materii. Ten wniosek ma kolosalne następstwo, z którego wynika, że nie może istnieć próżnia. Wobec tego rozciągłość (mówiąc naszym językiem - przestrzeń) nie może istnieć bez materii, z którą w pewnym sensie musi być identyfikowana.

Niektórzy myśliciele, tacy jak np. H. More, przestrzeni przypisywali byt duchowy. Dla odmiany Newton inspirowany przez Gassendiego uznał, że ciała umieszczone są w nieruchomym pojemniku o nieograniczonej rozciągłości istniejącym ponadto niezależnie od naszego postrzegania. Ten pojemnik jest sceną dla wszystkiego co wydarza się w świecie fizycznym, opisywanym przez sformułowane przez Newtona po raz pierwszy równania ruchu.

Najbardziej skrajny punkt widzenia przedstawił Kant - mianowicie zaprzeczył on obiektywności przestrzeni jako bytu, uznając ją tylko za cechę świadomości ludzkiej. Nasze poznanie zostało przez to potraktowane jako składające się z dwóch części: pierwszą jest rzeczywistość „rzeczy samych w sobie", a drugą stanowią wymogi naszego myślenia. Takie potraktowanie problemu na polu nauk eksperymentalnych jest nie do przyjęcia z wielu powodów, o których nie będziemy tu szczegółowo wspominać, odwołując się jedynie do tzw. brzytwy Ockhama „entia non sunt multiplicanda sine necessitate" („bytów nie należy mnożyć nad potrzeby").

Wróćmy do poglądów Kartezjusza. Uważał on, że najlepszym sposobem opisywania zjawisk w przyrodzie jest sposób, który możemy nazwać geometryzacją.Polega on na

przekonaniu, że najlepszym aparatem matematycznym dla świata zjawisk fizycznych jest geometria. Jednym z przejawów takiego punktu widzenia u Kartezjusza jest stworzenie geometrii analitycznej, która w jego rozumieniu wiązała się ściśle z tzw. mechanicyzmem. Przy okazji warto wspomnieć tutaj kilka słów o geometrii.

Największe dzieło nauki starożytnej, „Elementy" Euklidesa, stanowiło fundament geometrii nazywanej przez nas euklidesową i zawierało szereg definicji,aksjomatów i postulatów potrzebnych do jej skonstruowania. Jednym z głównych problemów tego dzieła była niespójność tzw. piątego postulatu z pozostałymi. Próbowano postulat ten wyprowadzić z innych, ale żadnemu uczonemu nie udało się to w pełni.

Między innymi Saccheri w 1733 r. próbował sprowadzić piąty postulat do sprzeczności. W efekcie udowodnił, że istnieją trzy rodzaje geometrii zależnie od tego, jaka jest suma kątów w trójkącie. Saccheri nie posunął się jednak dalej w swych rozważaniach, uważając udowodnione fakty za wystarczający dowód sprzeczności.Dopiero w XIX w. Bolyai, Łobaczewski oraz Riemann dokonali doniosłego przeformułowania piątego postulatu, odkrywając nowy typ geometrii zwanej hiperboliczną (Bolyai, Łobaczewski) oraz eliptyczną. W zwykłej euklidesowej przestrzeni przez dany punkt nie leżący na danej prostej można poprowadzić tylko jedną prostą równoległą. W przestrzeni hiperbolicznej przy tych samych założeniach da się poprowadzić tych prostych nieskończenie wiele,natomiast w przestrzeni eliptycznej nie da się poprowadzić żadnej prostej, która nie przecinałaby się z daną.

Na zakończenie należy wspomnieć także o pewnych intuicjach związanych z pojęciem czasu. Z tym starożytni mieli także problemy, chociażby uwidaczniające się w paradoksach Zenona. Leibniz uważał, że czas jest porządkiem następstw podobnie jak przestrzeń jest porządkiem współistnień. Kant, podobnie jak przestrzeni, odmawiał również czasowi bytu obiektywnego uważając go za cechę świadomości ludzkiej.

Na tym tle powstała koncepcja, która spełniła wiele zamierzeń i oczekiwań jednych, a zadziwiła innych badaczy.

2. UNIFIKACJA CZASU I PRZESTRZENI

Funkcjonujące niezależnie,aczkolwiek niedawno sprecyzowane, czas i przestrzeń zostały na początku XX w. zunifikowane. Inspirowany przez E i n s t e i n a H. M i n k o w s k i dokonał formalnego zabiegu, którego konieczność ujawniła szczególna teoria względności. Podstawowym pojęciem stało się pojęcie „zdarzenia" opisywanego trzema współrzędnymi (liczbami) przestrzennymi i jedną współrzędną czasową. Zdarzeniem możemy nazwać zjawisko fizyczne, obejmujące mały obszar w przestrzeni i trwające bardzo krótko. Zbiór wszystkich zdarzeń elementarnych nosi nazwę czasoprzestrzeni. Zazwyczaj zbiór ten oznacza się umownie literą M. Poszczególne punkty czasoprzestrzeni nazywa się często punktami świata, a historię

każdego punktu materialnego utworzoną przez kolejne zdarzenia (punkty świata) nazywa się linią świata (K o p c z y ń s k i, T r a u t m a n 1981).

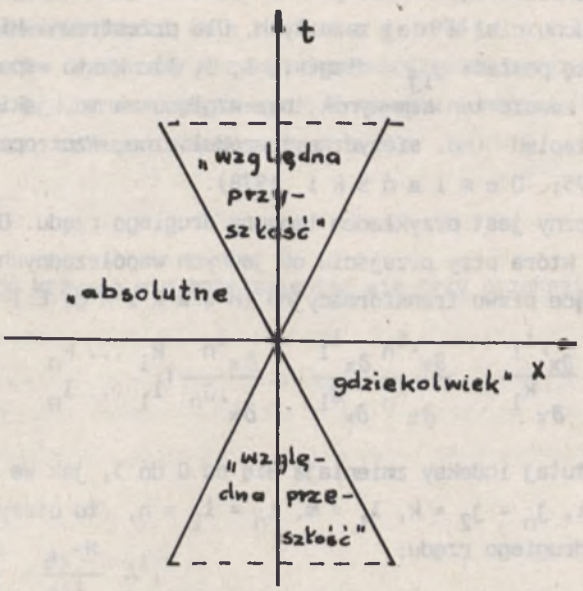
Do czasów Galileusza uważano, że każde dwa zdarzenia mogą mieć jednoznacznie określoną odległość zarówno w przestrzeni, jak i w czasie. Stwierdzenie takie jest równoznaczne z istnieniem takiego układu odniesienia, który „spoczywa" i w którym można mierzyć odległości. Można powiedzieć, że czasoprzestrzeń jest zwykłym iloczynem czasu i przestrzeni (kartezjańskim) $M = T \times S = ((t, x);\ t \in T,\ x \in S)$.

Za czasów Newtona obowiązywał inny model czasoprzestrzeni oparty na obserwacji, że przestrzeń nie ma własności absolutnych i odległości przestrzenne można mierzyć tylko dla przypadku zdarzeń równoczesnych. Taka czasoprzestrzeń ma strukturę przestrzeni włóknistej. Różni się ona od czasoprzestrzeni jako iloczynu kartezjańskiego tym, iż istnieje w niej tylko jedno kanoniczne rzutowanie punktów świata na oś czasu. Dla dowolnego $t \in T$ odwzorowanie odwrotne do rzutowania $\pi^{-1}(t)$ nazywa się włóknem i tworzy zbiór (hiperpowierzchnię) zdarzeń równoczesnych. Pewne transformacje, zwane transformacjami Galileusza, nie zmieniają przedziałów czasu absolutnego (I n g a r d e n, J a m i o ł k o w s k i 1980).

Założenie E i n s t e i n a o skończonej prędkości rozchodzenia się sygnałów świetlnych doprowadziło do zaniechania pojęcia absolutnej równoczesności. Jeżeli z dwóch punktów wyślemy równocześnie sygnały świetlne do dwóch różnych obserwatorów, to ze względu na fakt, że zazwyczaj sygnały te mają różne drogi do pokonania, każdy obserwator odbierze je w innej chwili. Zatem ani czas, ani przestrzeń nie są niezmiennikami względem transformacji czasoprzestrzeni. Niezmiennikiem jest jednak interwał czasoprzestrzenny (E i n s t e i n, I n f e l d 1959; T a y l o r, W h e e l e r 1972):

$$ds^2 = -c^2dt^2 + dx^2 + dy^2 + dz^2, \tag{1}$$

ale nie względem transformacji Galileusza, lecz względem transformacji ogólniejszych, jakimi są transformacje Lorentza. Interwał czasoprzestrzenny określa odległość między dwoma punktami czasoprzestrzeni, podobnie jak w przestrzeni euklidesowej wielkość $ds^2 = dx^2 + dy^2 + dz^2$ określa odległość przestrzenną między dwoma punktami przestrzeni (twierdzenie Pitagorasa). Zwróćmy uwagę na znak minus w wyrażeniu określającym metrykę czasoprzestrzeni (1) (tak nazywa się to wyrażenie). Ten znak odzwierciedla istotną różnicę fizyczną w określeniu czasu i przestrzeni. Geometria opisywana metryką (1) nazywa się geometrią pseudoeuklidesową. Odpowiadający jej model czasoprzestrzeni nazywamy czasoprzestrzenią Minkowskiego. Jest on przedstawiony na rys. 1. Obserwator umieszczony w punkcie O za pomocą sygnałów świetlnych może obserwować obszary „względnej przeszłości" oraz „względnej przyszłości". Obszar „absolutnego gdziekolwiek" mógłby być obserwowany; gdyby istniały sygnały szybsze od światła. Krzywe leżące wewnątrz tzw. stożka świetlne-



Rys. 1. Model czasoprzestrzeni Minkowskiego

go mogą być historiami cząstki materialnej i nazywają się czasopodobnymi. Leżące na stożku nazywają się zerowymi, natomiast leżące poza nim - przestrzennopodobnymi. Z wyjątkiem hipotetycznego obserwatora, czasoprzestrzeń Minkowskiego jest pusta. Nie jest to zatem najlepsze przybliżenie rzeczywistego świata.

W 1915 r. E i n s t e i n podał koncepcję nazwaną później ogólną teorią względności. Jak się okazuje jest to teoria wielkoskalowych oddziaływań grawitacyjnych, dokładniejsza w swych przewidywaniach od teorii Newtona i realizująca wspomniany wcześniej kartezjański program geometryzacji.

Jednym z głównych założeń E i n s t e i n a była tzw. zasada równoważności pozwalająca utożsamić masę inercjalną z masą grawitacyjną. Zatem źródłem przyspieszenia jest pole grawitacyjne,działające jednakowo na wszystkie ciała i powodujące jednakowe zakrzywienie historii cząstek w przestrzeni Minkowskiewgo. Obecność pola grawitacyjnego, można powiedzieć, powoduje zakrzywienie czasoprzestrzeni, w której cząstki poruszają się po zakrzywionych torach zwanych geodezyjnymi.

Strukturę geometryczną takiej czasoprzestrzeni opisuje jednoznacznie ogólna forma metryczna:

$$ds^2 = g_{ij}\, dx^i\, dx^j, \qquad (2)$$

gdzie x^i jest współrzędną zdarzenia i, j = 0, 1, 2, 3, x^0 jest współrzędną czasową, natomiast współczynnik g_{ij} zależy w ogólności od wszystkich czterech współ-

rzędnych, tworząc macierz symetryczną 4 x 4 i jest nazywany tensorem metrycznym. Znajomość tego tensora daje nam wszystkie konieczne informacje o geometrii przestrzeni oraz o ruchu ciał w niej zawartych. Dla przestrzeni Minkowskiego tensor ten ma następującą postać: $g_{ij} = \mathrm{diag}(-1, 1, 1, 1)$. Warto wspomnieć, że forma metryczna (2) daje zawsze ten sam wynik, bez względu na to, jakie współrzędne zostaną użyte do jej zapisu (np. sferyczne, paraboliczne, izotropowe itd.) (K r a s i ń s k i 1975; D e m i a ń s k i 1978).

Tensor metryczny jest przykładem tensora drugiego rzędu. Ogólnie tensorem nazywamy wielkość, która przy przejściu od jednych współrzędnych x^i do drugich x^{i} spełnia następujące prawo transformacyjne (H a w k i n g, E l l i s 1973):

$$T'^{i_1 \dots i_n}_{j_1 \dots j_n} = \frac{\partial x'^{i_1}}{\partial x^{k_1}} \dots \frac{\partial x'^{i_n}}{\partial x^{k_n}} \frac{\partial x^{l_1}}{\partial x'^{j_1}} \dots \frac{\partial x^{l_n}}{\partial x'^{j_n}} T^{k_1 \dots k_n}_{l_1 \dots l_n} . \tag{3}$$

Wszystkie użyte tutaj indeksy zmieniają się od 0 do 3, jak we wzorze (2). Jeśli wybierzemy $j_1 = i$, $j_n = j_2 = k$, $l_1 = m$, $l_n = l_2 = n$, to otrzymamy prawo transformacyjne tensora drugiego rzędu:

$$T'_{ik} = \frac{\partial x^m}{\partial x'^i} \frac{\partial x^n}{\partial x'^k} T_{mn}. \tag{4}$$

Zauważmy, że:

$$ds^2 = g_{ij}\, dx^i\, dx^j = g_{ij} \left(\frac{\partial x^i}{\partial x'^k} dx'^k \right) \left(\frac{\partial x^j}{\partial x'^l} dx'^l \right) =$$

$$= \left(g_{ij} \frac{\partial x^i}{\partial x'^k} \frac{\partial x^j}{\partial x'^l} \right) dx'^k\, dx'^l = g'_{kl}\, dx'^k\, dx'^l, \tag{5}$$

co daje:

$$g'_{kl} = \frac{\partial x^i}{\partial x'^k} \frac{\partial x^j}{\partial x'^l} g_{ij} \tag{6}$$

dowodząc, że faktycznie g_{ij} jest tensorem.

3. GEOMETRYCZNY ASPEKT OGÓLNEJ TEORII WZGLĘDNOŚCI

Na zakończenie poprzedniego rozdziału zdefiniowaliśmy pojęcie tensora. Jest on obiektem geometrycznym, będącym uogólnieniem znanych nam pojęć skalara i wektora.

W wyrażeniu na tensory dowolnego rzędu (3) występowały pewne indeksy liczbowe (od 0 do 3), zapisywane u góry lub na dole. Ta własność wiąże się z pojęciami kontrawariantności i kowariantności (W e i n b e r g 1973; N a r l i k a r 1983).

Kontrawariantność - Wybieramy krzywą sparametryzowaną przez λ, wówczas $x^1=x^1(\lambda)$ są danymi funkcjami λ. Kierunek stycznej do krzywej w punkcie dany jest przez czterowektor (wektor o czterech współrzędnych):

$$A^i \equiv \frac{dx^i}{d\lambda} . \tag{7}$$

Kierunek stycznej do krzywej nie może zmieniać się przy przekształceniu współrzędnych, zatem:

$$A'^k \equiv \frac{dx'^k}{d\lambda}, \tag{8}$$

co daje:

$$A'^k = \frac{\partial x'^k}{\partial x^i} \frac{dx^i}{d\lambda} = \frac{\partial x'^k}{\partial x^i} A^i, \tag{9}$$

tzw. kontrawariantny wektor (albo tensor pierwszego rzędu) definiowany przez prawo transformacyjne.

Kowariantność - Wybieramy funkcję skalarną $\Phi(x_k) = \text{const}$, opisującą hiperpowierzchnię trójwymiarową, której styczna ma kierunek dany przez cztery wielkości:

$$B_i = \frac{\partial \Phi}{\partial x^i} \tag{10}$$

jak poprzednio niezależnie od transformacji współrzędnych i wobec tego otrzymujemy definicję tensora kowariantnego:

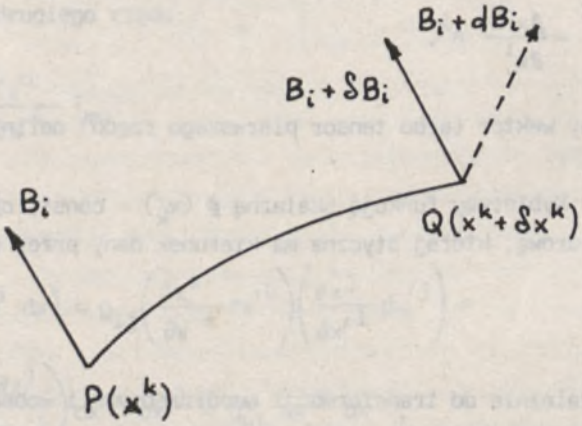
$$B'_k = \frac{\partial x^i}{\partial x'^k} B_i . \tag{11}$$

Rozważymy teraz zagadnienie dotyczące transformacji obiektów geometrycznych w różnych czasoprzestrzeniach. Wiemy, że pochodna skalara jest wektorem i transformuje się jak wektor. W płaskiej czasoprzestrzeni Minkowskiego pochodne wektorów transformują się jak tensory w myśl definicji (3). Tak np. transformuje się pochodna czteropotencjału pola elektromagnetycznego. Niestety, jak się okaże, w ogólnej czasoprzestrzeni pochodne wektorów nie są tensorami.

Spróbujmy bowiem dla sprawdzenia zróżniczkować wektor kowariantny w postaci (11) we współrzędnych primowanych. Otrzymamy następujący wynik tej operacji:

$$\frac{\partial B'_k}{\partial x'^m} = \frac{\partial x^i}{\partial x'^k}\frac{\partial x^n}{\partial x'^m}\frac{\partial B_i}{\partial x^n} + \frac{\partial^2 x^i}{\partial x'^m \partial x'^k} B_i. \tag{12}$$

Jak łatwo zauważyć przy porównaniu z ogólnym wyrażeniem dla transformacji tensorów (3) lub (4), dodatkowy drugi człon (12) sprawia, że pochodna wektora kowariantnego nie jest tensorem. Chcielibyśmy jednak, aby przy dowolnej transformacji czasoprzestrzeni znaleźć wielkości, które transformowałyby się zgodnie z ogólnym prawem transformacji tensorów. Ta własność związana jest ściśle z drugim głównym postulatem E i n s t e i n a z 1915 r. i nazywana jest postulatem ogólnej kowariantności praw przyrody. Jej odzwierciedleniem jest fakt mówiący o tym, że wszystkie prawa fizyki powinny być prawdziwe w dowolnym układzie odniesienia (zatem także w dowolnym układzie nieinercjalnym). Warto zauważyć, że w przypadku gdy znika człon „psujący" tensorowość (12), pochodna wektora jest tensorem i aktualny jest postulat niezmienniczości praw fizyki w układach inercjalnych E i n s t e i n a z 1905 r.



Rys. 2. Przesunięcie równoległe i przyrost wektora

Problem polegający na znalezieniu wielkości posiadającej własności tensora został rozwiązany następująco (patrz np. W e i n b e r g 1972; H a w k i n g i E l l i s 1973): Definiujemy operację przeniesienia równoległego wzdłuż krzywej w zakrzywionej przestrzeni. Zgodnie z ilustracją na rys. 2 wybieramy dwa sąsiadujące punkty P i Q o współrzędnych odpowiednio x^k oraz $x^k + \delta x^k$, gdzie $k = 0, 1, 2, 3$. W punkcie $P(x^k)$ zaczepiony jest wektor B_i, który przesuwamy do punktu Q w ten sposób, aby nie zmienić jego wielkości i kierunku. Różnica pomiędzy wynikiem zwykłego przesunięcia wektora $B_i(x^k + \delta x^k)$ (zależna od współrzędnych), a przesuniętym równolegle (linia przerywana) wektorem $B_i + \delta B_i$ jest wektorem zaczepionym w punkcie Q. We współrzędnych kartezjańskich różnica ta znika. Tę infinitezymalną różnicę możemy wyrazić następująco:

$$\delta B_i = \Gamma^l_{ik} B_l \delta x^k, \tag{13}$$

gdzie Γ^l_{ik} nazywane są symbolami Christoffela lub też, ze względu na to, że stanowią informację o tym jak zdefiniować wektory równoległe w sąsiadujących punktach, nazywane są koneksjami (związkami) afinicznymi czasoprzestrzeni.

Roważmy z kolei różnicę pomiędzy przesuniętym w zwykły sposób oraz równolegle wektorem kowariantnym i uzyskamy:

$$B_i(x^k + \delta x^k) - \left[B_i(x^k) + \delta B_i\right] = \left(\frac{\partial B_i}{\partial x^k} - \Gamma^l_{ik} B_l\right)\delta x^k. \tag{14}$$

Na podstawie powyższego wyrażenia możemy przedefiniować różniczkowanie wektora w następujący sposób:

$$B_{i;k} \equiv \frac{\partial B_i}{\partial x^k} - \Gamma^l_{ik} B_l \equiv B_{i,k} - \Gamma^l_{ik} B_l \tag{15}$$

gdzie $B_{i,k}$ jest zwykłą pochodną wektora, natomiast $B_{i;k}$ nazywa się pochodną kowariantną wektora (właściwie tak nazywa się sama operacja zilustrowana wzorem (15)). Łatwo można zauważyć, że pochodna kowariantna wektora jest tensorem. Natomiast współczynniki koneksji nie są tensorami, a ich prawo transformacyjne zawiera dodatkowy człon podobny do członu z wyrażenia (12). Można zatem powiedzieć, że tensorowość jednej wielkości została uzyskana dzięki odpowiedniemu przedefiniowaniu innych. Podobnie jak dla przypadku wektora kowariantnego, także pochodna wektora kontrawariantnego jest tensorem. W ogólności pochodna tensora mieszanego (ko- i kontrawariantnego) dowolnego rzędu, a mianowicie:

$$\begin{aligned} T^{i_1 \dots i_n}_{j_1 \dots j_n;k} &= T^{i_1 \dots i_n}_{j_1 \dots j_n,k} + \Gamma^{i_1}_{mk} T^{mi_2 \dots i_n}_{j_1 \dots j_n} + \dots + \\ &+ \Gamma^{i_n}_{m_k} T^{i_1 \dots i_{n-1}\, m}_{j_1 \dots j_n} - \Gamma^m_{j_1 k} T^{i_1 \dots i_n}_{m j_2 \dots j_n} - \dots \Gamma^m_{j n k} T^{i_1 \dots i_n}_{j_1 \dots j_{n-1} k} \end{aligned} \tag{16}$$

jest tensorem.

Na podstawie (16) uzyskujemy łatwo wzór na różniczkowanie tensora metrycznego:

$$g_{ik;l} = g_{ik,l} - \Gamma^p_{il} g_{pk} - \Gamma^p_{kl} g_{ip} \tag{17}$$

przydatny do dalszych rozważań o przestrzeni zakrzywionej.

Dokonajmy krótkiego podsumowania omawianych zagadnień. W XIX w. rozwinięto geometrię przestrzeni zakrzywionych o wymiarach niekoniecznie ograniczonych do trzech, nazwaną od nazwiska jednego z jej współtwórców geometrią riemannowską. Tę geometrię lokalnie (tzn. dla małych obszarów przestrzeni) można było sprowadzić do geometrii euklidesowej. Przez ponad 50 lat geometria riemannowska była traktowana jako ciekawostka nie mająca wiele wspólnego z rzeczywistością fizyczną. Prace E i n s t e i n a, o czym dokładniej mowa w cz. II niniejszego artykułu, pozwoliły nadać tej rzekomej ciekawostce interpretację fizyczną. Okazało się, wbrew temu co myślano przez długie wieki, że rzeczywisty świat nie może być dobrze opisywany prawami geometrii euklidesowej. Faktycznie przestrzeń fizyczna podlega geometrii przestrzeni zakrzywionych zwanej pseudoriemannowską (z wyróżnioną przeciwnym znakiem współrzędną czasową), która lokalnie może być sprowadzona do geometrii Minkowskiego, będącej przykładem geometrii pseudoeuklidesowej.

LITERATURA

D e m i a ń s k i M., 1978, „Astrofizyka relatywistyczna", Warszawa, PWN.

E i n s t e i n A., 1905, Ann. Physik (4) 17, 891.

E i n s t e i n A., 1915, Preuss. Ak. Wiss. Sitzungsber., 844.

E i n s t e i n A., I n f e l d L., 1959, „Ewolucja fizyki", Warszawa, PWN.

H e l l e r M., 1981, Acta Cosm., 10, 33.

H e l l e r M., 1982, „Zagadnienia filozoficzne współczesnej nauki", Warszawa, ATK.

I n g a r d e n R. S., J a m i o ł k o w s k i A., 1980, „Mechanika klasyczna", Warszawa, PWN.

H a w k i n g S., E l l i s G. F. R., 1973, „The Large Scale Structure of Space-time", Cambridge University Press.

K o p c z y ń s k i W., T r a u t m a n A., 1981, „Czasoprzestrzeń i grawitacja", Warszawa, PWN.

K r a s i ń s k i A., 1975, Post. Astr., 23, 97.

M i n k o w s k i H., 1909, Phys. Ztschr., 10, 104.

N a r l i k a r Y., 1983, „Introduction to Cosmology", Jones and Bartlett Publishers, Inc.

T a y l o r E. F., W h e e l e r J. A., 1972, „Fizyka czasoprzestrzeni". Warszawa, PWN.

T o r r e t t i R., 1983, „Relativity and Geometry", Pergamon Press.

W e i n b e r g S., 1972, „Gravitation and Cosmology", John Wiley and Sons. Inc.

W h i t t a k e r E. T., 1965, „Od Euklidesa do Einsteina", Warszawa, PWN.

Z PRACOWNI I OBSERWATORIÓW

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 3-4

KORONOGRAF 530-MILIMETROWY UNIWERSYTETU WROCŁAWSKIEGO

B O G D A N R O M P O L T, P A W E Ł R U D A W Y

Instytut Astronomiczny Uniwersytetu Wrocławskiego

(Otrzymano 17 października 1985 r.)

S t r e s z c z e n i e. Przedstawiono opis wielkiego koronografu Lyota Instytutu Astronomicznego Uniwersytetu Wrocławskiego. Średnica jednosoczewkowego obiektywu wynosi 53 cm, efektywna ogniskowa 14,5 m. Koronograf wyposażony jest w spektrograf Coudé (o dyspersji 1 Å/mm w drugim rzędzie widma i szerokości profilu instrumentalnego 35 mÅ) oraz w system filtrów H_α. Zdolność rozdzielcza całego układu wynosi 0",5.

КОРОНОГРАФ 530-ММ ВРОЦЛАВСКОГО УНИВЕРСИТЕТА. Б. Р о м п о л ь т, П. Р у д а в ы. С о д е р ж а н и е. Описывается крупный Лио-коронограф вроцлавского университета. Апертура однолинзового объектива 53 см, фокусное расстояние 14,5м. Коронограф оборудован горизонтальным спектрографом (с разрешением 1 Å/мм во втором рабочем ряде спектра и полушириной инструментального профиля 35 мÅ.) и набором монохроматических фильтров H_α. Разрешение комплекса телескоп-спектрограф составляет 0",5.

THE CORONOGRAPH 530 MM OF THE WROCŁAW UNIVERSITY. S u m m a r y. The large Lyot-type coronograph of the Astronomical Institute of the Wrocław University is described. Aperture of the single lens objective is 53 cm, effective focal lenght 14.5 m. The coronograph is equipped with a Coudé spectrograph (dispersion of 1 Å/mm in the second order and FWHM of the instrumental profile of 35 mÅ) and a system of H_α filters. The angular resolving power of the high quality images is not less than 0",5.

1. WSTĘP

Współczesna era naziemnej heliofizyki obserwacyjnej charakteryzuje się budową dużych, wąsko wyspecjalizowanych instrumentów obserwacyjnych oraz powstaniem wielu nowych obserwatoriów heliofizycznych.

Od 1950 r. w Instytucie Astronomicznym Uniwersytetu Wrocławskiego prowadzone są, zapoczątkowane przez prof. J. M e r g e n t a l e r a, prace z dziedziny heliofizyki teoretycznej i obserwacyjnej. Instrumentarium obserwacyjne, początkowo bardzo skromne, zostało stopniowo rozbudowane od

5-centymetrowego refraktora wykorzystywanego do zliczeń plam słonecznych po 53-centymetrowy koronograf. Pierwsze obserwacje zjawisk nad brzegiem tarczy słonecznej przeprowadził B. R o m p o l t na skonstruowanym przez siebie 13-centymetrowym koronografie z filtrem H_α (R o m p o l t 1969).

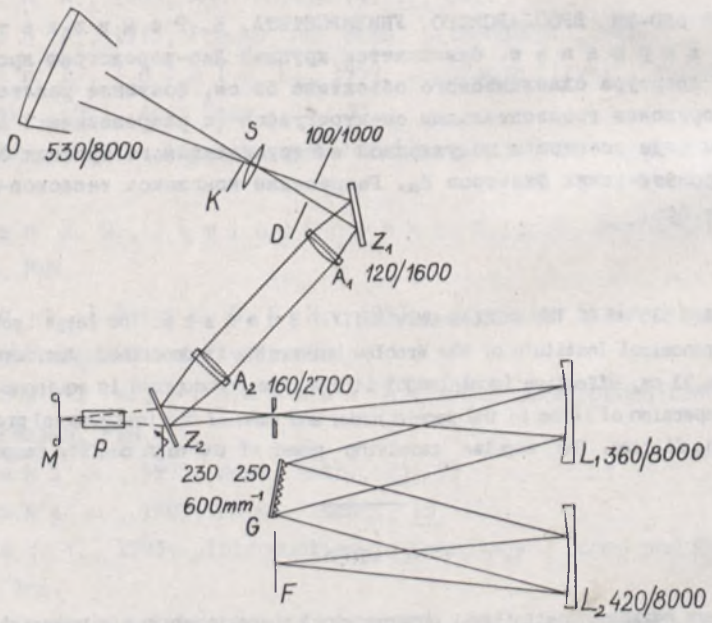
W roku 1978 Uniwersytet Wrocławski otrzymał zakupiony w ZSRR koronograf z obiektywem głównym o średnicy 53 cm. Instrument ten miał być ustawiony w jednym z pawilonów nowego obserwatorium uniwersyteckiego, które zamierzano wybudować na szczycie góry Wielka Sowa (1015 m n.p.m.). Wieloletnie, systematyczne badania wykazały, że miejsce to charakteryzuje się poprawnym astroklimatem. Ze względu na pogarszającą się sytuację gospodarczą końca lat 70 do budowy obserwatorium nie doszło, nadeszły jednak zamówione wcześniej instrumenty: 60-centymetrowy reflektor astrofizyczny (produkcji firmy Carl Zeiss, Jena) i omawiany koronograf.

Instrumenty ustawiono w Stacji Obserwacyjnej w Białkowie, choć niewielka wysokość terenu (140 m n.p.m.) i zły astroklimat zmniejszały możliwość efektywnego ich wykorzystania.

Schemat optyczny oraz założenia techniczne konstrukcji koronografu opracowali G. M. N i k o l s k y i A. A. S a z a n o v, a prototyp instrumentu wykonano w 1966 r. (G n e v y s h e v i in. 1967).

Koronograf przeznaczony jest do prowadzenia fotowizualnych i spektralnych obserwacji struktur w dolnych warstwach atmosfery słonecznej z dużą przestrzenną i czasową zdolnością rozdzielczą. Dziewięć identycznych przyrządów zainstalowanych jest w obserwatoriach Związku Radzieckiego, a jeden w obserwatorium na Węgrzech.

Układ optyczny koronografu jest modyfikacją klasycznego schematu Lyota (rys. 1). Zastosowano pozaosiowy sztuczny księżyc, a obserwacje prowadzi się w ognisku Coudé.

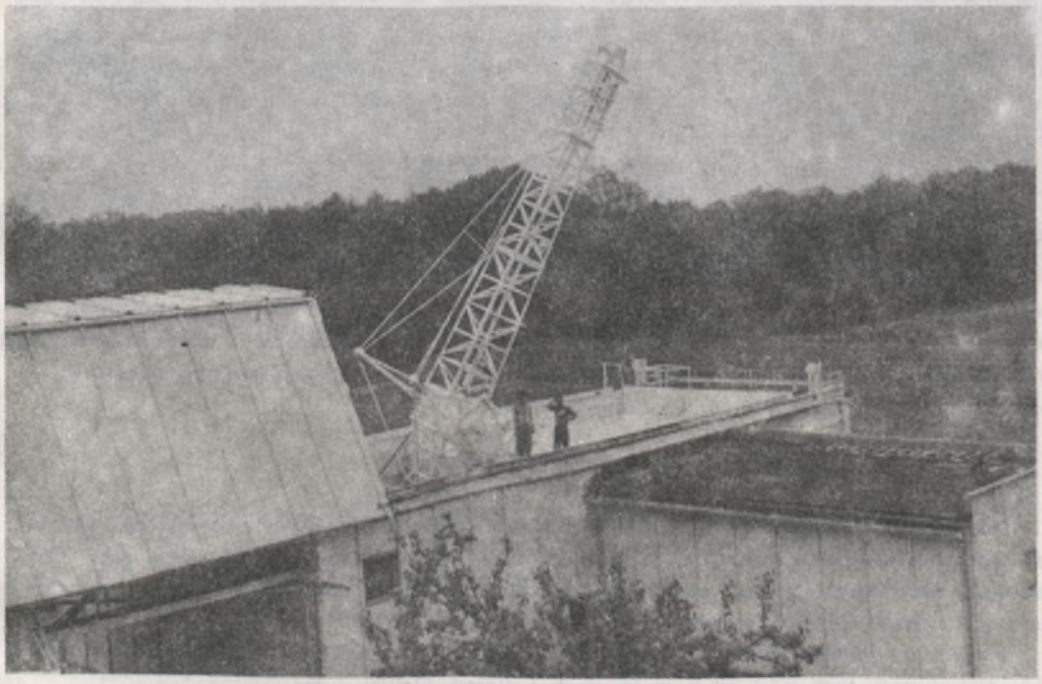


Rys. 1. Schemat optyczny koronografu

Obiektyw główny O jest pojedynczą soczewką o średnicy d = 53 cm i ogniskowej f = 8 m dla λ = = 5500 Å. Sztuczny księżyc K jest płaskim, okrągłym, metalowym zwierciadłem ustawionym tak, że środek roboczej części jego brzegu znajduje się na osi optycznej instrumentu. Takie umieszczenie sztucznego księżyca umożliwia prowadzenie obserwacji w warunkach minimalnych aberacji.

W skład układu optycznego koronografu wchodzą dodatkowo: soczewka pola S, diafragma Lyota D, dwa achromatyczne obiektywy A_1 i A_2 wydłużające efektywną ogniskową instrumentu i przenoszące wiązkę wzdłuż osi polarnej, dwa płaskie lustra łamiące wiązkę Z_1 i Z_2. Efektywna ogniskowa koronografu wynosi ok. 14,5 m, a światłosiła ok. 1/27.

Pomiary przeprowadzone w warunkach laboratoryjnych wykazały, że natężenie światła rozproszonego w obiektywie głównym koronografów tego typu wynosi $I = 10^{-5} \div 6 \cdot 10^{-6}$ natężenia światła padającego (K u l i d z h a n i s h v i l i 1975). Duża aberacja chromatyczna pojedynczej sferycznej soczewki obiektywu głównego umożliwia wykonywanie obserwacji spektralnych tylko w krótkich przedziałach widma. Istnieje projekt przebudowy układu optycznego koronografu, prowadzący do achromatyzacji instrumentu w wybranych przedziałach widma (T r i f o n o v 1989). Przebudowa taka wymaga m. in. wymiany obiektywu głównego; jak dotychczas żaden z koronografów omawianego typu nie został przebudowany.



Rys. 2. Pawilon koronografu z odsuniętym dachem. Widoczny tubus przyrządu

Tubusem przyrządu jest duralowa kratownica długości ok. 12 m, usztywniona systemem odciągów, osadzona w montażu widłowym (rys. 2). Obiektyw główny przymocowany jest do tubusa za pośrednictwem ruchomego jarzma, umożliwiającego poprzez przesuw obiektywu ogniskowanie obrazu. Ażurowa konstrukcha przyrządu oraz pokrycie jej farbą o dużym współczynniku odbicia zapobiegają powstawaniu turbulencji i rozwarstwianiu się powietrza w instrumencie. Długi tubus powoduje, że koronograf jest bardzo podatny na kołysanie wywołane wiatrem.

2. SPEKTROGRAF

Spektrograf horyzontalny zbudowany jest w układzie Czerny-Turnera, szczelina wejściowa znajduje się w ognisku Coudé koronografu.

Obserwator ma do dyspozycji dwie wymienne szczeliny: prostą i łukową o promieniu krzywizny równym promieniowi tarczy Słońca w ognisku koronografu. Wysokość maksymalna szczelin wynosi 60 mm, maksymalna szerokość szczelin 0,5 mm regulowana z dokładnością do 0.001 mm. Szczeliny można obracać wokół osi optycznej oraz przesuwać w kierunku do niej prostopadłym. Tuż za szczeliną wejściową umieszczona jest migawka sterowana elektronicznie.

Sferyczne lustra kolimatora L_1 i kamery L_2 o ogniskowych f = 8 m i średnicach odpowiednio d_1 = = 36 cm i d_2 = 42 cm spełniają warunek ekwiwalentności zwierciadłom parabolicznym (M a k s u t o v 1946). Zwierciadło kamery umieszczone jest w ruchomej oprawie, umożliwiającej ogniskowanie widma na nieruchomej kliszy fotograficznej.

Siatka dyfrakcyjna G o wymiarach 230 x 250 mm^2 jest koncentrującą siatką odbiciową o 600 nacięciach/mm. Maksymalna koncentracja światła występuje w drugim lewym rzędzie widma, gdzie dla fali λ = 5460 Å skoncentrowane jest 72% padającego na siatkę promieniowania. W tym rzędzie widma dyspersja spektrografu wynosi 1 Å/mm. Montaż siatki umożliwia jej obrót wokół trzech wzajemnie prostopadłych osi.

Widma fotografowane są na kliszach fotograficznych 13 x 18 cm^2 lub na filmie 35 mm. Aberacje układu optycznego ograniczają użyteczną długość widma do około 70 Å. Szerokość profilu instrumentalnego w drugim lewym rzędzie dla fali λ = 6328 Å wynosi 35 mÅ. Zdolność rozdzielcza spektrografu w płaszczyźnie ogniskowej jest nie gorsza niż 1" (G n e v y s h e v i in. 1967).

3. BLOK FILTRU H_α

Blok filtru H_α został zbudowany w Instytucie Astronomii Uniwersytetu Wrocławskiego. Filtr interferencyjno-polaryzacyjny P podczas obserwacji umieszczony jest w obudowie termostatycznej. Kamera fotograficzna M (produkcji firmy Olympus) wyposażona jest w programator czasowej sekwencji ekspozycji oraz magazynek na film o długości 250 kadrów. Podczas obserwacji używane są filtry H_α o pasmach przepuszczalności 10, 8, 4, 3 oraz 0.5 Å.

4. PAWILON KORONOGRAFU

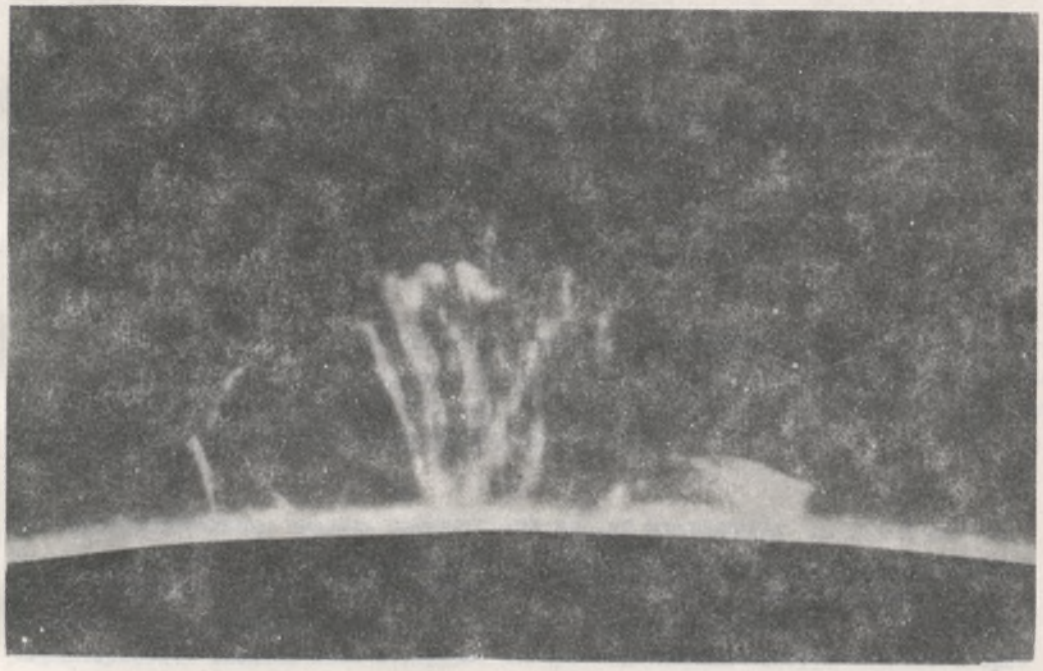
Duże rozmiary instrumentu oraz niezbędne zaplecze zadecydowały o budowie specjalnego pawilonu, zaprojektowanego wg koncepcji B. R o m p o l t a. Jego charakterystyczną cechą jest duży przesuwny dach, odsłaniający na czas obserwacji cały tubus instrumentu, co minimalizuje wpływ efektu „pawilonowego" na jakość obrazu.

W pawilonie znajdują się: pomieszczenia obserwacyjne, ciemnia fotograficzna i warsztat. Koronograf wyposażony jest we własny awaryjny generator prądu elektrycznego.

5. ZAKOŃCZENIE

W chwili obecnej przy użyciu opisanego instrumentu prowadzone są badania dynamiki zjawisk aktywnych na brzegu tarczy Słońca, głównie protuberancji (rys. 3), rozbłysków i spikul.

Planowana jest instalacja mikrokomputerowego systemu automatyzacji procesu obserwacji i wstępnej obróbki danych obserwacyjnych.



Rys. 3. Protuberancja pętlowa sfotografowana w linii H_α 20 kwietnia 1984 r. o $9^h\ 14^m\ 11^s$ UT. Filtr 8 Å

LITERATURA

Gnevyshev M.N., Nikolsky G.M., Sazanov A.A., 1967, Solar Phys., 2, 223.

Kulidzhanishvili V.I., 1975, Byull. Abastumansk. Astrofiz. Obs., 46, 201.

Maksutov D.D., 1946, „Astronomiceskaja optika", Moskva.

Rompolt B., 1969, Acta Univ. Wratislav., 77.

Trifonov V.D., 1979, Issled. po geomagn., aehron. i fiz., Solntsa, 45, 87.

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 3-4

PROFIL INSTRUMENTALNY SPEKTROGRAFU 530-MILIMETROWEGO KORONOGRAFU

P A W E Ł R U D A W Y

Instytut Astronomiczny Uniwersytetu Wrocławskiego
(Otrzymano 17 października 1985 r.)

S t r e s z c z e n i e. W celu wyznaczenia instrumentalnego profilu spektrografu 530-milimetrowego koronografu zastosowano laser He-Ne jako monochromatyczne źródło światła. Wyznaczono podstawowe optyczne i mechaniczne charakterystyki szczeliny wejściowej i lustra kamery. Szerokość instrumentalnego profilu w drugim rzędzie widma wynosi 35 mÅ.

ИНСТРУМЕНТАЛЬНЫЙ ПРОФИЛЬ СПЕКТРОГРАФА 530-ММ КОРОНОГРАФА. П. Р у д а в ы. С о д е р ж а н и е. С целю определения инструментального профиля горизонтального спектрографа 530-мм коронографа использовано НЕ-Ne лазер в качестве монохроматического источника света. Определено главные оптические и механические характеристики входной щели и зеркала камеры. Полуширина инструментального профиля во втором ряде спектра равна 35 мÅ.

THE INSTRUMENTAL PROFILE OF THE SPECTROGRAPH OF THE 530 MM CORONOGRAPH. S u m m a r y. A He-Ne laser has been used as a quasimonochromatic emission source to determine the instrumental profile of the spectrograph of the Wrocław University 530 mm coronograph. The laser has been used to determine the main optical and mechanical characteristics of an entrance slit and camera mirror. The FHMW of the instrumental profile in the second order is equal to 35 mÅ.

1. WSTĘP

Informacji o niedostępnych dla bezpośrednich badań obiektach astronomicznych może dostarczyć analiza widma promieniowania elektromagnetycznego emitowanego lub modyfikowanego przez te obiekty. Tylko widmo starannie zbadane dostarcza wartościowych danych i dlatego należy dążyć do eliminacji, lub co najmniej minimalizacji, błędów wnoszonych przez przyrząd pomiarowy.

Przyrząd ten nazwiemy idealnym, gdy sygnał dostarczony na wejściu jest w nim przekształcany w sposób dokładnie znany i pozwalający odtworzyć sygnał badany. Sposób, w jaki przyrząd pomiarowy przekształca badany sygnał, opisuje tzw. profil instrumentalny przyrządu będący jego odpowiedzią impulsową (B r a c e w e l l 1968).

Jednym z typów przyrządów pomiarowych szeroko stosowanych w badaniach astronomicznych są przyrządy spektralne. Profilem instrumentalnym spektrografu nazywamy rozkład przestrzenny energii w płaszczyźnie ogniskowej kamery przyrządu, przy oświetleniu szczeliny wejściowej promieniowaniem monochromatycznym. W przyrządach z dyspersją jednowymiarową profil instrumentalny można traktować

jako zależny tylko od jednej zmiennej - długości fali badanego promieniowania (M a l y s h e v 1979).

Znajomość profilu instrumentalnego spektrografu pozwala (pomijając zakłócający wpływ innych przyrządów, np. z teleskopu na widmo),wyznaczyć funkcję odtwarzającą i rzeczywisty przebieg badanego widma (B r a u l t i in. 1971; G r a y 1976).

Powstanie profilu instrumentalnego przyrządu spektralnego wywołane jest jednoczesnym występowaniem wielu zjawisk, takich jak dyfrakcje, rozproszenia i odbicia, bardzo trudnych do ujęcia jakościowego i ilościowego (M a l y s h e v 1979). Dlatego też profil instrumentalny przyrządów spektralnych wyznaczany jest doświadczalnie.

Wyznaczono profil instrumentalny spektrografu horyzontalnego koronografu 530-milimetrowego Uniwersytetu Wrocławskiego. Jako źródło niemal monochromatycznego światła zastosowano laser (B u e r e n i in. 1966; G u r t o v e n k o i in. 1969). Lasery są obecnie standardowymi źródłami światła przy pomiarach profili instrumentalnych przyrządów spektralnych ze względu na wąskie pasmo emisji i dużą efektywną moc promieniowania.

2. LASER

W pomiarach zastosowano laser He-Ne typu LG-600 produkcji PZO w Warszawie. Emitował on światło o następujących parametrach: moc emitowana P = 5 mW, długość fali promieniowania λ = 6328,3 Å, kąt rozwarcia wiązki $\theta = 9{,}2 \times 10^{-4}$ rad, szerokość połówkowa linii wywołana poszerzeniem niejednorodnym $\Delta\lambda$ = 0,02 Å. Laser emitował jednocześnie wiele modów promieniowania i dlatego też przekrój poprzeczny wiązki był wysoce niejednorodny.

3. BADANIE PODSTAWOWYCH PARAMETRÓW EKSPLOATACYJNYCH SPEKTROGRAFU

Spektrograf zbudowany jest w układzie horyzontalnym. Siatka dyfrakcyjna o wymiarach 230x250 mm^2 ma 600 nacięć/mm i skupia większość padającej na nią energii w drugim rzędzie widma, gdzie dyspersja wynosi 1 Å/mm. Zwierciadła kolimatora i kamery o średnicach 36 cm i 42 cm mają ogniskowe o długości 8 m. Widma rejestrowane są na kliszach lub filmach zwojowych.

Przed przystąpieniem do badania profilu instrumentalnego wyznaczono podstawowe charakterystyki spektrografu: własności mechaniczno-optyczne szczeliny wejściowej oraz ogniskowe kamery dla różnych długości fal.

Badanie własności szczeliny wejściowej obejmowało:

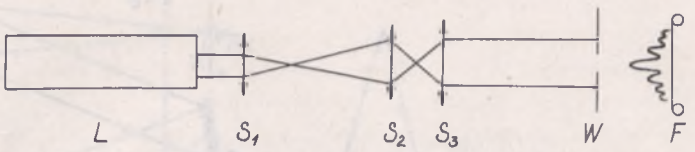
1) wyznaczenie zależności pomiędzy nastawami na skali śruby mikrometrycznej szczeliny, a jej rzeczywistymi szerokościami rozwarcia,

2) wyznaczenie punktu „zerowego" skali śruby mikrometrycznej,

3) ocenę jakości wykonania szczęk szczeliny (T e t r u a s h v i l i i in. 1964).

Badanie przeprowadzono metodą dyfrakcyjną, analizując kątowy rozkład natężenia promieniowania w obrazie dyfrakcyjnym szczeliny. Idealne dla tej metody źródło światła powinno emitować równoległą i monochromatyczną wiązkę światła. Zastosowano więc laser, którego wiązka została poszerzona do średnicy ok. 65 mm, nieco większej niż wysokość szczeliny (60 mm). Układ poszerzający wiązkę składał się z trzech soczewek (rys. 1). Soczewka S_1 dopasowywała parametr konfokalny wiązki lasera L do parametru konfokalnego właściwego, dwusoczewkowego układu poszerzającego S_2 i S_3 (J ó ź w i c k i 1981). Kąt rozbieżności poszerzonej wiązki wyniósł 0,004 rad.

Położenie maksimów i minimów natężenia promieniowania w obrazie dyfrakcyjnym szczeliny rejestrowano na kliszy fotograficznej typu WP-3 Rot Extrahart firmy ORWO, pomiar ich wzajemnych odleg-



Rys. 1. Układ pomiarowy do wyznaczania własności szczeliny

łości wykonano na mikrofotometrze MD-100 (szczelina 0,05 mm, powiększenie 16 razy). Pomiary wykonano dla nastawień na śrubie mikrometrycznej szczeliny odpowiadających szerokościom szczeliny od 1 do 5 szerokości normalnych (szerokość normalna wynosi n = 18 μm dla λ = 6563 Å).

Stwierdzono:

1) wystąpowanie silnej klinowości szczeliny; różnica szerokości rozwarcia szczeliny u góry i u dołu wynosi ok. 2,5 μm

2) nastawienia na skali śruby mikrometrycznej N (μm) w funkcji rzeczywistej szerokości rozwarcia szczeliny R (w tych samych jednostkach) na połowie jej wysokości można aproksymować funkcją paraboliczną:

$$N = 2{,}74 \times 10^{-3}R^2 + 0{,}71R + 23{,}28$$

z błędem mniejszym niż 1 μm. Punkt „zerowy" skali śruby mikrometrycznej wynosi ok. 23 μm.

3) występują odchylenia rzędu 0,3 μm od liniowości krawędzi szczęk szczeliny.

Wyznaczenie ogniskowych lustra kamery:

W badanym spektrografie uzgadnianie powierzchni kliszy z płaszczyzną ogniskową lustra kamery dokonuje się poprzez przesuwanie tego lustra po szynach. Nie wyznaczono bezwzględnych długości ogniskowej lustra dla różnych długości fali świetlnej, lecz tylko jego położenie na szynach, odpowiadające ostremu obrazowi widma w tych długościach fali.

Szczelinę wejściową spektrografu oświetlano światłem z niskociśnieniowej helowej rurki wyładowczej oraz dodatkowo światłem lasera (rozmytym uprzednio na matówce). Światło zogniskowano na szczelinie za pomocą soczewki skupiającej o światłosile równej światłosile koronografu. Wykorzystano linie widmowe: 6678; 6328,3; 5875,65 ; 5051,68 i 4471,48 Å. Pomiary przeprowadzono przy szerokości szczeliny ok. 1,25 szerokości normalnej dla danej długości fali.

Linie widmowe fotografowano przy zmiennym położeniu lustra, a następnie fotometrowano w celu wyznaczenia zmian pseudoszerokości połówkowych, powiększonych przez rozmycie poza ogniskiem. Z uwagi na porównywalne zaczernienia obrazów linii w każdej z serii pomiarowych, pominięto dokładną redukcję poprzez krzywą charakterystyczną kliszy.

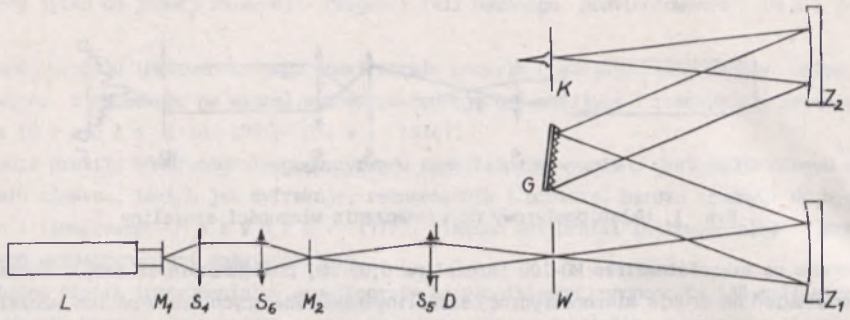
Stwierdzono, że położenie lustra kamery na szynach liczone od umownego punktu zerowego L (mm) w funkcji długości fali obserwowanego promieniowania λ(Å) można przedstawić funkcją paraboliczną:

$$L = -0{,}99 \times 10^{-6}\lambda^2 + 0{,}82 \times 10^{-2}\lambda + 278{,}48$$

z błędem ok. 0,7 mm.

4. BADANIE PROFILU INSTRUMENTALNEGO

Jako źródło niemal monochromatycznego światła zastosowano opisany wcześniej laser He-Ne. Wiązkę laserową zmodyfikowano tak, by oświetlenie szczeliny w czasie pomiarów możliwie dokładnie odtwarzało oświetlenie w trakcie obserwacji.



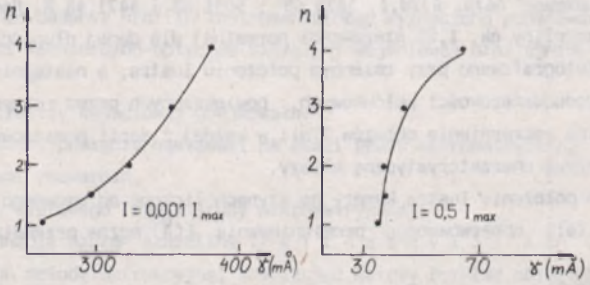
Rys. 2. Układ pomiarowy do wyznaczania profilu instrumentalnego

Układ pomiarowy (rys. 2): wiązka światła z lasera L padała na płytkę mleczną M_1, gdzie ulegały rozmyciu niejednorodności jej przekroju poprzecznego. Płytka ta umieszczona była w ognisku soczewki skupiającej S_4, rzutującej światło w postaci równoległej wiązki na soczewkę cylindryczną Sc. Soczewka cylindryczna ogniskowała światło w wąską wstęgę na płytce rozpraszającej M_2, będącej właściwym źródłem światła ogniskowanego na szczelinie przez soczewkę S_5, zdiafragmowanej przysłoną D do światłosiły równej światłosile koronografu.

Kontrola równomierności oświetlenia szczeliny polegała na dwukrotnym sfotografowaniu „widma" kalibracyjnego uzyskanego za pomocą umieszczonego tuż przed szczeliną filtru stopniowego ustawionego raz w pozycji „prostej" i raz w pozycji „do góry nogami". Nie stwierdzono różnicy w oświetleniu różnych części szczeliny większej niż błąd pomiaru zaczernienia kliszy.

Pomiary wykonano dla drugiego lewego rzędu widma. Badano profil instrumentalny dla następujących szerokości rozwarcia szczeliny (n - szerokość normalna): 1n, 1,5n, 2n, 3n, 4n.

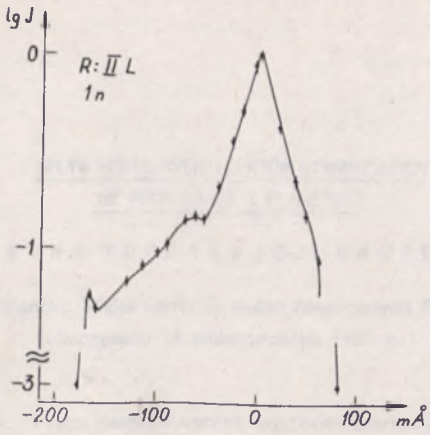
Otrzymane zdjęcia mikrofotometrowano na mikrofotometrze MO-100 (szczelina 0,02 mm, powiększenie 20 razy) i dla każdej ekspozycji wyznaczano metodą Vaucouleursa indywidualną krzywą kalibracyjną. Ze względu na dużą kontrastowość zastosowanych klisz WP-5 Rot Extrahart, konstruowano paraboliczne krzywe kalibracyjne (V a u c o u l e u r s 1968; G ł ę b o c k i 1970).



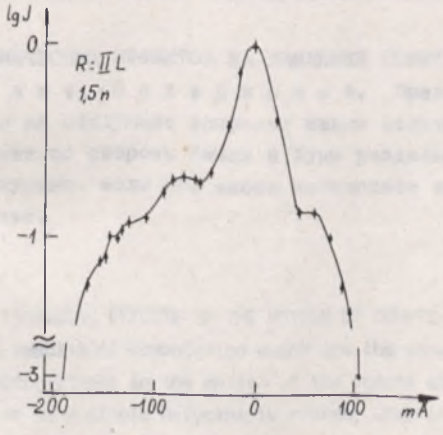
Rys. 3. Zmiany szerokości profilu instrumentalnego w funkcji szerokości szczeliny dla natężeń: I = = 0,001 I_{max} oraz I = 0,5 I_{max}

Oceniono, że błąd względny pomiarów nie przekroczył 5%.

Rysunek 3 przedstawia zmiany szerokości profilu instrumentalnego w funkcji szerokości rozwarcia szczeliny na poziomie natężenia I = 0,001 I_{max} oraz I = 0,5 I_{max}. Szerokość połówkowa profilu instrumentalnego dla szczeliny o szerokości normalnej wynosi 35 mÅ. Profil jest wyraźnie asymetryczny (rys. 4 i rys. 5), występuje silny satelita profilu o natężeniu I_{sat} = 0,15 I_{max}.



Rys. 4. Profil instrumentalny dla szczeliny o szerokości 1n



Rys. 5. Profil instrumentalny dla szczeliny o szerokości 1,5n

LITERATURA

Bracewell R., 1968, „Przekształcenie Fouriera i jego zastosowanie", WNT, Warszawa.

Brault J.W., White O.R., 1971, Astron. Astrophys., 13, 169.

Głębocki R., 1970, Post. Astr., 18, 315.

Gray D.F., 1976, „The Observation And Analisys Of Stellar Photospheres", A Wiley-Interscience Publication, New-York.

Gurtovenko E.A., Fedorenko L.U., 1969, Solar Physics, 6, 465.

Malyshev B.I., 1979, „Vvedenie v eksperimentalnuyu spektroskopiyu", Mir, Moskva.

Tetruashvili E.I., Khetsuriani Z.S., 1964, Bull. Astrophys. Obs.Abastumani, 30, 127.

Van Bueren H.G., Nieuwenhuijzen H., 1966, Bull. Astr. Inst. Netherlands 18, 170.

Vaucouleurs G. de, 1968, Applied Optics, 7, 1513.

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 3-4

WPŁYW SUBTELNYCH EFEKTÓW DYNAMICZNYCH NA RUCH KOMET I PLANETOID

BOŻENNA TODOROVIC-JUCHNIEWICZ

Zakład Mechaniki Nieba Centrum Badań Kosmicznych PAN, Warszawa
(Otrzymano 14 października 1985 r.)

S t r e s z c z e n i e. Praca zawiera wyniki obliczeń stanowiące odpowiedź na następujące pytania: jak duże są perturbacje w ruchu komet i planetoid od Ziemi i Księżyca traktowanych osobno lub jako jeden układ barycentryczny, jak zmieniła się wielkość perturbacji od Plutona, kiedy w wyniku ostatnich badań okazało się, że wartość masy tej planety należy zmniejszyć blisko stukrotnie.

ВЛИЯНИЕ ТОНКИХ ДИНАМИЧЕСКИХ ЭФФЕКТОВ НА ДВИЖЕНИЕ КОМЕТ И МАЛЫХ ПЛАНЕТ.Б.Тодоровиц-Юхневич. С о д е р ж а н и е. Представлены результаты вычислений дающих ответы на следующие вопросы: какая величина возмущений в движении комет и малых планет со стороны Земли и Луны раздельно и какая величина возмущений со стороны Плутона, если его масса вследствие последних исследований уменьшилась почти 100 раза.

THE INFLUENCE OF SUBTLE DYNAMICAL EFFECTS ON THE MOTION OF COMETS AND MINOR PLANETS. S u m m a r y. The paper presents results of computation which are the answers on the following questions: what is a value of perturbations in the motion of the comets and asteroids due to the Earth and Moon treated separately or as a single barycentric system, what is a value of perturbations caused by Pluto in the case of using new value of Pluto's mass being 100 times smaller than old one.

1. WSTĘP

W systemie programów komputerowych służącym do wykonywania obliczeń orbitalnych uwzględniono wiele subtelnych efektów obserwacyjnych i dynamicznych, wpływających na ruch i proces wyznaczania orbity. Ostatnio badano problem uwzględniania subtelnych perturbacji grawitacyjnych pod kątem możliwości ewentualnego ich zaniedbania. Pierwsza praca tego typu szacowała wielkość perturbacji od Ceres, Pallas, Westy (T o d o r o v i c-J u c h n i e w i c z 1983), obecna rozważa problem perturbacji wywoływanych przez układ Ziemia-Księżyc i przez Plutona.

2. WPŁYW PERTURBACJI OD ZIEMI I KSIĘŻYCA NA RUCH KOMET I PLANETOID

W przypadku układu Ziemia-Księżyc szukano odpowiedzi na pytanie: kiedy ten układ należy rozdzielić, traktując Ziemię i Księżyc jako dwa oddzielne ciała perturbujące, a kiedy można uwzględ-

nić perturbacje od całego układu o wspólnej masie. Badania przeprowadzono dla trzech komet krótkookresowych, dwóch komet parabolicznych i sześciu planetoid typu Apollo-Amor. W wyniku całkowania numerycznego metodą szeregów potęgowych (S i t a r s k i 1979) równań ruchu tych ciał (w okresie 60 lat), raz zakłócanego przez Ziemię i Księżyc, a raz przez pojedynczy barycentryczny układ,utworzono różnice w heliocentrycznych współrzędnych prostokątnych $(x-x_b, y-y_b, z-z_b)$ i prędkościach $(\dot{x}-\dot{x}_b, \dot{y}-\dot{y}_b, \dot{z}-\dot{z}_b)$ w układzie równikowym. Pozycje Ziemi i Księżyca niezbędne do obliczeń zostały otrzymane w wyniku zastosowania metody van F l a n d e r n a i P u l k k i n e n a (1979).Okazało się, że tylko w przypadku planetoidy Hermes, która zbliżyła się do Ziemi na odległość 0,005 j.a., po 60.latach od zbliżenia obserwuje się znaczące różnice we współrzędnych prostokątnych (rzędu 10^{-3} j.a.) podczas gdy dla innych planetoid różnice te są o dwa lub trzy rzędy mniejsze, a dla typowych komet nie przekraczają kilku jednostek 10^{-6} j.a. Tabela 1 zawiera maksymalne wartości tych perturbacji dla wybranych obiektów z każdej z wymienionych grup.

T a b e l a 1

Perturbacje od Ziemi i Księżyca w ruchu czterech wybranych obiektów

Charakterystyka orbity obiektu			$\lvert\max(x-x_b, y-y_b, z-z_b)\rvert$ (j.a.)		$\lvert\max(\dot{x}-\dot{x}_b, \dot{y}-\dot{y}_b, \dot{z}-\dot{z}_b)\rvert$ (j.a./dzień)		Minimalna odległość od Ziemi (j.a.)
q (j.a.)	e	i (°)	po 11 dniach	po 60 latach	po 11 dniach	po 60 latach	
planetoida							
0,62	0,62	6,1	2×10^{7}	4×10^{-3}	3×10^{-8}	3×10^{-5}	0,005
0,83	0,33	13,3	$< 1 \times 10^{-9}$	2×10^{-5}	4×10^{-11}	1×10^{-7}	0,061
kometa paraboliczna							
0,99	0,99	73,2	6×10^{-8}	1×10^{-5}	1×10^{-9}	1×10^{-9}	0,031
kometa okresowa							
2,45	0,32	10,4		3×10^{-6}		1×10^{-8}	1,6

3. WPŁYW PERTURBACJI OD PLUTONA NA RUCH KOMET

Ostatnie oszacowania masy Plutona wskazują na to,że wartość jej jest o dwa rzędy mniejsza niż przyjmowano dotychczas. Powstaje zatem problem, czy w ogóle warto uwzględniać perturbacje od tej planety w badaniach ruchu komet. Przeprowadzono badania numeryczne, całkując metodą szeregów potęgowych równania ruchu keplerowskiego komety i porównując je z wynikami całkowania z uwzględnieniem ciała perturbującego jakim był Pluton zakładając zarówno wartość „starej", jak i „nowej" masy planety. Badano 13 komet okresowych o elementach zaczerpniętych z katalogu M a r s d e n a (1982) oraz jeden fikcyjny obiekt zbliżający się do Plutona na 0,15 j.a. Obserwowano różnice w heliocentrycznych współrzędnych prostokątnych $(\Delta x, \Delta y, \Delta z)$ w układzie równikowym, w anomalii średniej (ΔM), w rektascensji i deklinacji $(\Delta\alpha, \Delta\delta)$, w okresie ok. 300 lat. Tabela 2 zawiera maksymalne wartości dla wybranych komet z grupy opisanej powyżej oraz dla obiektu fikcyjnego zarówno dla „starej", jak i „nowej" masy Plutona. Wyniki pokazują, że dla komet krótkookresowych perturbacje we współrzędnych prostokątnych od Plutona ze „starą" masą były rzędu kilku jednostek 10^{-6} j.a.,podczas gdy dla „nowej" masy planety były rzędu 10^{-7} - 10^{-8} j.a. W przypadku komet parabolicznych

Tabela 2

Perturbacje od Plutona w ruchu wybranych komet i jednego obiektu fikcyjnego

Charakterystyka orbity komety				„Stara" masa Plutona			„Nowa" masa Plutona		
q (j.a.)	e	i (°)	P (lata)	$\lvert\max(\Delta x,\Delta y,\Delta z)\rvert$ (j.a.)	$\lvert\Delta M\rvert$ (")	$\lvert\max(\Delta\alpha,\Delta\delta)\rvert$ (s)	$\lvert\max(\Delta x,\Delta y,\Delta z)\rvert$ (j.a.)	$\lvert\Delta M\rvert$ (")	$\lvert\max(\Delta\alpha,\Delta\delta)\rvert$ (s)
0,99	0,66	21,1	5,2	2×10^{-6}	0,09	0,9	5×10^{-8}	0,002	0,007
1,52	0,77	15,2	17,7	9×10^{-6}	0,2	1,6	3×10^{-7}	0,004	0,04
0,58	0,96	162,2	76	2×10^{-4}	0,8	24	4×10^{-6}	0,019	0,6
fikcyjny obiekt									
1,88	0,88	17,1	63,3	3×10^{-2}	122	3302	6×10^{-4}	2,8	77

efekt zakłócający od Plutona z „nową" masą był rzędu 10^{-6} j.a., natomiast dla „starej" masy planety perturbacje były dwa rzędy wielkości większe. Tylko w przypadku fikcyjnego obiektu perturbacje mają istotnie znaczącą wartość także i przy nowej wartości masy.

4. PODSUMOWANIE

Przedstawione wyżej wyniki przykładowych obliczeń ukazują rząd wielkości analizowanych efektów i dzięki temu stanowią wskazówkę, dotyczącą konieczności ewentualnego ich rozważenia w badaniach ruchów pewnego typu planetoid i komet. W przypadku układu Ziemia-Księżyc, układ ten należałoby rozdzielić tylko w bardzo precyzyjnych badaniach ruchu niektórych planetoid w długich interwałach czasowych. W przypadku komet okresowych można uwzględniać perturbacje od całego układu o wspólnej masie. Wielkość perturbacji otrzymanych w wyniku wpływu Plutona zarówno z „nową", jak i „starą" masą na ruch komet krótkookresowych świadczy o tym, że można je praktycznie zaniedbać. Dla komet długookresowych należy już każdy przypadek potraktować indywidualnie, gdyż wielkość perturbacji uzależniona jest od wzajemnego położenia komety i Plutona.

LITERATURA

Marsden B.G., 1982, „Catalogue of Cometary Orbits".

Sitarski G., 1979, Acta Astronomica, 29, 401.

Todorovic-Juchniewicz B., 1983, Acta Astronomica, 33, 113.

Van Flandern T., Pulkkinen K.F., 1979, Astroph. J. Supl. S., 41, 391.

KRONIKA

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 3-4

PRZEMÓWIENIE PREZESA POLSKIEGO TOWARZYSTWA ASTRONOMICZNEGO

doc. dra J E R Z E G O S T O D Ó Ł K I E W I C Z A

podczas otwarcia XXII Jubileuszowego Zjazdu PTA
Wrocław, 17 września 1985 r.

Po raz 22 astronomowie polscy zbierają się na Zjeździe Polskiego Towarzystwa Astronomicznego, by przedstawić sobie nawzajem wyniki dwuletniej pracy, omówić wspólnie problemy nurtujące środowisko, wreszcie poznać się wzajemnie. Ta rola towarzystw naukowych - konsolidacja środowiska - zasługuje na szczególne podkreślenie, przeciwdziała bowiem atomizacji społeczności naukowców rozdzielonej z racji miejsca pracy między różne resorty i terytorialnie związanej z różnymi rejonami kraju. Jest ona tym bardziej cenna, że towarzystwa, działające na zasadach samorządności, powołane i kierowane przez samo środowisko naukowe, najpełniej mogą dostrzegać bolączki i trudności w swej pracy.

Środowisko naukowe, a ogólniej: inteligencja, istnieje i działa jako integralna część każdego normalnie rozwijającego się narodu. I stąd wynika jego służebna, podobnie jak innych warstw,rola wobec społeczeństwa. Jednak stąd także wynika jej równoważność z innymi grupami społecznymi, konieczność uznawania jej jako podmiotu w życiu społecznym. Różnica między grupami społecznymi polega jedynie na odmienności zadań przed nimi stojących i odmienności metod realizacji tych zadań. Cel jest wspólny: zaspokojenie potrzeb społeczeństwa, potrzeb intelektualnych, czy potrzeb materialnych.

Zadaniem nauki, przynajmniej w dziedzinie badań podstawowych, a do tego zakresu należy astronomia, jest poznanie: poznanie otaczającego nas świata (w każdym jego wymiarze), wykrycie występujących w nim prawidłowości. Zadaniem naukowca - zdobywanie wiedzy o rzeczywistości i przekazywanie jej społeczeństwu.

Praca naukowa, jak każda zresztą praca twórcza, wymaga spełnienia szeregu warunków. Muszą być należycie wyposażone nasze pracownie i laboratoria w sprzęt naukowy odpowiadający standardom końca XX w. Muszą być zapewnione naszym instytutom należyte warunki lokalowe. Uposażenia naukowców powinny być ustalone na takim poziomie, by powstrzymać odpływ młodych pracowników, a także kadry naukowo-technicznej, do innych zawodów. Ale równie ważne jest tworzenie odpowiednich warunków w dziedzinie kierowania zespołami badawczymi, organizacji nauki, wreszcie w sferze psychologicznej. Praca naukowa, praca twórcza, wymagająca wyjątkowego zaangażowania się, samodzielności,długotrwałego skupienia, szczególnie trudno znosi ingerencję z zewnątrz. Dobrze znają ten problem kierownicy zespołów badawczych, problem trudny, którego rozwiązanie wymaga dobrego zrozumienia się i wzajemnego zaufania podwładnych i przełożonych. Dlatego chronić trzeba powstające szkoły naukowe, cenić naukowców zdobywających autorytet moralny w środowisku, dlatego tak istotna jest zasada samorządności w nauce.

Ale dla społeczeństwa równie ważna jest druga grupa zadań naukowca: przekazywanie wiedzy.Człowiek jest tyle wart, ile daje z siebie innym. Miarą wartości środowiska naukowego jest zaspokaja-

nie potrzeb społeczeństwa w zakresie wiedzy, którą to środowisko tworzy, przekazywania jej tym, którzy tę wiedzę wykorzystać mogą w swej pracy i tym, którzy chcą się uczyć z wewnętrznej potrzeby wzbogacania swej osobowości. Dlatego tak istotny jest udział każdego naukowca w działalności dydaktycznej, w kształceniu studentów, w nauczaniu na wszystkich szczeblach, w szeroko rozumianym upowszechnieniu nauki przy użyciu metod, które każdy z nas uznaje za najwłaściwsze. Zaniechanie tych działalności prowadzić musi do tego, że nie zostaną spełnione oczekiwania społeczeństwa wobec naukowców i że sami w przyszłości ocenimy swą działalność jako niepełną.

Sądzę, że te trudne problemy, bardzo aktualne dzisiaj, znajdą swe odbicie w obradach naszego Zjazdu, w rozmowach, jakie między sobą będziemy prowadzili.

Uważam, że XXII Zjazd Polskiego Towarzystwa Astronomicznego rozpoczął swe obrady.

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 3-4

SPRAWOZDANIE
Z DZIAŁALNOSCI ZARZĄDU GŁÓWNEGO POLSKIEGO TOWARZYSTWA ASTRONOMICZNEGO
ZA OKRES OD 22 WRZEŚNIA 1983 DO 19 WRZEŚNIA 1985

Zarząd Główny Polskiego Towarzystwa Astronomicznego, wybrany na Walnym Zebraniu w sali gotyckiej Muzeum M. Kopernika we Fromborku w dniu 22 września 1983 r., ukonstytuował się następująco:

Prezes - Jerzy S t o d ó ł k i e w i c z
Wiceprezes - Antoni S t a w i k o w s k i
Sekretarz - Marek S a r n a
Skarbnik - Zygmunt T u r ł o
Czł. Zarządu - Tomasz C h l e b o w s k i
Z-cy czł. Zarządu - Henryk B r a n c e w i c z
- Romuald T y l e n d a

i w nie zmienionym składzie pełnił funkcję do końca kadencji, odbywając ogółem 9 posiedzeń.

W dniu 22 września 1983 r. PTA liczyło 254 członków. W okresie sprawozdawczym śmierć zabrała spośród nas Antoniego G ł a n i ę i Stefana P i o t r o w s k i e g o.

Z powodu nieopłacenia składek przez ponad 2 lata, decyzją ZG PTA na podstawie § 18 Statutu Towarzystwa skreślono 17 osób. Na własne żądanie skreślono 4 osoby. W okresie sprawozdawczym Zarząd przyjął do Towarzystwa 21 osób - są to: Paweł A r t y m o w i c z, Ryszard B i e r n i k o w i c z, Ryszard B y r k a, Elżbieta D a n i e l k i e w i c z, Andrzej F l u d r a, Krzysztof G ę s i c k i, Włodzimierz G o d ł o w s k i, Jacek G r u s z c z a k, Michał J a s i ń s k i, Joanna J a s k ó l s k a, Marek K r o ś n i a k, Andrzej Ł a d a n o w s k i, Piotr M a j e r, Paweł M o s k a l i k, Stanisław R a t a j c z a k, Maria R y b a k, Paweł R u d a w y, Tadeusz S i e r o t o w i c z, Elżbieta S t r u g a l s k a-G o l a, Bartłomiej Z a k r z e w s k i, Stanisław Z o ł a. Obecnie Towarzystwo liczy więc 252 członków zwyczajnych. Oprócz tego mamy trzech członków honorowych, wybranych w dniu 26 września 1979 r. na Walnym Zebraniu w Warszawie: prof. Jana M e r g e n t a l e r a, Charlesa O ' D e l l a, Eugeniusza R y b k ę.

W okresie sprawozdawczym odrzucono jedno podanie o przyjęcie do Towarzystwa, gdyż osoba pragnąca zostać członkiem PTA nie spełniała statutowych wymagań.

Działalność statutowa

A. Nagroda im. Włodzimierza Zonna - za popularyzację wiedzy o Wszechświecie.

ZG PTA, działając zgodnie z Regulaminem Nagrody im. W. Z o n n a, powołał Komisję w następującym składzie: Antoni S t a w i k o w s k i, Henryk C h r u p a ł a, Robert G ł ę b o c k i, Andrzej L i s i c k i, Józef S m a k. Decyzją Jury Nagrody, zatwierdzoną przez ZG PTA na posiedzeniu w dniu 22 maja 1985 r. w Warszawie, medal nr 2 za popularyzację wiedzy o Wszechświecie został przyznany prof. Janowi M e r g e n t a l e r o w i. Wręczenia medalu dokonał Prezes PTA w dniu 17 września 1985 r. w czasie uroczystego otwarcia XXII Zjazdu PTA, czego wszyscy byliśmy świadkami.

B. Szkoły, wykłady, seminaria

Dla ułatwienia kontaktów między astronomami polskimi z różnych ośrodków, Towarzystwo pokryło koszty 110 przejazdów na seminaria do innych ośrodków naukowych w kraju oraz opłaciło 80 referatów wygłoszonych poza macierzystym ośrodkiem, w tym 11 astronomów zagranicznych. Analogicznie jak w latach ubiegłych Towarzystwo zachęcało ośrodki astronomiczne do wymiany informacji o terminach i tematach referatów wygłaszanych na seminariach i zebraniach naukowych. Kontyuowano prowadzenie wykładów PTA w gmachu CAMK PAN. W trzech trzydniowych spotkaniach wygłoszono następujące cykle wykładów w poszczególnych latach akademickich:

1983/84: J. H a n a s z „Magnetosfery Ziemi i planet",
G. S i t a r s k i i K. Z i o ł k o w s k i „Subtelne efekty w badaniach ruchu komet i planetoid",
J. Z i ó ł k o w s k i „Ewolucja ciasnych układów podwójnych",

1984/85: P. H a e n s e l „Gwiazdy neutronowe i gęsta materia",
M. J e r z y k i e w i c z „Zagadnienia fotometrii",
J. S m a k „Dyski akrecyjne",

1985/86: planuje się następujące cykle -
J. J a k i m i e c „Aktywność magnetyczna Słońca i gwiazd",
M. R ó ż y c z k a „Procesy gwiazdotwórcze",
M. U r b a n i k „Aktywność galaktyk".

Z tej formy podnoszenia swej wiedzy korzystało ok. 30 osób w każdym cyklu. Decją ZG PTA z dnia 12 września 1984 r. postanowiono zwiększyć stawki za wykłady do 500.- zł za 1 godzinę.

W okresie sprawozdawczym odbyła się III(IX) Międzynarodowa Letnia Szkoła Kosmologiczna w Krakowie w dniach 28 sierpnia do 6 września 1984. Udział wzięły 63 osoby, wygłoszono 35 referatów i komunikatów, przyjechało 6 gości zagranicznych. Szkoły Kosmologiczne organizowane są co dwa lata wspólnie przez PTA i Obserwatorium Astronomiczne UJ. Materiały naukowe ze Szkoły zostaną opublikowane w najbliższym zeszycie "Acta Cosmologica".

C. Konkursy

Tradycyjnie, jak co roku, rozpisywano Konkurs o Nagrodę Młodych PTA. W roku 1983 przyznano dwie równorzędne nagrody II stopnia:

Krzysztof J a h n "A Theoretical Starspot Model",
Mirosław G i e r s z, Jan Z a l e w s k i "A Family of Three-Dimensional Orbits in the Restricted Problem of Three Bodies - Application to Inclined Discs".

W roku 1984 nagrodę I stopnia otrzymał Tomasz C h l e b o w s k i za pracę "X-Ray Properties of Hot Stars. I. On a Dychotomy among O-type Stars", a trzy równorzędne nagrody II stopnia uzyskali: Paweł A r t y m o w i c z za pracę "The Role of Accretion in Binary Star Formation", Janusz K a ł u ż n y za "CN And i W UMa-type System in the Phase of Poor Thermal Contact?" oraz Joanna M i k o ł a j e w s k a i Maciej M i k o ł a j e w s k i za "A Spectroscopic Study of Cl Cygni during the 1980 Eclipse".

D. Wydawnictwa

Działalność wydawnicza obejmuje trzy tytuły:
- „Postępy Astronomii" - kwartalnik,
- „Delta" - miesięcznik,
- „Szkiełko i Oko" - miesięcznik, wydawany przy poparciu PTA, PTF i PTM.

Rektorem naczelnym PA jest Jerzy S t o d ó ł k i e w i c z, sekretarzem Tomasz K w a s t,

a w skład Komitetu Redakcyjnego wchodzą: Stanisław Grzędzielski i Andrzej Woszczyk. W okresie sprawozdawczym wydano 4 zeszyty PA o łącznej objętości 21,75 ark. wyd. i średnim nakładzie ok. 750 egz. Jednocześnie Biuro Czasopism i Wydawnictw PAN poinformowało, że w 1985 r., ze względu na oszczędności papieru, ukażą się jedynie 2 zeszyty, podwójne, tzn. z. 1-2 i z. 3-4.

Przedstawicielami PTA w Kolegium Redakcyjnym „Delty" są: Tomasz Kwast, z-ca red. naczelnego, oraz Jan Zalewski, redaktor działu astronomicznego (po rezygnacji T. Chlebowskiego). W skład Komitetu Redakcyjnego wchodzi siedmiu astronomów: Tadeusz Jarzębowski, Marcin Kubiak, Konrad Rudnicki, Grzegorz Sitarski, Józef Smak, Kazimierz Stępień, Andrzej Woszczyk.

Ostatnio ZG PTA na prośbę redakcji „Uranii" wydał popierającą i pozytywną opinię w sprawie przekształcenia miesięcznika PTMA w pismo popularnonaukowe, wysokonakładowe, dostępne dla szerokich rzesz czytelniczych.

E. Popularyzacja

Delegowani przez ZG PTA przedstawiciele naszego Towarzystwa wchodzili w skład Komitetu Organizacyjnego Olimpiad Astronomicznych w Chorzowie (E. Rybka, J. Kreiner, T. Jarzębowski - skład z 1983), a w skład Jury Ogólnopolskiego Młodzieżowego Seminarium Astronomicznego w Grudziądzu A. Strobel i R. Schreiber. Po raz pierwszy Seminarium objęło swym zasięgiem cały kraj. Towarzystwo bierze udział w pracach Federacji Miast Kopernikowskich, sprawując tam pieczę nad naukową stroną działalności Federacji (przedstawicielem PTA jest Z. Gałęcki). Członkowie Towarzystwa wygłaszali odczyty popularno-naukowe z zakresu astronomii organizowane w kilku miastach w Polsce. PTA gorąco zachęca do udziału w tej akcji.

F. Sprawa czasopism i oświaty

Kontynuując kilkuletnią tradycję usankcjonowaną uchwałą Walnego Zebrania z 1983 r., czworo członków przebywających za granicą na stałe zaprenumerowało "Sky and Telescope" dla następujących planetariów w kraju: E. Basińska dla Fromborka, J. P. Lasota dla Olsztyna, W. Wiśniewski dla Chorzowa, W. Krzemiński dla Grudziądza. Osoby te zostały zwolnione z płacenia składek członkowskich.

Zapewne większość członków Towarzystwa wie, że w zakresie nauczania astronomii sytuacja jest zła. Astronomia przez ostatnie już lata, jako osobny przedmiot, figuruje jedynie w klasach o profilu matematyczno-fizycznym i to w wymiarze zaledwie 1 godziny tygodniowo. Wszelkie protesty i interwencje nie zdały się na nic.

G. Heweliusz. 300-letnia rocznica śmierci

W roku 1987 upłynie trzechsetna rocznica śmierci gdańskiego astronoma Jana Heweliusza. W tym też roku Gdańskie Towarzystwo Naukowe oraz Uniwersytet Gdański będą patronowały szeregowi sesji naukowych poświęconych J. Heweliuszowi. Decyzją wojewody gdańskiego został powołany Komitet Organizacyjny koordynujący całość obchodów. Przewodniczącym Komitetu z ramienia Gdańskiego Towarzystwa Naukowego został kol. Robert Głębocki. Jednocześnie ZG PTA,po uzyskaniu zgody R. Głębockiego, postanowił, że będzie on w Komitecie reprezentował również interesy Towarzystwa. W związku z tym, że w 1987 r. przypada termin XXIII Zjazdu PTA, R. Głębocki zaproponował Gdańsk jako miejsce naszych obrad. Zwróci się on do Rektora UGd o przesłanie oficjalnego zaproszenia.

Szkicowa i wstępna propozycja wypracowana przez ZG PTA sprowadza się do tego, by XXIII Zjazd został rozszerzony o zaproszonych gości zagranicznych i aby jedną specjalną sesję (jeden dzień Zjazdu) poświęcić Heweliuszowi w aspekcie: „Heweliusz a nauka współczesna". Sesja ta, poprzez od-

powiednią koordynację uroczystości w Gdańsku i Zjazdu PTA, byłaby naszym wkładem w gdańskie sesje naukowe. Proponowane tematy wykładów to: fizyka Słońca, komety, astrometria, instrumenty astronomiczne, księżyce.

ZG PTA przesięwziął jednocześnie szereg inicjatyw mogących służyć zarówno popularyzacji rocznicy, jak i wiedzy astronomicznej w społeczeństwie. I tak niektóre akcje zakończyły się powodzeniem:

- Uzyskano zapewnienie (w formie uchwały) Federacji Miast Kopernikowskich, że miasta członkowskie sfinansują objazdową wystawę nt.: „Heweliusz i środowisko". Posiedzenie, na którym podjęto tę uchwałę, odbyło się w Warszawie w Muzeum Techniki z udziałem przedstawicieli trzech Towarzystw: Polskiego Towarzystwa Astronomicznego, Polskiego Towarzystwa Miłośników Astronomii i Polskiego Towarzystwa Astronautycznego. Wystawa będzie prezentowana w roku heweliuszowskim, a odpowiedzialnym za nią z ramienia PTA jest Z. G a ł ę c k i.
- Towarzystwo szeroko poparło wydanie trzech książek:
  1) P. R y b k a „Heweliusz" (Wiedza Powszechna),
  2) K. T a r g o s z „Heweliusz - uczony, artysta" (Ossolineum),
  3) J. D o b r z y c k i „Atlas nieba gwiaździstego na rok 2000" (PWN) i wystąpiło do wydawnictw o zaopatrzenie tych pozycji w okolicznościową banderolę z napisem: „Publikacja wydana w trzechsetną rocznicę śmierci J. Heweliusza".
- W Wydawnictwach Akcydensowych ukaże się kalendarz heweliuszowski wg pomysłu A. L i s i c k i e g o z fotogramami przedstawiającymi instrumentarium Heweliusza.
- Wystąpiono również do Departamentu Znaczków Ministerstwa Łączności, w sprawie wydania znaczka pocztowego związanego tematycznie z rocznicą. Propozycja ta została pozytywnie przyjęta przez Ministerstwo, a ostateczna decyzja zapadnie w 1986 r.
- Na propozycję zrealizowania filmu o J. Heweliuszu dostaliśmy z MKiSz odpowiedź, że film taki jest w planach Wytwórni Filmów Oświatowych. Nasze zapytanie o dokładniejsze informacje pozostało bez odpowiedzi.

Niestety, niepowodzeniem zakończyła się najcenniejsza inicjatywa: wydania reprintu „Atlasu Nieba" J. Heweliusza. Po długiej dyskusji i wizycie Prezesa u dyrektora Wydawnictw Artystycznych i Filmowych, J. Wittlina, oraz wielomiesięcznym zwlekaniu wydawcy z odpowiedzią - uzyskaliśmy odmowę. Sprawa jest tym bardziej przykra,że udało nam się zainteresować tą propozycją MSZ, które wyraziło chęć zakupienia znacznej części nakładu. Dla kierownictwa WAiF ani chęć MSZ, ani argumenty merytoryczne nie były wystarczające. Swą odmowę dyr. Wittlin uzasadniał następująco: „Chodzi o trudności produkcyjne , o czym wspomniałem w naszej rozmowie w grudniu ub. roku. Obecnie okres wykonania przeciętnego reprintu (ok. 15 arkuszy tekstu bez ilustracji) trwa przeszło dwa lata, a wykonanie dzieł ilustrowanych, zwłaszcza w nietypowych formatach, znacznie dłużej i nasz dział techniczny nie jest w stanie znaleźć drukarni, która podjęłaby się wydrukowania i oprawienia ponad pięćdziesięciu map „Atlasu" Heweliusza".

Do decyzji i uwagi przyszłego ZG PTA pozostawiamy dalsze działania w tej sprawie.

Podobna inicjatywa Gdańskiego Towarzystwa Naukowego zakończyła się odmową, której udzielił ZN Ossolińskich. Uwadze przyszłych władz Towarzystwa pozostawiamy czuwanie nad emisją znaczka pocztowego, wydaniem kalendarza i opracowaniem scenariusza dla wystawy objazdowej,jak również wszczęcie nowych inicjatyw.

Korzystając z zaproszenia Instytutu Astronomicznego Uniwersytetu Wrocławskiego, ZG PTA zwołał XXII Zjazd PTA do Wrocławia w dniach 17 do 20 września 1985 r. W Zjeździe uczestniczyło ponad 100 osób. Pragniemy w tym miejscu podziękować Kolegom z Instytutu Astronomicznego Uniwersytetu Wrocławskiego za organizację Zjazdu oraz Instytutowi Matematycznemu Uniwersytetu Wrocławskiego za udostępnienie sal na obrady.

M a r e k S a r n a, J e r z y S t o d ó ł k i e w i c z

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 3-4

PROTOKÓŁ WALNEGO ZEBRANIA CZŁONKÓW POLSKIEGO TOWARZYSTWA ASTRONOMICZNEGO

Wrocław, 19 września 1985

Walne Zebranie członków PTA odbyło się w sali im. Hugona Steinhausa Instytutu Matematycznego Uniwersytetu Wrocławskiego w dniu 19 września 1985 r. Wzięło w nim udział 95 członków PTA.

Zebranie otworzył w drugim terminie o godz. 9.15 Prezes ustępującego Zarządu, kol. J. S t o d ó ł k i e w i c z, i zaproponował kandydaturę kol. J. S m a k a na przewodniczącego Zebrania. Wyboru dokonano przez aklamację. Przyjęto następujący porządek obrad:

1. Przyjęcie porządku obrad.
2. Zatwierdzenie protokołu z poprzedniego Walnego Zebrania
3. Sprawozdanie ZG PTA z działalności w latach 1983-1985
4. Sprawozdanie Komisji Rewizyjnej PTA za lata 1983-1985
5. Dyskusja nad sprawozdaniami
6. Wybory nowych władz PTA na lata 1985-1987
7. Wolne wnioski.

Przewodniczący Zebrania, kol. J. S m a k zaproponował kol. M. K r ó l i k o w s k ą i kol. P. M o s k a l i k a na protokolantów.

W drugim punkcie porządku obrad kol. M. S a r n a odczytał protokół z poprzedniego Walnego Zebrania PTA, które odbyło się we Fromborku w 1983 r. Kol. K. Z i o ł k o w s k i zgłosił poprawkę do protokołu zauważając, że wniosek o absolutorium dla ustępującego Zarządu przedkłada Komisja Rewizyjna, a nie Prezes. Z tą poprawką protokół został przyjęty przez Walne Zebrane bez sprzeciwu.

Następnie sekretarz ustępującego Zarządu, kol. M. S a r n a, przedstawił sprawozdanie z działalności ZG PTA w czasie mijającej kadencji oraz odczytał listę nowo przyjętych członków PTA, z których obecni na sali przedstawiali się zebranym.

Przechodząc do kolejnego punktu porządku obrad, kol. K. Z i o ł k o w s k i odczytał sprawozdanie Komisji Rewizyjnej i postawił wniosek o udzielenie absolutorium ustępującemu Zarządowi. W uzupełnieniu do sprawozdania kol. K. Z i o ł k o w s k i przeczytał fragmenty pisma Dyrektora Generalnego PAN i odwołanie Prezesa PTA wystosowane na ręce Sekretarza PAN, dotyczące negatywnej oceny działalności PTA przez Komisję Kontroli PAN. W dyskusji nad sprawozdaniami zabierali głos: kol. kol. A. L i s i c k i, K. R u d n i c k i, Z. T u r ł o (który przedstawił także stan finansów Towarzystwa), J. S t o d ó ł k i e w i c z, M. Ś r ó b k a-K u b i a k. Walne Zebranie udzieliło jednomyślnie absolutorium ustępującemu Zarządowi. Następnie poddano pod głosowanie wniosek o ustosunkowanie się Walnego Zebrania w oddzielnej uchwale do nierzetelnej i krzywdzącej oceny PTA dokonanej przez Komisję Kontroli PAN. Wniosek przyjęto optyczną większością głosów. Sformułowanie uchwały powierzono kol. kol. E. P i l s k i e j, R. G ł ę b o c k i e m u i J. J a k i m c o w i, których kandydatury zostały przyjęte przez aklamację.

W punkcie szóstym porządku obrad zatwierdzono przez aklamację skład komisji skrutacyjnej zaproponowany przez Przewodniczącego Zebrania (kol. kol. A. S o ł t a n, K. B e r e ś, M. M i k o ł a j e w s k i) i przystąpiono do wyboru nowych władz Towarzystwa na lata 1985-1987.

Przewodniczący Zebrania otworzył listę kandydatur na prezesa Towarzystwa. Kol. G. S i t a r s k i zgłosił kandydaturę kol. J. S t o d ó ł k i e w i c z a, a kol. Z. T u r ł o - kol.

R. G ł ę b o c k i e g o, który nie zgodził się kandydować. Ponieważ więcej kandydatur nie było, lista została zamknięta. Wobec wątpliwości w jaki sposób należy wypełniać karty do głosowania, Przewodniczący Zebrania, kol. J. S m a k, przytoczył odpowiedni punkt statutu PTA i przystąpiono do wyborów. Oddano 94 głosy ważne, w tym 86 głosów za. W wyniku tajnego głosowania prezesem PTA na następną kadencję został kol. J. S t o d ó ł k i e w i c z.

Na stanowisko wiceprezesa zaproponowano:

kol. R. R u d n i c k i - kol. A. M i c h a l c a

kol. J. H a n a s z - kol. A. S t a w i k o w s k i e g o

kol. J. S m o l i ń s k i - kol. R. G ł ę b o c k i e g o.

Wszyscy kandydaci wyrazili zgodę i przystąpiono do głosowania. Oddano 89 głosów, wszystkie ważne. Wyniki: M i c h a l e c - 17 głosów, S t a w i k o w s k i - 46, G ł ę b o c k i - 22, 4 głosy wstrzymujące się. Kol. A. S t a w i k o w s k i, uzyskując wymaganą większość głosów, został wybrany wiceprezesem PTA.

Przystąpiono do wyboru członków i zastępców członków Zarządu Głównego PTA. Zgłoszono aż 17 kandydatur, w tym 12 osób wyraziło zgodę na kandydowanie. Przystąpiono do wyboru 5 osób z listy (3 członków i 2 zastępców członków). Oddano 91 głosów, wszystkie ważne. Uzyskano następujące wyniki: R. G ł ę b o c k i - 62 głosy, M. S a r n a - 59, M. S r o c z y ń s k a-K o ż u c h o w s k a - 50, Z. T u r ł o - 46, A. M i c h a l e c - 36, E. P i l s k a - 35, G. S i t a r s k i - 28, R. T y l e n d a - 27, B. M u s i e l o k - 25, M. Ś r ó b k a-K u b i a k - 22, K. R u d n i c k i - 19, M. M u c i e k - 11. Zgodnie ze statutem PTA wyłoniono 3 członków Zarządu Głównego: R. G ł ę b o c k i e g o, M. S a r n ę, M. S r o c z y ń s k ą-K o ż u c h o w s k ą, a Z. T u r ł o został wybrany zastępcą członka ZG PTA.

W drugiej turze, zgodnie z punktem 21b statutu PTA, głosowano na listę dwuosobową. Oddano 90 ważnych głosów. A. M i c h a l e c uzyskał 46 głosów, a E. P i l s k a 35. Kol. A. M i c h a l e c został zastępcą członka ZG PTA.

Następnie w tajnym głosowaniu wybrano skład Komisji Rewizyjnej. Oddano 87 ważnych głosów. Przewodniczącym tej Komisji został kol. K. Z i o ł k o w s k i (82 głosy), a członkami kol. G. S i t a r s k i (77 głosów) i kol. K. R u d n i c k i (66 głosów). Innych kandydatur nie było.

W kolejnym punkcie głosowania do Sądu Koleżeńskiego kandydowali kol. kol. J. S m a k, J. J a k i m i e c, A. L i s i c k i, J. M a s ł o w s k i, J. B e m, L. Z a l e s k i, B. G r a b o w s k i, M. U r b a n i k, W. S z y m a ń s k i. W pierwszej turze głosowania zostali wybrani kol. kol. J. S m a k (81 głosów), J. J a k i m i e c (59 głosów), A. L i s i c k i (46 głosów) przy oddanych 89 głosach ważnych. Przystępując do drugiej tury głosowania, zgodnie ze statutem skreślono trzech kandydatów o najmniejszej ilości głosów. Oddano 91 głosów, w tym jeden nieważny. Wyniki: J. B e m - 44 głosy, L. Z a l e s k i - 47, J. M a s ł o w s k i - 57. W skład Sądu Koleżeńskiego weszli kol. L. Z a l e s k i i kol. J. M a s ł o w s k i. Zgodnie ze statutem PTA kol. J. S m a k został przewodniczącym Sądu Koleżeńskiego, a wiceprzewodniczącym - kol. J. J a k i m i e c.

Na tym wybory nowych władz PTA zostały zakończone.

Po wyborze prezesa i wiceprezesa PTA wybory dalszych władz przeplatały się z dyskusją.

Kol. E. P i l s k a odczytała projekt uchwały ustosunkowującej się do niesprawiedliwej oceny działalności Towarzystwa dokonanej przez Dyrektora Generalnego PAN. Po krótkiej dyskusji, w której głos zabierali kol. kol. M. S r o c z y ń s k a-K o ż u c h o w s k a, Z. K o r d y l e w s k i, J. J a k i m i e c, A. S o ł t a n, J. S t o d ó ł k i e w i c z i K. R u d n i c k i, uchwała została przyjęta w głosowaniu jawnym, przy jednym głosie wstrzymującym się, w następującym brzmieniu:

Członkowie PTA zgromadzeni na Walnym Zebraniu XXII Zjazdu, który odbył się we Wrocławiu w dniach 17.09 - 20.09.1985 z ogromnym zaskoczeniem i oburzeniem dowiedzieli się o negatywnej ocenie działalności Towarzystwa wyrażonej przez Dyrektora Generalnego PAN, doc. dr hab. Zenona Szodę.

Stwierdzamy, że członkowie PTA bardzo wysoko cenią działalność Towarzystwa integrującą środowisko astronomów, umożliwiającą wzajemne częste kontakty i pomagającą w rozwoju naukowym każdego z nas.

W pełni solidaryzujemy się i zgadzamy z tekstem odwołania z dnia 27.11.1984 wystosowanym przez prezesa naszego Towarzystwa doc. dr hab. J. Stodółkiewicza.

Wyrazamy głęboką nadzieję, że tego typu działania władz Akademii bulwersujące nasze środowisko nie będą miały nigdy w przyszłości miejsca.

Podpisano: Walne Zebranie członków PTA będące zgromadzeniem astronomów całego kraju.

Walne Zebranie zobowiązało przewodniczącego, kol. J. S m a k a, do wysłania tekstu uchwały do wiadomości Prezesa PAN, Dyrektora Generalnego PAN, Sekretarza Wydziału III PAN, Biura Finansowo-Ekonomicznego PAN, Biura Społecznej Działalności Naukowej PAN oraz do Wydziału Spraw Społeczno-Administracyjnych w Urzędzie m. st. Warszawy.

W dalszym toku zebrania kol. R. G ł ę b o c k i przedstawił stan przygotowań do obchodów trzechsetnej rocznicy śmierci Jana Heweliusza. Planowane jest zorganizowanie w Gdańsku trzydniowej sesji naukowej poprzedzającej kolejny zjazd PTA we wrześniu 1987 r. W czasie sesji wygłoszone będą referaty poświęcone astronomii epoki Heweliusza, historii astronomii tych czasów i współczesnym problemom astronomii, stanowiącym przedłużenie badań Jana Heweliusza. Kol. R. G ł ę b o c k i podtrzymał również zaproszenie do Gdańska na kolejny zjazd PTA.

Powrócił także problem wydania „Atlasu" Heweliusza (kol. K. S c h i l l i n g). Prezes PTA stwierdził, że właściwie sprawa jest przegrana, gdyż żadnego z wydawnictw nie można zainteresować tym przedsięwzięciem. Zaapelowano do Zarządu Głównego aby nie rezygnować z jakiejś formy wydania „Atlasu" (m. in. J. H a n a s z, A. L i s i c k i).

W ramach wolnych wniosków kol. L. Z a l e s k i wystąpił z propozycją uchwały w sprawie oświaty i odczytał projekt Uchwały Walnego Zebrania adresowanej do Ministra Oświaty i Wychowania. Kol. R. G ł ę b o c k i w pełni poparł projekt uchwały stwierdzając, że jej adresatem powinien być także Sejm. Ostatnio Komisja Sejmowa rozpatrywała perspektywy oświaty w najbliższej pięciolatce rysujące się bardzo pesymistycznie. Kol. E. P i l s k a podzieliła się swymi doświadczeniami nauczycielki w szkole podstawowej podkreślając, że dużym problemem dla szkolnictwa jest nie tylko brak szkół, ale także niski poziom moralny kadry. Kol. W. K r a n a s zdecydowanie się z tym nie zgodził. Stwierdził, że przyczyn pogarszającego się stanu oświaty należy szukać nie w moralności pedagogów, a w błędnej polityce kadrowej i małych uposażeniach nauczycieli.

W toku dalszej dyskusji głos zabrali: A. S o ł t a n, E. P i l s k a, M. U r b a n i k, M. S r o c z y ń s k a-K o ż u c h o w s k a, J. S m a k, A. L i s i c k i. Po powtórnym odczytaniu propozycji uchwały zgodzono się, że tekst jest dobry i nie wymaga zmian. Głosowano jawnie. Uchwała w sprawie oświaty, zatwierdzona przy 5 głosach wstrzymujących się brzmi:

Astronomowie zgromadzeni na Walnym Zebraniu Polskiego Towarzystwa Astronomicznego wyrażają głębokie zaniepokojenie stanem obecnym i perspektywami polskiego szkolnictwa.

Brakuje budynków szkolnych i ich odpowiedniego wyposażenia, a szczególnie dotkliwy jest brak nauczycieli z wyższym wykształceniem. Jedną z przyczyn takiego stanu rzeczy jest bezustanny niedobór środków materialnych przeznaczonych na oświatę oraz trwająca od lat dyskryminacja materialna nauczycieli. Największy niepokój o przyszły stan oświaty budzi odsuwanie od pracy dydaktycznej wykwalifikowanych nauczycieli z przyczyn pozamerytorycznych i stawianie pracownikom oświaty szczególnych wymagań dotyczących bardzo osobistych spraw, takich jak światopogląd.

Dla prawidłowego funkcjonowania oświaty konieczne jest przede wszystkim stworzenie warunków zachęcających ludzi z odpowiednimi kwalifikacjami do podejmowania pracy w zawodzie nauczycielskim i stabilizacji tego zawodu.

Następnie głos zabrała kol. E. P i l s k a podnosząc trzy sprawy:

1) podziękowanie za przesyłanie Sky & Telescope do Fromborka,

2) sprostowanie w sprawie notatki w „Tygodniku Powszechnym" na temat planetarium frombor-skiego,

3) propozycję nazwania Planetarium Ludowego we Fromborku, a także ulicy tam prowadzącej imieniem prof. Włodzimierza Zonna.

Na temat sprostowania wywiązała się dyskusja, w której stwierdzono, że notatka Ewy Szumańskiej w „Tygodniku Powszechnym" nie była napastliwa, nie dotyczyła Edyty Pilskiej i była merytorycznie rzetelna.

Walne Zebranie jednomyślnie upoważniło Prezesa do zwrócenia się do Miejskiej Rady Narodowej we Fromborku z prośbą o nadanie Planetarium Ludowemu imienia prof. W. Zonna.

W dalszym ciągu wolnych wniosków kol. J. J a k i m i e c zaproponował, aby powrócić do zwyczaju prof. W. Zonna uroczystego witania nowo przyjętych członków PTA: uścisk ręki Prezesa na Walnym Zebraniu. Kol. A. P i l s k i zaproponował, by witać nowych członków podobnie jak żegna się tych co odeszli - w czasie uroczystego otwarcia zjazdu. Zgodę wyrażono optyczną większością głosów.

Następnie Prezes PTA, kol. J. S t o d ó ł k i e w i c z, przedstawił ideę powołania Europejskiego Towarzystwa Astronomicznego wysuniętą przez dr. E. Preussa w liście do prezesów dwunastu towarzystw astronomicznych krajów europejskich. Kol. K. R u d n i c k i przypomniał zebranym działalność podobnego towarzystwa w okresie międzywojennym i zwrócił uwagę na możliwości współpracy międzynarodowej otwierające się dzięki inicjatywie dr. E. Preussa. Zebrani poparli projekt przystąpienia PTA do Europejskiego Towarzystwa Astronomicznego, uchwalając w głosowaniu jawnym, przy 5 głosach wstrzymującym się, co następuje:

Walne Zebranie Polskiego Towarzystwa Astronomicznego z zadowoleniem wita inicjatywę dr. E. Preussa, Przewodniczącego Sekcji Astronomii i Astrofizyki Europejskiego Towarzystwa Fizycznego, powołania Europejskiego Towarzystwa Astronomicznego. Uważamy, że Towarzystwo to służyć będzie zbliżeniu astronomów Europy, współpracy i wymianie doświadczeń krajowych towarzystw astronomicznych naszego kontynentu.

Walne Zebranie zobowiązuje Zarząd Główny PTA do dołożenia wszelkich starań w celu powołania Europejskiego Towarzystwa Astronomicznego.

Podobnie jak w czasie obrad ostatnich trzech zjazdów PTA, gorącą dyskusję wzbudziła kwestia popularyzacji astronomii podniesiona przez kol. K. Z i o ł k o w s k i e g o. Stwierdził on, że trudności związane z publikacją „Postępów Astronomii" i „Uranii" spowodowane są nie tylko kłopotami wydawniczymi, ale także lekceważeniem przez środowisko astronomiczne upowszechniania i popularyzacji wiedzy o Wszechświecie. Kto nie potrafi lub nie chce w sposób przystępny przedstawić tego co robi, jest złym naukowcem. Kol. kol. T. K w a s t i M. S r o c z y ń s k a-K o ż u c h o w s k a apelowali o pisanie artykułów do „Postępów Astronomii" i „Uranii" chronicznie cierpiących na brak materiałów. Burzliwa dyskusja, w której udział brali kol. kol.: A. S o ł t a n, J. S m a k, K. S c h i l l i n g, T. K w a s t, J. J a k i m i e c, M. S r o c z y ń s k a-K o ż u c h o w s k a, Z. T u r ł o i W. K r a n a s nie doprowadziła do znalezienia żadnych nowych i oryginalnych rozwiązań problemu.

Kol. M. S r o c z y ń s k a-K o ż u c h o w s k a zaproponowała wysłanie z okazji zjazdu PTA telegramów do nieobecnych na zjeździe kol. M. B i e l i c k i e g o i kol. W. I w a n o w s k i e j. Zebrani przyjęli wniosek bez sprzeciwu.

Na tym ogólna dyskusja została zamknięta.

Na zakończenie kol. J. H a n a s z podziękował w ciepłych słowach organizatorom za trud włożony w przygotowanie Zjazdu, a Instytutowi Matematycznemu Uniwersytetu Wrocławskiego za gościnę.

Walne Zebranie PTA zakończyło obrady około godziny 13.20.

Przewodniczący Zebrania
prof. dr hab. J ó z e f S m a k

Sekretarz Zebrania
mgr M a ł g o r z a t a K r ó l i k o w s k a

Sekretarz Zebrania
mgr P a w e ł M o s k a l i k

Postępy Astronomii
Tom XXXIII (1985). Zeszyt 3-4

KOMUNIKAT

Dnia 21 maja 1985 r. Komisja Polskiego Towarzystwa Astronomicznego przyznała Nagrodę PTA im. Włodzimierza Zonna za popularyzację wiedzy o Wszechświecie:

Prof. dr hab. J a n o w i M e r g e n t a l e r o w i

W uzasadnieniu Komisji Nagrody czytamy: „Prof. Jan M e r g e n t a l e r od ponad 60. lat popularyzuje wiedzę o Wszechświecie poprzez wygłaszanie odczytów, publikowanie setek artykułów popularno-naukowych, koordynowanie amatorskich obserwacji Słońca,pisanie książek. Ta działalność prof. M e r g e n t a l e r a jest powszechnie znana i wysoce ceniona przez społeczeństwo. Komisja, zgodnie z regulaminem nagrody im. Włodzimierza Zonna, oceniła przede wszystkim działalność popularyzatorską prof. M e r g e n t a l e r a po roku 1975.

W tym okresie ukazały się dwie ważne książki prof. M e r g e n t a l e r a, w których jak zwykle wysoki poziom merytoryczny łączy się z prostotą i elegancją przedstawiania trudnych problemów współczesnej astronomii. Książka ≫Słońce-Ziemia≪ (1978, Wiedza Powszechna) ma rzadko spotykany charakter interdyscyplinarny, ukazujący powiązania współczesnej astronomii z innymi dziedzinami wiedzy. Książka ≫Wszechświat widziany z pokładu satelity≪ (1981, Ossolineum) dotyczy wyników badań promieniowania rentgenowskiego obiektów astronomicznych.

Działalność popularyzatorska prof. J a n a M e r g e n t a l e r a wyróżnia się prostotą wykładu i pięknem słowa, szczególną dbałością o kulturę języka polskiego".

SPIS TREŚCI ZESZYTU 3-4

ARTYKUŁY

K. M. Borkowski, Interferometria wielkobazowa. Część VII. Znaczenie VLBI dla astrometrii, geofizyki i nawigacji 79
J. Nastula, Wpływ procesów geofizycznych na ruch obrotowy Ziemi. Część II 93
J. Mergentaler, Niektóre powiązania Ziemi ze Słońcem 105
G. Bromboszcz, Struktura obszaru aktywnego w koronie słonecznej. Część II. Obserwacje XUV oraz radiowe obszaru aktywnego 115
M. P. Dąbrowski, Czasoprzestrzeń, ogólna teoria względności i najprostsze modele kosmologiczne Friedmana. Część I 131

Z PRACOWNI I OBSERWATORIÓW

B. Rompolt, P. Rudawy, Koronograf 530-milimetrowy Uniwersytetu Wrocławskiego. 141
P. Rudawy, Profil instrumentalny spektrografu 530-milimetrowego koronografu 147
B. Todorovic-Juchniewicz, Wpływ subtelnych efektów dynamicznych na ruch komet i planetoid 153

KRONIKA

Przemówienie prezesa Polskiego Towarzystwa Astronomicznego, doc. dra Jerzego Stodółkiewicza, podczas otwarcia XXII Jubileuszowego Zjazdu PTA, Wrocław, 17 września 1985 r. . . 157
Sprawozdanie z działalności Zarządu Głównego Polskiego Towarzystwa Astronomicznego za okres od 22 września 1983 do 19 września 1985 (M. Sarna, J. Stodółkiewicz). 159
Protokół Walnego Zebrania członków Polskiego Towarzystwa Astronomicznego. Wrocław, 19 września 1985 (M. Królikowska, P. Moskalik) 163
Komunikat 169

СОДЕРЖАНИЕ ТЕТРАДИ 3-4

СТАТЬИ

К. М. Борковски, Радиоинтерферометрия со сверхдлинными базами. Часть VII. Роль РСДБ в астрометрии, геофизике и навигации 79
Ё. Наступля, Влияние геофизических процессов на вращение Земли. Часть II 93
Я. Мергенталер, Некоторые явления геоактивности Солнца 105
Г. Бромбощ, Структура активной области в солнечной короне. Часть II XUV и радионаблюдения активной области 115
М. П. Домбровски, Пространство-время, общая теория относительности и простейшие космологические модели Фридмана. Часть I 131

ИЗ ЛАБОРАТОРИЙ И ОБСЕРВАТОРИИ

Б. Ромпольт, П. Рудавы, Коронограф 530-мм Вроцлавского университета 141
П. Рудавы, Инструментальный профиль спектрографа 530-мм коронографа 147
Б. Тодоровиц-Юхневич, Влияние тонких динамических эффектов на движение комет и малых планет 153

ХРОНИКА

Выступление Председателя Польского Астрономического Общества доц.др Е. Стодулкевича по случаю открытия XXII Юбилейного Съезда ПАО, Вроцлав, 17 сентября 1985 157
Отчёт о деятельности Главного Управления Польского Астрономического Общества с 22 сентября 1983 до 19 сентября 1985 г. (М. Сарна, Е. Стодулкевич) 159
Отчёт об Общем Собрании Польского Астрономического Общества, Вроцлав, 19 сентября 1985 г. (М. Круликовска, П. Москалик) . . 163
Сообщение 169

CONTENTS OF NUMBER 3-4

ARTICLES

K. M. Borkowski, The Very Long Baseline Interferometry. Part VII. Importance of VLBI for Astrometry, Geophysics and Navigation 79
J. Nastula, The Influence of Geophysical Processes on the Earth's Rotation. Part II. 93
J. Mergentaler, Some Solar Activity Influences on Terrestrial Phenomena . . . 105
G. Bromboszcz, The Structure of the Coronal Solar Active Region. Part II. The XUV and Radio Observations of a Solar Active Region 115
M. P. Dąbrowski, The Space-Time, General Theory of Relativity and the Simplest Cosmological Friedman's Models . Part I 131

FROM LABORATORIES AND OBSERVATORIES

B. Rompolt, P. Rudawy, The Coronograph 530 mm of the Wrocław University . . 141
P. Rudawy, The Instrumental Profile of the Spectrograph of the 530 mm Coronograph . 147
B. Todorovic-Juchniewicz, The Influence of Subtle Dynamical Effects on the Motion of Comets and Minor Planets 153

CHRONICLE

The Polish Astronomical Society Chairman's J. Stodółkiewicz Speech Being Delivered on the Occasion of the Opening of the 21-st Jubilee Assembly of the PAS, Wrocław, September 17, 1985 157
Report on the Activity of the Executive Council of the Polish Astronomical Society for the Period from September 22, 1983 to September 19,1985 (M. Sarna, J. Stodółkiewicz) 159
Report on Plenary Meeting of the Polish Astronomical Society, Wrocław, September 19, 1985 (M. Królikowska, P. Moskalik) 163
Announcement 169

POLSKIE TOWARZYSTWO ASTRONOMICZNE

ZARZĄD GŁÓWNY:

Doc. dr hab. Jerzy S t o d ó ł k i e w i c z - prezes
Doc. dr hab. Antoni S t a w i k o w s k i - wiceprezes
Mgr Marek S a r n a - sekretarz
Dr Magdalena S r o c z y ń s k a-K o ż u c h o w s k a - skarbnik
Prof. dr hab. Robert G ł ę b o c k i - członek Zarządu

Zastępcy członków Zarządu Głównego:

Dr Adam M i c h a l e c
Dr Zygmunt T u r ł o

KOMISJA REWIZYJNA:

Dr Krzysztof Z i o ł k o w s k i - przewodniczący
Prof. dr hab. Konrad R u d n i c k i
Prof. dr hab. Grzegorz S i t a r s k i

SĄD KOLEŻEŃSKI:

Prof. dr hab. Józef S m a k - przewodniczący
Prof. dr hab. Jerzy J a k i m i e c - wiceprzewodniczący
Doc. dr hab. Andrzej L i s i c k i
Doc. dr hab. Józef M a s ł o w s k i
Dr Leszek Z a l e s k i

Adres Biura PTA

00-716 Warszawa, Bartycka 18
tel. 41-00-41 w. 76

ERRATA

do artykułu Bożenny Todorovic-Juchniewicz pt.
„Metody wyznaczania pozycji planet wewnętrznych", Post. Astr., t. XXXIII (1985), z. 1-2

Strona 61, w. 6 od góry - zamiast (365,25 dni) powinno być (36 525 dni),
str. 62, w tytule tab. 1, w czwartej kolumnie - zamiast x_{1950} powinno być y_{1950},
str. 62, w tab. 1 dane dla Merkurego dla daty 19.04.1990 w czwartej kolumnie - zamiast 0.043937 powinno być 0.043973,
str. 62, 63, w tab. 1 - zamiast daty 05.09.1910 powinno być 09.05.1910,
str. 63, dane dla Ziemi dla daty 06.09.1971 powinny być:

06.09.1971	C.N.	0.961179	-0.278794	-0.120898
(barycentrum)	S.	0.961193	-0.278789	-0.120896
	M.	0.961185	-0.278772	-0.120889
	F.	0.961197	-0.278786	-0.120895
(barycentrum)	S.Z.	0.961173	-0.278747	-0.120890

BIBLIOTEKA UNIWERSYTECKA W TORUNIU

Państwowe Wydawnictwo Naukowe
Oddział w Łodzi 1987

Wydanie I. Nakład 706 + 94 egz. Ark. wyd. 7,25. Ark. druk. 6,25 + 1 wkl.
Papier offs. kl. III, 80 g, 70 × 100. Oddano do składania w sierpniu 1986 r.
Podpisano do druku w marcu 1987 r. Druk ukończono w kwietniu 1987 r.
Zam. 456/86. B-6. Cena zł 140,–

Zakład Graficzny Wydawnictw Naukowych
Łódź, ul. Żwirki 2

Cena zł 140,–

WARUNKI PRENUMERATY KWARTALNIKA
„POSTĘPY ASTRONOMII"

Cena prenumeraty krajowej:

rocznie zł 280,–
półrocznie zł 140,–

Prenumeratę na kraj przyjmuje się:
– do dnia 10 listopada na I półrocze roku następnego i na cały rok następny
– do dnia 1 czerwca na II półrocze roku bieżącego.

Instytucje i zakłady pracy zamawiają prenumeratę w miejscowych Oddziałach RSW „Prasa-Książka-Ruch", w miejscowościach zaś, w których nie ma Oddziałów RSW – w urzędach pocztowych i u doręczycieli.

Czytelnicy indywidualni opłacają prenumeratę wyłącznie w urzędach pocztowych i u doręczycieli.

Prenumeratę ze zleceniem wysyłki za granicę przyjmuje RSW „Prasa-Książka-Ruch", Centrala Kolportażu Prasy i Wydawnictw, ul. Towarowa 28, 00-958 Warszawa, konto NBP XV Oddział w Warszawie Nr 1153-201045-139-11, w terminach podanych dla prenumeraty krajowej.

Prenumerata ze zleceniem wysyłki za granicę pocztą zwykłą jest droższa od prenumeraty krajowej o 50% dla zleceniodawców indywidualnych i o 100% dla zlecających instytucji i zakładów pracy.

Bieżące i archiwalne numery można nabyć lub zamówić we Wzorcowni Ośrodka Rozpowszechniania Wydawnictw Naukowych PAN, Pałac Kultury i Nauki, 00-901 Warszawa oraz w księgarniach naukowych „Domu Książki".

Subscription orders for all the magazines published in Poland available through the local press distributors or directly through the Foreign Trade Enterprise ARS POLONA, 00-068 Warszawa, Krakowskie Przedmieście 7. Poland.
Our bankers: BANK HANDLOWY WARSZAWA S.A.

Biblioteka Główna UMK

300048429866

Post. Astr. T. XXXIII, z. 3–4, s. 100. Warszawa—Łódź, lipiec – grudzień 1985
Indeks nr 36968