URANIA

CZASOPISMO ASTRONOMICZNE POPULARNO-NAUKOWE

ORGAN POLSKIEGO TOWARZYSTWA MIŁOŚNIKÓW ASTRONOMII

ROK XX PAŹDZIERNIK—GRUDZIEŃ 1949 10-12 (93-95)

BIBLIOTEKA UNIWERSYTECKA

TREŚĆ Nr 10—12:

Str.

ARTYKUŁY

K.: Jedność świata gwiazd 147
W. Horbacki: Wahadło Foucaulta 152
A. Lisicki: Cefeidy. — Gwiazdy zmienne typu δ Cephei . . 161
A. Piaskowski: Lunety astronomiczne XVII wieku 163
St. Wierzbiński: Wahania szerokości geograficznej 172
W. Iwanowska: Obserwatorium Astronomiczne w Piwnicach . 178

KRONIKA

Największy teleskop Schmidta na Mt Palomar. — Odkrycie nowej planetoidy o szczególnej orbicie. — Odkrycie nowej planetoidy w Obserwatorium Poznańskim. — Jądra ciężkich pierwiastków w promieniach kosmicznych. — Zastosowanie liczników czasu w międzynarodowej służbie czasu. — Metoda błyskowa w fotometrii fotoelektrycznej. — Naloty przeciwodblaskowe 181

OBSERWACJE

A. Sliżyński: Elelementy zmian blasku gwiazdy typu β Lyrae: RW Comae 188

PRZEGLĄD WYDAWNICTW 190

ERRATA 191

Ryciny na okładce:

Saturn według fotografii dokonanej 60-cio calowym teleskopem na Mt Wilson. Widać wyraźnie smugi równikowe na tarczy planety i przerwę Cassiniego w pierścieniu.

Ślad bolidu na kliszy obejmującej okolicę mgławicy „Ameryka Północna".

ROK XX PAŹDZIERNIK—GRUDZIEŃ 1949 10-12 (93-95)

URANIA

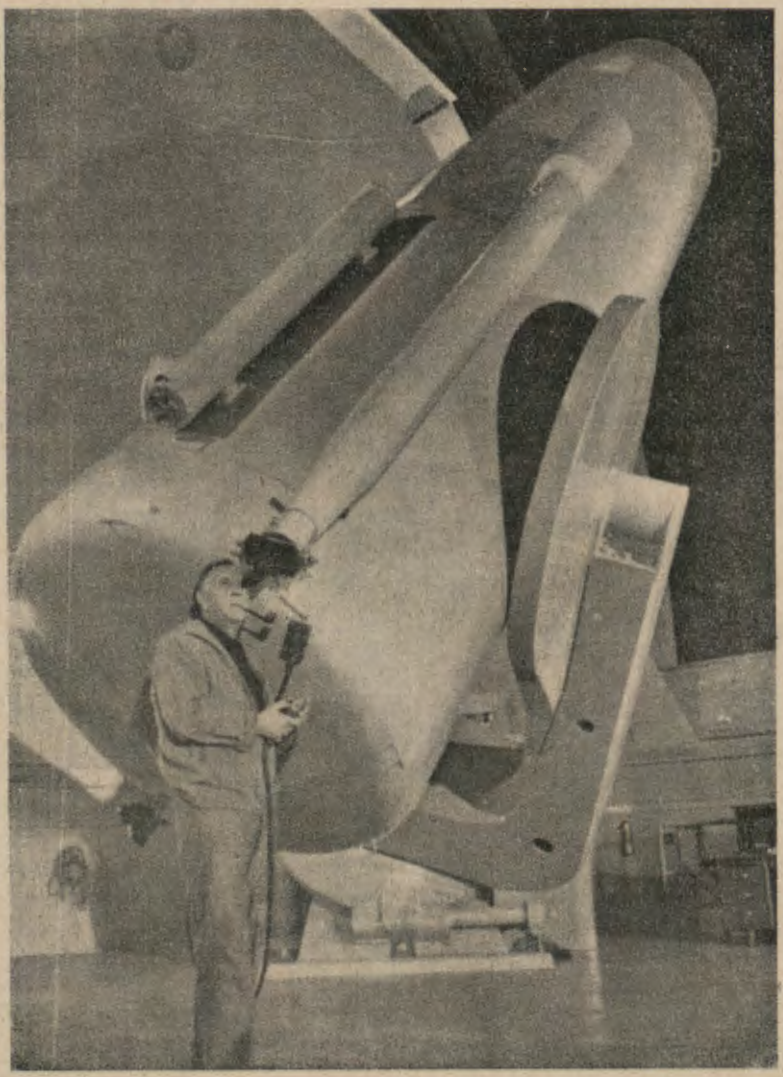
CZASOPISMO ASTRONOMICZNE POPULARNO-NAUKOWE

ORGAN

POLSKIEGO TOWARZYSTWA MIŁOŚNIKÓW ASTRONOMII

KRAKÓW 1949

Z ZASIŁKU DEPARTAMENTU OŚWIATY I KULTURY DLA DOROSŁYCH MINISTERSTWA OŚWIATY



Największa na świecie „kamera patrolowa" na Mt Palomar. Jest to teleskop fotograficzny typu Schmidta. Przy okularze narzędzia prof. dr Edwin Hubble, znany badacz mgławic pozagalaktycznych.

JEDNOŚĆ ŚWIATA GWIAZD

Pod tym tytułem (The one world of stars), w czasopiśmie *Science*, wybitny astrofizyk amerykański Harlow Shapley, stojący w przednim szeregu obrońców pokoju, w taki sposób ujmuje znaczenie współpracy naukowej na terenie międzynarodowym.

Długi szereg wydarzeń w dziejach różnych narodów świadczy o tym, że im wyższy jest poziom nauk danego kraju, tym wyższa jest jego kultura ogólna. Jeśli chodzi o astronomów, to zawsze dążyli oni do podniesienia kultury.

W dawnych czasach władcy korzystali z usług astrologów, czerpiąc od nich wskazówki do wydawanych zarządzeń, jak zresztą i usprawiedliwienie popełnianych błędów.

Można by mnożyć przykłady uznania znaczenia astronomii przez rządy.

Dziwnym może się wydawać, że głowy państw występują w roli protektorów rzekomo najbardziej „bezużytecznego" z przedsięwzięć ludzkich, za jakie wielu uważa eksplorację nieba. Bo czyżby to czynili dla potrzeb utylitarnych (nawigacja, roczniki astronomiczne), czy też ze względów prestiżowych, czy też po prostu z powodu bezopozycyjności nauki o gwiazdach?

Istnieją jednak wydarzenia, które potwierdzają doniosłość korzyści, płynących z pielęgnowania astronomii, a przez nią utrzymywania dobrych stosunków międzynarodowych, zwłaszcza wówczas, kiedy gospodarcze, religijne i dyplomatyczne czynniki zawodzą.

W 1941 r., kiedy stosunki amerykańsko-meksykańskie były napięte z powodu konfiskaty w Meksyku rafineryj naftowych, jednocześnie rząd meksykański zaprasza do siebie 30 astronomów amerykańskich na zjazd, inaugurujący powstanie nowego obserwatorium, a stosunki te utrwala dalsze finansowanie przez Meksyk ekspedycyj naukowych ze St. Zj. Ameryki Północnej.

Również lata powojenne były przykładem jednoczenia się uczonych rosyjskich, skandynawskich, angielskich, amerykańskich, francuskich, watykańskich, holenderskich, belgijskich i innych narodowości.

W 1947 r. 9 astronomów radzieckich spędziło kilka miesięcy w Ameryce, zwiedzając tamtejsze obserwatoria i biorąc udział w konferencjach. W jesieni 1948 r., Międzynarodowa Unia Astronomiczna otrzymuje zaproszenie radzieckiej Akademii Nauk na odbycie następnego Zjazdu Unii w Leningradzie.

Powstaje pytanie, czy rządy przystają na wyjazd swych obywateli z powodu ich nieszkodliwości, czy też na skutek przekonania, że w nauce nie ma miejsca na nacjonalizmy? Najwidoczniej Słońce, Księżyc i gwiazdy wędrują wysoko ponad separatyzmem narodowościowym. Są one ponadnarodowościowe, podobnie jak prawo grawitacji, promieniowania, dziedziczności, odżywiania.

Przypomnieniem kilku główniejszych wydarzeń astronomicznych wykażemy, że współpraca międzynarodowa jest istotnym czynnikiem postępu nauk i ma specjalne znaczenie dla rozwoju międzynarodowej przyjaźni w dzisiejszej dobie nerwowości.

1. Znakomity astronom amerykański S. Newcomb zawdzięczał sukces swoich badań nad ruchem Słońca, Księżyca i planet możności wykorzystania materiału obserwacyjnego, przez długie lata gromadzonego m. i. we Francji i w Niemczech. W latach gorących, jak rok 1871, spotkać go można było w obu zmagających się krajach, schylonego nad rachunkami i obojętnego na uliczną kanonadę, mającą zadecydować o losach politycznych Francji.

2. W r. 1780, w obliczu szalejącej wojny między Amerykanami i Anglikami, przedstawiciele amerykańskiej Akademii Sztuk i Nauk udają się w niebezpieczne tereny walk na obserwację całkowitego zaćmienia Słońca. Materiał obserwacyjny tej ekspedycji został wykorzystany w 50 lat później do teorii tzw. „pereł" słonecznych przez angielskiego astronoma Baily'ego, choć właściwym ich odkrywcą był amerykanin Williams. Ale nie doprowadziło to bynajmniej do żadnego zatargu międzynarodowego, gdyż astronomowie, jak i inni naukowcy, nie są z natury inspiratorami wojen. Walczą jedynie z niewiadomymi sił przyrody. Każde ich odkrycie staje się własnością świata nauki, własnością uniwersalną.

3. Podobnie znakomity nawigator angielski, J. Cook, podczas swoich ekspedycyj naukowych (koniec XVIII w.), do-

znał właśnie od przeciwników, m. i. od B. Franklina, ochrony przed amerykańskimi okrętami.

4. Podobne przykłady można by zacytować z ostatniej wojny.

Wiadomość o odkryciu nowej komety w obserwatorium radzieckim, nad granicą turecką, pomimo ciężkich walk, toczonych na tym obszarze z Niemcami, została podana drogą radiową, ponad linią frontu, do Moskwy, a atakowana wówczas. Moskwa znalazła dość uwagi i czasu, aby przekazać ją dalej, bezpośrednio do Obserwatorium Harvardzkiego.

5. Współpraca międzynarodowa ma do zanotowania specjalny sukces w odniesieniu do zagadnienia odległości Słońca od Ziemi (paralaksa Słońca). Myśl powzięta została bez pomocy dyplomatów w 1928 r. na zjeździe astronomów w Holandii, a jej wykonanie powierzono obserwatoriom, rozproszonym we wszystkich częściach świata. Pomiary pozycji użytej do tego celu małej planety Eros (która z powodu znacznego mimośrodu jej orbity, w r. 1931 zbliżyła się dość znacznie do Ziemi), przekazane Spencer-Jones'owi, obecnie Królewskiemu Astronomowi w Greenwich, wyrażały się liczbą kilku tysięcy. Analizę Spencer-Jones'a poprzedziła kilkuletnia redukcja obserwacyj, którą zaledwie zdołały wykończyć obserwatoria w Lipsku, Greenwich i Berlinie, zanim bomby i propaganda ostatniej wojny rozpoczęły swoje żniwo. Ale oto w 1941 r., a więc w chwili największego nasilenia wojny, kiedy wyczerpane i przerażone narody wysilały się na gruntowne wzajemne zniszczenie, Królewski Astronom najspokojniej obwieścił światu naukowemu, że udało mu się wyznaczyć średnią odległość Ziemia-Słońce z dokładnością powyżej 0.009%!

Tym sposobem poznanie tej stałej znowu stało się możliwe dzięki współpracy międzynarodowej, ponad głowami zażarcie walczących. I mimowoli nasuwa się pytanie: kto zwyciężył w tej wojnie i co zyskano przez nią? Jeżeli ktoś powie, że wojna była nieunikniona, to można by odeprzeć to argumentem, że współpraca międzynarodowa jest bardziej potrzebna do opanowania ludzkiej ekscentryczności, niż do opanowania ekscentrycznego ruchu Erosa.

Jedność świata gwiazd można by ilustrować bez końca.

Ograniczymy się już jednak do kilku wydarzeń ostatniej doby, będących wynikiem użycia nowych teleskopów, a przede wszystkim współpracy międzynarodowej.

Współpraca o zasięgu światowym astronomów, oddających się badaniom Słońca, rozpoczęła się przed 40 laty. Zainstalo-

wano specjalne obserwatoria słoneczne w Indiach, Kalifornii, Chile, Francji, Colorado, Michiganie, Szwajcarii, Austrii, Holandii, Rosji i innych krajach, a ponadto szereg biur centralnych, rejestrujących fenomeny słoneczne i rozsyłających o nich natychmiastowe wiadomości na cały świat.

Słońce łączy ze sobą nie tylko różne kraje, ale i różne gałęzie nauki. Zagadnienia jego promieniowania łączą botaników z astronomami, kosmologów i fizyków, paleontologów i meteorologów. U pierwotnych ludzi Słońce było przedmiotem kultu, zaś dziś... stwierdzona w nim przemiana atomów materii na energię promieniowania jest natchnieniem większości nowoczesnych technologów.

Słońce jest światłem przewodnim ery atomowej.

Do poznania jednak Słońca, jego plam, granulacji, wyskoków i korony, zachodzi potrzeba skoordynowania wysiłku wszystkich astrofizyków świata.

Oto jesteśmy obecnie świadkami uintensywnienia badań korony słonecznej, odkąd Francuzowi B. Lyot'owi udało się rozwiązać pasjonujące kilka pokoleń zagadnienie dostrzegalności korony również poza krótkim okresem całkowitego zaćmienia, a więc w warunkach normalnych. Metoda Lyot'a znalazła niebawem naśladowców w Ameryce, Francji, Szwecji, Anglii, Australii, Niemczech, Austrii i Rosji, którzy rozbudowali studia korony i wyskoków na szeroką skalę. Ze zdjęć wyskoków można się było już przekonać, że większość ruchów emanacji jest skierowana do wnętrza Słońca, co nie jest jeszcze dotąd wytłumaczone. Ogólne zainteresowanie promieniowaniem pochodzącym z wyskoków i korony wynika z ważnego ich wpływu na radiowe transmisje, świecenie nocne nieba, burze magnetyczne, a może nawet i na pogodę ziemską. Ponadto, dzięki pracom spektrograficznym Niemca Grotrian'a i Szweda Edlen'a, ujawniono w koronie słonecznej obecność zjonizowanych atomów pierwiastków ciężkich, głównie żelaza, niklu i wapnia.

Wielkie znaczenie badań słonecznych pochodzi stąd, że poznanie mechanizmu promieniowania słonecznego jest wstępem do poznania tych samych spraw w bilionie gwiazd innych, z jakich się składa nasza Droga Mleczna. Ale powikłane i najeżone wieloma trudnościami badania te mogą być prowadzone jedynie przez zespół uczonych całego świata, a przy tym według uzgodnionego planu.

I jeszcze kilka przykładów międzynarodowej współpracy naukowej astronomów.

Jeden — to w ciągu wielu lat prowadzone przez 5 obserwatoriów astronomicznych w Rosji, Italii, Japonii i Ameryce badania ruchu biegunów ziemskich. Z wyjątkiem Rosji i Japonii, przerwane one zostały podczas ostatniej wojny.

Drugi — to teoria relatywistyczna A. Einsteina. Uczony ten uosabia szczytowe osiągnięcia wiedzy matematycznej, powstałej w Rosji, Niemczech, Italii, Irlandii i innych krajach. Umysłom zaprzągniętym w dzieło podstawowych problemów o naturze wszechświata obcymi są takie słabostki ludzkie, jak próżność narodowościowa, rasowe wywyższanie się i bezsensowne „skakanie sobie do oczu". Toteż kiedy pod koniec 1-ej wojny światowej generałowie i dyplomaci walczyli ze sobą, brytyjscy astronomowie, z inicjatywy A. Eddington'a, odbywali ekspedycje na zaćmienia słoneczne, aby sprawdzić zgodność wyprowadzonych przez Niemców konsekwencyj astronomicznych relatywizmu (odchylanie się promieni gwiazd w polu grawitacyjnym Słońca), zaś Belg Lemaître, Rosjanin Friedman i Amerykanie Robertson i Tolman kreowali nowe koncepcje kosmogoniczne. To znów maleńkie, ale słynne równanie $E = M. c^2$ (energia równa się iloczynowi masy przez kwadrat prędkości światła) wyjaśnia naraz niezrozumiale długi żywot Słońca, które, na mocy dokumentów paleobotanicznych i geochemicznych, od tysiąca milionów lat i więcej sączy bez zmian energię w liście roślin. Zagadkę tę rozwiązuje wreszcie fizyka jądrowa, uzasadniając długowieczność Słońca przemianą w nim wodoru na hel, wystarczającą na wiele bilionów lat jego promieniowania.

Trzeci przykład to niemilknący slogan atomowości. Dla astronomów wiek atomowy rozpoczął się znacznie wcześniej, niż od momentu rozszczepienia uranu 235. Doświadczenia i interpretacje pola energii atomowej datują się już od przeszło 10 lat wcześniej i zapisać je należy na chwałę uczonych conajmniej 12 narodowości. Jedność świata atomów zademonstrowana została jako jedność świata astronomii, biologii i chemii.

Na ostatnim Zjeździe Międzynarodowej Unii Astronomicznej w Zurychu w r. 1948, członkowie odnośnej komisji, w skład której wchodziło 40 reprezentantów kilkunastu narodów, omawiali właśnie plan dalszych studiów zagadnień dotyczących dalekich światów gwiazd. I nie wygrywano przy tym żadnych słabostek prestiżu narodowościowego, ani upośledzenia małych obserwatoriów, ani wzajemnego przewartościowywania się. Zgodnie uznano niewystarczalność dotychczasowego materiału obserwacyjnego dla sprawdzenia obecnych teoryj o naturze

przestrzeni, czasu i rozszerzającego się wszechświata oraz konieczność utworzenia nowych koncepcyj dla wyjaśnienia wyłaniających się sprzeczności.

Wzrok wszystkich astronomów jest obecnie skierowany ku 200-calowemu teleskopowi na Mount Palomar, w Kalifornii, za pomocą którego ma być zdobyty nowy materiał do wyjaśnienia prędkości ucieczki od nas odległych i niedostępnych dla analizy widmowej galaktyk. Podobne nadzieje łączą astronomowie z konstrukcją reflektorów typu Schmidt'a dla rozszerzenia wiadomości o metagalaktyce i prawie rozkładu w niej galaktyk.

I tu właśnie idea międzynarodowości poszczycić się może zespołowym czynem astronomów wolnej Irlandii, St. Zj. Ameryki i północnej Irlandii, wyczynem wzniesienia w wolnym stanie orańskim południowej Afryki na Harvard Kopje potężnego teleskopu Baker-Schmidt'a, przeznaczonego do rozstrzygnięcia, czy pogłębienia wzmiankowanych problemów. To porozumienie między Obserwatorium w Dunsink, Obserwatorium arcybiskupstwa półn. Irlandii i Obserwatorium Harvardzkim jest wielce symboliczne. Świadczy ono o gotowości kooperacji naukowej ponad religijnymi i politycznymi barierami.

Wspólnota taka jest najlepszą gwarancją pokoju i postępu ludzkości, bez których wysiłki wiedzy naszej i dążenia do dobrobytu szłyby na marne. Nasz rodzaj ludzki przeżywa obecnie jedną z epok krytycznych. Czy przetrwa kryzys przez właściwy użytek rozumu i okiełzanie złych instynktów, czy też nawiąże do biologicznego bankructwa przeszłości, znajdującego wyraz również w odsunięciu się od świata gwiazd — o tym zadecyduje najbliższa przyszłość.

Oto wątek myśli wybitnego astrofizyka amerykańskiego i zarazem szermierza pokoju, H. Shapley'a. *K.*

WŁADYSŁAW HORBACKI

WAHADŁO FOUCAULTA

W roku 1543 Mikołaj Kopernik dał ludzkości nowy system świata. Wtedy to starły się ze sobą dwa dogłębnie różne sposoby ujmowania rzeczywistości.

Z jednej więc strony stanął odwieczny pogląd starożytnych, opierający się całkowicie na świadectwie zmysłów, a przyjmujący nieruchomą bryłę Ziemi za środek wszech-

świata, wokół którego miały krążyć: Księżyc, Słońce, planety i gwiazdy. Aby ująć bardzo w istocie zawikłany bieg planet, twórcy owego systemu, znakomici astronomowie helleńscy obmyślili skomplikowany mechanizm kół, tarcz i sfer, jak deferensy, epicykle, ekscentryki, sfery reakcyjne i inne. Z biegiem lat przepowiednie zjawisk podawane przez astronomów w oparciu o ów z natury rzeczy wadliwie działający system świata, zrazu zgodne z rzeczywistością, stopniowo poczęły wyraźnie nie zgadzać się z biegiem ciał niebieskich, rozbieżnością tą wykazując coraz jaskrawiej i wyraźniej usterki tego systemu. Ratunek zaś widziano naówczas tylko jeden: w dalszych komplikacjach owego uświęconego tradycją porządku świata. Wszystkie jednak te kłopoty były niczym wobec poczucia pewności i bezpieczestwa człowieka na swym niewzruszonym siedlisku, Ziemi, oraz dumy owego najdoskonalszego tworu, który znajdował się — swoim zdaniem — w centrum Wszechświata, a dookoła niego miał krążyć cały świat pozaziemski, by go oświecać, ogrzewać, cieszyć łagodną poświatą Księżyca wśród czarownych nocy i dawać nawet (jak sądzili astrologowie) wskazania życiowe ciągle zmieniającą się konfiguracją ciał niebieskich. Tak w najogólniejszych zarysach przedstawiał się ów dawny, wiekami stary, porządek świata.

Z drugiej strony geniusz wielkiego Polaka daje system niewypowiedzianie prosty, który w niwecz obrócił niebawem całe pęki źle dopasowanych sfer i kół dawnego systemu. Przed oczami zdumionej ludzkości stanął nowy porządek Wszechświata, nacechowany przedziwną harmonią i takim pięknem wewnętrznej struktury, że olśnieni ludzie bez wahań prawie ten system z entuzjazmem przyjęli. W pierwszych dziesiątkach lat po ogłoszeniu dzieła „O Obrotach" ludzi tych pociągała przede wszystkim doskonałość astronomicznej koncepcji tego systemu. Przyczyniła się do tego również haniebnie sfałszowana przez Ossiandra (Hosemana) rzekoma przedmowa Kopernika do jego dzieła. W wieku jednak następnym objawia się ludzkości kosmologiczne piękno tej teorii. Wtedy to poraz pierwszy budzi się pragnienie oparcia podstaw tego nowego porządku świata na faktach doświadczalnie stwierdzonych. Kosmologiczny bowiem system Kopernika, piękny w swej architektonice, wspiera się, jak strzeliste sklepienie nawy krakowskiego kościoła świętego Krzyża, na jednym potężnym filarze, na przypuszczeniu ruchomości Ziemi. Tak się dziwnie złożyło, że ze wszystkich ruchów Ziemi, jej ruch obrotowy dookoła osi przykuł przede wszystkim uwagę owoczesnych ludzi.

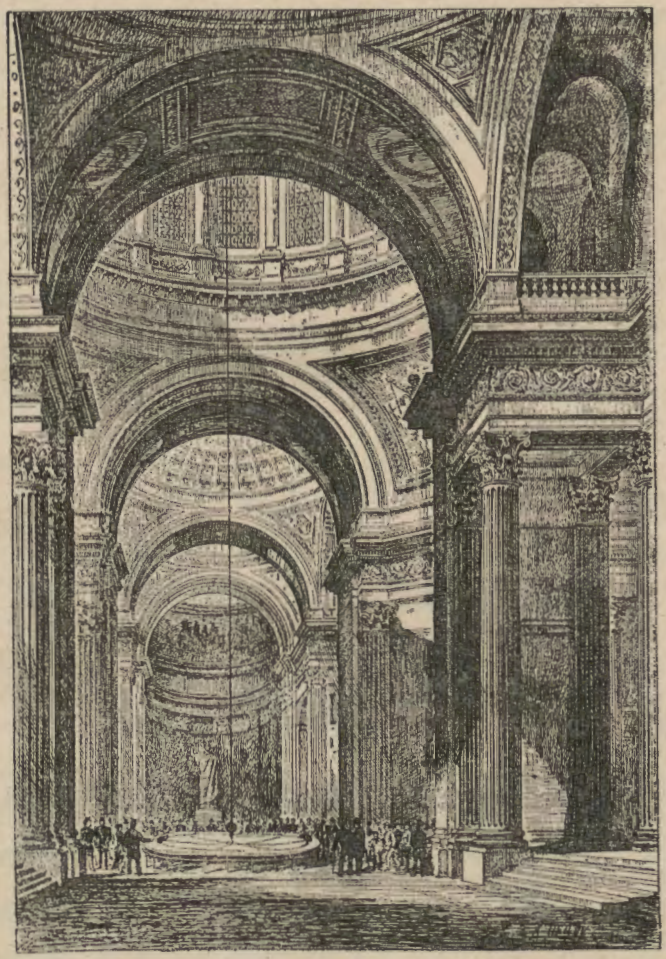
Sto lat po ogłoszeniu dzieła Kopernika znakomity francuski erudyta o. Marin Mersenne w roku 1643 rzuca pierwszy myśl, by obserwować lot pocisków wystrzelanych z armaty, w celu doświadczalnego stwierdzenia obrotowego ruchu Ziemi. Pomysł ten, w zasadzie słuszny, dopiero w roku 1837 dał pozytywne wyniki i wtedy jakościowo stwierdzono obrót Ziemi, dzięki opracowaniu tego eksperymentu przez teoretyka fizyki S. D. Poissona.

Również idea wielkiego Izaaka Newtona, podana w jego liście do Royal Society w roku 1679, by zbadać biegi swobodnie spadających ciał, nie dała pozytywnych wyników, mimo usiłowań R. Hooke'a w Londynie w roku 1680 oraz ponownych prób Guglielminiego w Bolonii w latach 1791/2, który zrzucał ciała ze sławnej Asinelli, wieży pochyłej. Dopiero początek wieku XIX przyniósł wyniki jakościowo potwierdzające obrót kuli ziemskiej — w doświadczeniach Benzenberga w roku 1802.

Italscy znów uczeni, jak Vincenzo Viviani w roku 1661 we Florencji, a następnie osiemdziesiąt lat potem Poleni w Padwie poświęcali się obserwacjom przez czas dłuższy trwających ruchów wahadeł. Uczeni ci dostrzegli pewne znamienne zjawisko towarzyszące tym ruchom, do żadnych jednak wniosków o ruchu kuli ziemskiej nie doszli. Aż oto, stało się to jakoś nagle, we środę 8 stycznia 1851 roku o godzinie drugiej w nocy: genialny francuski fizyk Jean Léon Foucault w niskiej (3 m) piwnicy domu przy rue d'Assas w Paryżu dokonuje kapitalnego doświadczenia z wahadłem, które w sposób doskonały wykazało obrót kuli ziemskiej dookoła osi. Foucault natychmiast zawiadamia o tym Akademię Francuską, a owoczesny jej sekretarz Franciszek Arago, rozumiejąc doniosłość tego dowiadczenia, udziela wielkiemu fizykowi „południkowej sali" Obserwatorium Astronomicznego w Paryżu, umożliwiając dokonanie tego doświadczenia w sali tak wysokiej, że wahadło miało długość 11 m. Doświadczenie to wykonał Foucault z całą, na jaką wtedy było stać, precyzją i stwierdził ilościowe potwierdzenie wirowania ziemi. Doświadczenie to nabrało natychmiast rozgłosu tak dalece, że rząd francuski udzielił wielkiemu fizykowi znacznej zapomogi pieniężnej, zobowiązując go do udostępnienia tego eksperymentu szerszym kołom publiczności. Kościół Patronki Paryża (zwany po jego skasowaniu Panteonem) był terenem pokazów publicznych. Wahadło o długości 67 m zostało obciążone dwudziestoośmio kilogramową kulą. Drut, na którego dolnym końcu kula ta zawisła, miał średnicę 1,4 mm. Pokazy gromadziły niezli-

czone rzesze publiczności nie tylko francuskiej, lecz również uczonych z zagranicy.

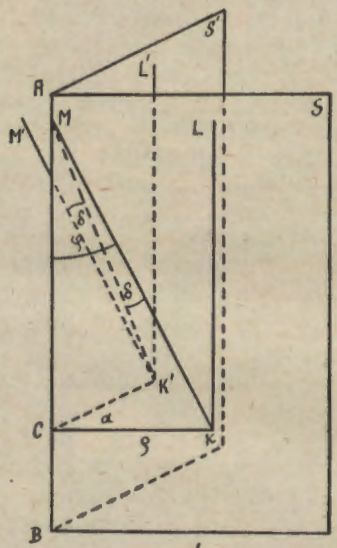
Doświadczenie dokonuje się w ten sposób, że wahadło odchyla się od położenia równowagi i przywiązuje się nicią do



Doświadczenie Foucaulta w Panteonie
(według współczesnego rysunku)

jakiegoś stałego punktu, np. ściany, czy jakiegoś mebla. Po całkowitym uspokojeniu się wahadła i ustaniu ruchów przy-

padkowo nadanych podczas wychylania przepala się nić i zwolnione z uwięzi wahadło zaczyna się majestatycznie wahać ze znacznym rozmachem na początku w pewnej określonej płaszczyźnie. Wskutek jednak dużego oporu powietrza rozmach pierwotny szybko zanika. Po pewnym, krótkim zresztą czasie dostrzega się wyraźnie występujące, a rosnące z biegiem czasu pozorne odchylanie się płaszczyzny wahań wahadła od pierwotnej płaszczyzny, w której wahadło rozpoczęło swój ruch. Przy doświadczeniach dokonywanych w ściślejszym gronie można dokonać pomiarów kąta odchylenia płaszczyzny wahań



rys. 1.

od płaszczyzny pierwotnej. Kąt ten, jak przewidywał Foucault, powinien zależeć od kąta, o który w tym czasie obróci się kula ziemska, oraz od sinusa kąta szerokości geograficznej. Wzór wyrażający tę zależność, zwaną powszechnie wzorem Foucaulta, został wyprowadzony przez francuskiego matematyka Bineta.

Rozpatrzmy płaszczyznę S przechodzącą przez prostą AB. Poprowadzimy na tej płaszczyźnie dwie proste przez dowolny punkt K, nie leżący na prostej AB. Jedna z tych prostych KL niech będzie równoległa do AB. druga zaś KM niech przecina AB w punkcie M pod dowolnym kątem $KMC = \varphi$ Jeśli obrócimy płaszczyznę S dookoła osi AB do położenia S', wtedy

prosta KL zajmie położenie $K'L'$, równoległe do swego pierwotnego kierunku KL. Prosta zaś KM opisze kąt KMK', o który się obróci w przestrzeni. Oznaczając CK przez ρ i zakładając, że kąt obrotu płaszczyzny S równy $KCK' = \alpha$ jest bardzo mały, możemy przyjąć, że miarą kąta α jest stosunek $\alpha = \frac{KK'}{\rho}$ radianów, oraz miarą kąta δ jest stosunek $KK' : MK$ radianów. Dzieląc przez siebie oba stosunki i upraszczając przez KK' mamy: $\frac{\delta}{\alpha} = \frac{\rho}{MK}$ uwzględniając, że stosunek $\frac{\rho}{MK} = \sin\varphi$ mamy

$$\delta = \alpha \sin \varphi.$$

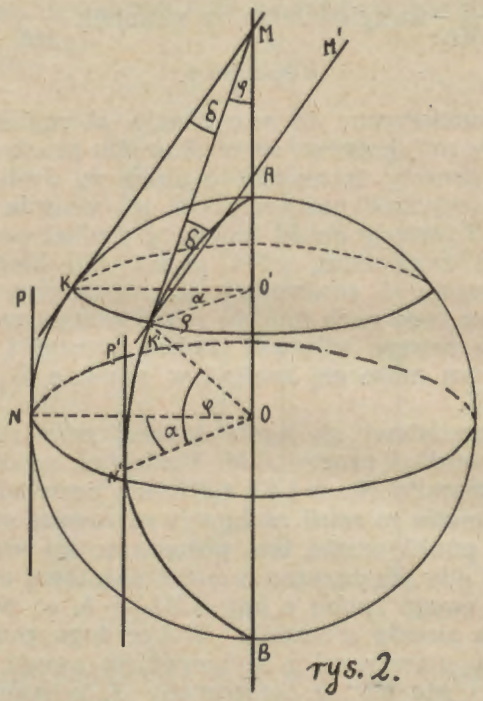
Czysto geometryczne te rozważania skomplikują się natychmiast, gdy przyjmiemy, że wzdłuż obu prostych KL i KM poruszają się punkty materialne o masie m. Jeśli podczas ich ruchu po płaszczyźnie nastąpi obrót tej właśnie płaszczyzny do położenia S', wtedy punkt biegnący wzdłuż prostej KL nie ulegnie wcale zakłóceniu, gdyż prosta KL biegnie podczas obrotu płaszczyzny S równolegle do swych poprzednich kierunków. Wobec tego ruch punktu materialnego wzdłuż prostej KL będzie się zawsze odbywał wzdłuż prostej i po pewnym czasie punkt ten może się znaleźć w punkcie L', leżącym na płaszczyźnie S'.

Sprawa przedstawi się zgoła inaczej przy ruchu punktu materialnego wzdłuż prostej KM. Ponieważ, zgodnie z pierwszą zasadą dynamiki Newtona (zasadą bezwładności) punkt materialny o masie m musi zachowywać zawsze swój pierwotny kierunek, punkt przeto ten, poruszając się wzdłuż prostej KM, w chwili gdy płaszczyzna S ulega obrotowi, uległby zmianie kierunku swego ruchu o kąt $KML' = \delta$, co jest sprzeczne z wymienioną zasadą dynamiki. Wobec tego punkt ten, poruszając się w przestrzeni z zachowaniem swego pierwotnego kierunku, „wyrwie się" z płaszczyzny S, w której rozpoczął swój ruch i pobiegnie wzdłuż prostej $K'M'$ równoległej do prostej KM. Wskutek tego po pewnym czasie znajdzie się on nie w punkcie (dajmy na to) M, lecz w punkcie M' na prostej $K'M'$, równoległej do pierwotnego kierunku ruchu i tworzącej z prostą $K'M$ kąt $MK'M' = \delta$ *).

Przenieśmy się teraz z naszymi rozważaniami na kulę ziemską. Z punktu K na południku AKB wyrusza punkt ma-

*) Opisane ruchy obu punktów materialnych są wynikiem składania się ruchu obrotowego dokoła osi AB i ruchu postępowego po prostej KL czy KM.

terialny o masie m wzdłuż stycznej KM (rysunek 2). Gdyby punkt ten poruszał się z puktu N na równiku, wtedy wraz z ruchem obrotowym Ziemi (w kierunku wskazanym strzałką) poruszałby się on stale po prostej o kierunku równoległym do pierwotnego kierunku NP. Wskutek tego, zgodnie z pierwszą zasadą dynamiki Newtona, nie opuści on nigdy płaszczyzny południka, w której się zawsze będzie poruszał. Jeśli jednak rozważany punkt materialny będzie biegł w kierunku KM,



rys. 2.

skośnym do osi, wtedy wraz z obrotem kuli ziemskiej zmieniłby on kierunek swego ruchu na $K'M$, a kierunek ruchu w przestrzeni uległby skręceniu o kąt δ, co, jak już wiemy z rozważań poprzednich, zmusi go do „wyrwania się" ze swej pierwotnej płaszczyzny i poruszania się wzdłuż prostej $K'M'$, równoległej do pierwotnego kierunku ruchu tego punktu, zgodnie z zasadą bezwładności. W ten sposób punkt ruchomy na półkuli północnej odchyli się pozornie w prawo (patrząc w kierunku jego ruchu) od pierwotnej płaszczyzny o kąt δ, w wypadku gdy kąt opisywany przez płaszczyznę jego ruchu

będzie bardzo mały. Wobec tego należy rozpatrywać to zjawisko małymi porcjami, gdyż przy uwzględnieniu większych kątów zjawisko bardzo się skomplikuje. Badając uważnie rysunek 2 można łatwo dostrzec, że przypadek ruchu na nim skreślony jest identyczny ze zjawiskiem rozpatrzonym na rys. 1. Należy tylko pamiętać, że kąt φ w wypadku kuli ziemskiej jest szerokością geograficzną punktu obserwacji. Wobec tego kąt odchylenia płaszczyzny wahań od płaszczyzny pierwotnej, czyli kąt δ wynosi

$$\delta = \alpha \sin \varphi$$

Wzór ten nosi nazwę wzoru Foucaulta. Gdy szerokość geograficzna punktu, w którym dokonuje się doświadczenie z wahadłem, będzie równała się zeru (na równiku), kąt odchylenia δ będzie się tam równał również zeru. Przy oddalaniu się od równika ku biegunowi — powiedzmy — na północ, kąt odchylenia będzie wzrastał wraz ze wzrostem szerokości geograficznej miejsca doświadczenia, aż osiągnie swe maksimum na biegunie Ziemi. Tam kąt δ opisany pozornie przez płaszczyznę wahań w pewnym czasie będzie się równał kątowi opisanemu w owym czasie przez płaszczyznę południka ziemskiego.

Wnioski te potwierdziły doświadczenia wykonane na różnych szerokościach geograficznych. Między innymi również eksperymenty z wahadłem Foucaulta starannie przeprowadzone przez Lampreya i Shawa w roku 1851 w Colombo (Ceylon) na szerokości geograficznej $\varphi = 6^0 56' 1''$. Dały one w ciągu 1 godziny, jako wynik, kąt oddylenia $\delta = 1^0 52' 12''$ równy prawie dokładnie przewidywanemu teoretycznie na podstawie wzoru Foucaulta. Zgodność ta jest uderzająca, jeśli się zważy trudności pomiaru kąta odchylenia przed stu laty. Doświadczenie dokonane w tym samym czasie w Rio de Janeiro w pobliżu zwrotnika zostało do tego stopnia mętnie opisane, że żadnych wniosków z tego doświadczenia wyciągnąć, niestety, nie można.

Należy natomiast wspomnieć o świetnych badaniach wahadła Foucaulta o długości 32 m, które zorganizował w Rzymie, w nawie kościoła San Ignazio w roku 1851 (maj) znakomity astrofizyk XIX wieku o. Angelo Secchi. Z niezwykłą ścisłością przeprowadzone badania doprowadziły Secchiego do wykrycia i opisania zjawiska owalizacji wahadła Foucaulta. Zjawisko to polega na tym, że wahanie pierwotnie przebiegające w płaszczyźnie zamieni się z biegiem czasu na bieg po owalu, który, jak pisze o tym wielki uczony, „jest podobny do

elipsy, która stopniowo się rozszerza. Kierunek zaś ruchu wahadła, obserwowany na owej krzywej, jest stale przeciwny ruchowi obrotowemu płaszczyzny wahań..."

Zjawisko owalizacji, pierwotnie zagadkowe pod względem dynamicznym, zostało wyjaśnione przez dra Vescovali i profesora Mossotti w roku 1853. Wyjaśnili oni, że owalizacja jest skutkiem działania siły Coriolisa na kulę wahadła przez punkt zawieszenia. Zjawisko więc owalizacji jest nowym dowodem obrotu kuli ziemskiej dookoła osi.

Ze wszystkich jednak doświadczeń z wahadłem Foucaulta najbardziej interesującym był eksperyment dokonany przez O. Pigota, kierownika stacji seismograficznej przy Riverview College w Sydney (Australia) w roku 1917. Doświadczenie to odbyło się pod kopułą Queen Victoria Markets w Sydney. Dwudziestoośmiometrowej długości wahadło obciążono u dołu dużą ołowianą kulą, posiadającą wewnątrz komorę. Umieszczono w niej dwa akumulatory, żarówkę elektryczną z systemem soczewek i zegar, który co pięć minut włączał prąd na czas jednego wahnienia. Na podłodze hali umieszczono bromosrebrny papier i wśród ciemności nocy wystawiono go na działanie zogniskowanego na nim światła co pięć minut rozbłyskującej żarówki. Po dwóch godzinach doświadczenia wywołano ów papier (180 cm długi), uzyskując pierwsze fotograficzne zdjęcie ruchów wahadła Foucaulta. Na zdjęciu tym uwidoczniły się oba dowody obrotowego ruchu Ziemi. Z jednej więc strony pozorne odchylanie się płaszczyzny wahań wahadła (jak to wykrył Foucalt) i owalizacja wahadła; dowodząca obrotu Ziemi (jak to wykazali Vescovali i Mossotti).

W Polsce od roku 1851 do 1949 nikt nie zorganizował publicznego pokazu tego wspaniałego doświadczenia *). Dopiero w r. 1949 Krakowski Oddział Towarzystwa Miłośników Astronomii dał społeczestwu polskiemu możność naocznego przekonania się o słuszności podstawowej idei Wielkiego Kopernika.

Wahadło krakowskie o długości blisko 47,5 m zawiesiło w kościele św. Piotra troje młodych członków Towarzystwa, którzy traktowali ten wyczyn jako błahą „wysokogórską" wspinaczkę... Okres jego wahania wynosił T = 13,68 sek. W chwili tradycyjnego przepalenia nici wiążącej kulę waha-

*) W Obserwatorium Astr. Uniw. Warszaw. było demonstrowane dla zwiedzających przez szereg lat w 3-piętrowym hallu wahadło Foucaulta, drugi model był zawieszony w Warszawie w Muzeum Handlu i Przemysłu przed wojną.

dła zaczyna ono swój majestatyczny bieg wzdłuż zaznaczonej na rozścielonej na podłodze taśmie papieru (17 m długiej) czarnej pręgi. Po jednym całkowitym wahnieniu płaszczyzna wahań wahadła zbacza pozornie od pierwotnej płaszczyzny o kąt w przybliżeniu równy 2′37,3″ w prawo, jeśli patrzymy w kierunku biegu kuli wahadła. Następne wahnienie odbędzie się znów z odchyleniem o ten sam kąt. Wobec tego odchylenie ma kumulatywny charakter i po upływie — powiedzmy — 20 minut wzrośnie do wartości 3°50′. To więc zboczenie już po 20 minutach wahań staje się wyraźnie widoczne. Owalizacja natomiast wymaga znacznie dłuższego czasu, lecz również daje się wyraźnie dostrzec.

Piszący te słowa miał zaszczytny obowiązek z gronem swych kolegów udzielania uczestnikom pokazów wyjaśnień w związku z istotą doświadczenia Foucaulta z wahadłem. Niech mi wolno będzie na tym miejscu dać wyraz głębokiego uznania dla najszerszych rzesz publiczności, która z głębokim skupieniem i wielkim wzruszeniem, wśród porywającej ciszy obserwowała wielkie zjawisko. Ogromne znaczenie tego eksperymentu w budowie poglądu na świat, połączone z genialną prostotą, wzbudzało zawsze, niezmiennie tę samą reakcję tłumu, reakcję głębokiego przejęcia, które ogarniało wszystkich wobec nagle przed oczami ludzkimi objawiającej się wielkiej prawdy Wszechświata. W świetle tej kosmicznej prawdy kula ziemską wraz z człowiekiem na niej się gnieżdżącym i cały system słoneczny nagle maleje do rzędu fruwających w promieniu światła pyłków, jak to w XXII pieśni Raju wyśpiewał Dante:

...Zaczem sfer siedem oczy me ogarną
I glob tak nikły w swojej ziemskiej zjawie,
Żem śmiechem cisnął w jego bryłę marną...

W kurzawie jednak tych marnych pyłków wyrasta umysł człowieka, którego genialny zryw odsłania przed olśnionym wzrokiem ludzkości wielkość niezgłębionej Prawdy, współmierną z ogromem niezgłębionego Wszechświata.

ANDRZEJ LISICKI

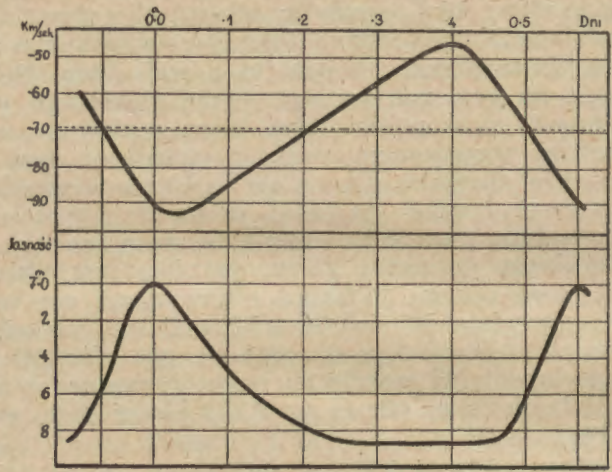
CEFEIDY — GWIAZDY ZMIENNE TYPU δ CEPHEI

Cefeidy, zawdzięczające swą nazwę najdawniej i najlepiej poznanej gwieździe tego typu, gwieździe δ Cephei, stanowią jedną z najliczniejszych grup gwiazd zmiennych, znamy ich dziś bowiem około 1,300. Obserwujemy je we wszystkich czę-

ściach nieba, występują bowiem zarówno w naszym systemie Wielkiej Galaktyki, jak też gromadach kulistych i Obłokach Magellana; wykryto je także w tak odległych od nas systemach gwiezdnych, jak wielkie mgławice w Andromedzie i Trójkącie, a nawet w nieregularnej mgławicy NGC 6822.

Jakie są obserwacyjne dane, dostarczane nam przez cefeidy?

1. Krzywa zmian blasku cefeid charakteryzuje się szybkim wzrostem jasności gwiazdy, krótkotrwałym ostrym maksimum i zwykle dość powolnym spadkiem jasności. Czasem, zwłaszcza wśród cefeid krótkookresowych, obserwujemy rodzaj „płaskiego dna". Okres wzrostu jasności zależy od długości całego



Rys. 1.

okresu zmian blasku gwiazdy, np. dla δ Cephei (okres = 6.5 dni) wynosi około 30 godz., zaś dla cefeid krótkookresowych sięga czasem 30 min. W tak krótkim czasie gwiazda podwaja ilość wypromieniowanej przez siebie energii, bowiem amplituda jasności cefeid wynosi przeważnie $0.^{m}9$, a rzadko przekracza $1.^{m}2$.

2. Okresy zmienności gwiazd typu δ Cephei są zawarte w dość szerokich granicach, nie tak jednak szerokich, jak u gwiazd typu Algola. Wynoszą one od kilkudziesięciu (około 40) dni do kilku godzin, przy czym skrajnym przypadkiem jest gwiazda CY Aqr. o okresie wynoszącym 88 m i n u t (ponad 18 cykli na do dobę!

3. Krzywa zmienności blasku cefeid jest, w odróżnieniu od gwiazd zakryciowych, na ogół niesymetryczna (różne prędkości wzrostu i opadania jasności). Symetryczność wykazują jedynie te cefeidy, których okresy są zawarte w dość ciasnych granicach w pobliżu 2.5 doby oraz 11 dni. Wtedy, zwłaszcza w pierwszym przypadku, krzywa swym przebiegiem przypomina sinusoidę (ξ Gem).

Tyle mówią fotometryczne pomiary cefeid. Spektroskopia natomiast dostarcza nam szeregu innych danych. Są to mianowicie zależności między okresem zmienności cefeidy a jej prędkością radialną, widmem i temperaturą powierzchni.

4. Prędkości radialne cefeid zmieniają się okresowo, przy czym okres tych zmian jest równy okresowi zmian jasności gwiazdy. Zmiany radialnych prędkości cefeid mają przebieg bardzo regularny i są tego rodzaju, że minimum prędkości radialnej (zbliżanie się) przypada w pobliżu momentu maksimum światła, zaś maksimum prędkości (oddalanie) odpowiada w czasie momentowi minimum blasku gwiazdy.

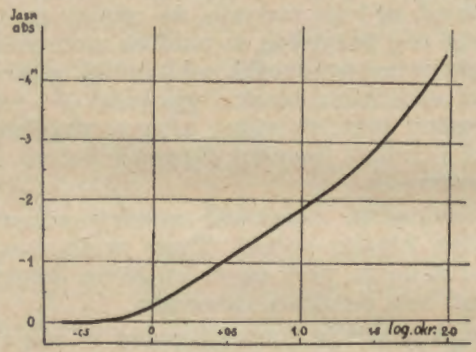
Na rys. 1 mamy przedstawione krzywe prędkości radialnej (krzywa górna) i zmian jasności (krzywa dolna) jednej z cefeid krótkookresowych.

5. Istnieje wyraźna zależność między widmem (barwą), a okresem zmian blasku cefeid. Typy widmowe zawarte są w przedziale od A do K, przy czym im okres cefeidy jest dłuższy — tym jest ona bardziej czerwona.

6. Wreszcie obserwacje fotometryczne w różnych barwach wykazują, że indeks barwy cefeid nie jest stały w czasie dla jednej gwiazdy, lecz zmienia się okresowo w wąskich granicach. Oznacza to, że gwiazda zmienia rytmicznie także swą barwę, a więc i typ widmowy: w maksimum blasku jest ona bardziej niebieska niż w minimum. Odpowiadające temu zmiany temperatury na powierzchni gwiazdy nie przekraczają na ogół 1000 stopni. Pomijając liczne mniej lub więcej interesujące próby (Roberts, Eddie, Curtiss, Duncan) wytłumaczenia mechanizmu obserwowanych okresowych zmienności cefeid przejdziemy od razu do uznanej dziś powszechnie teorii pulsacji.

Teoria ta została po raz pierwszy wysunięta jeszcze w roku 1879 przez Rittera. Jednak praca jego wywołała niewielkie wrażenie i rychło została zapomniana. W roku 1914 Shapley wykazał absurdalność poglądu wyznawanego wówczas przez wielu astronomów, że cefeidy stanowią ciasne układy zakryciowe. Rok 1919 przyniósł wielką pracę Eddingtona, który podał w niej dokładną teorię pulsacji cefeid.

Eddington mianowicie założył, że w cefeidach działają dwie przeciwnie skierowane siły: czuwająca nad całością gwiazdy grawitacja, oraz ciśnienie gazów składowych, które usiłuje gwiazdę rozsadzić od wewnątrz. W czasie kurczenia się (grawitacja) cefeidy wzrasta ciśnienie gazów składowych powodując wzrost temperatury wnętrza gwiazdy, co z kolei także wzmaga wewnętrzne ciśnienie. Gdy ciśnienie i temperatura osiągną dostateczną wysokość, siły grawitacji zostają przezwyciężone i gwiazda zaczyna „pęcznieć". Podczas tego procesu temperatura jej opada (przesunięcie klasy widmowej ku czerwieni). Po osiągnięciu pewnego określonego stopnia rozprężenia do głosu dochodzi znów grawitacja i cefeida kurczy się, po czym cały cykl się powtarza.



Rys. 2.

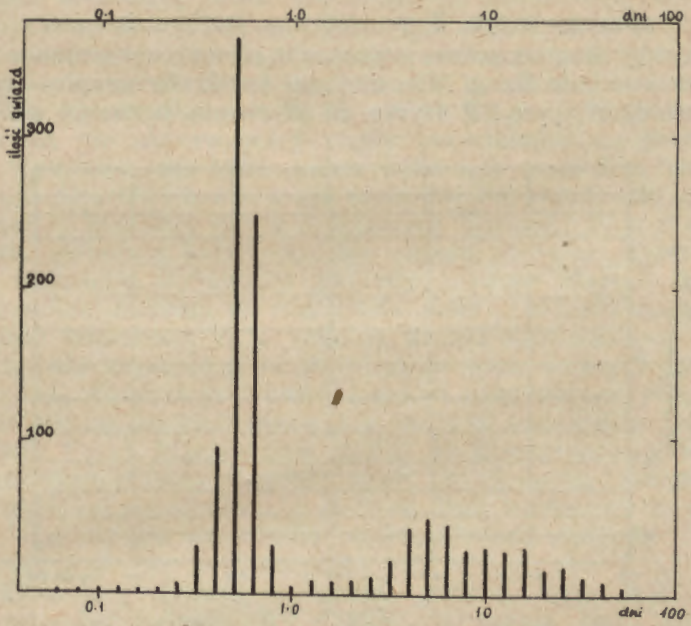
Konsekwencją takiego modelu cefeidy jest to, że największa jej jasność przypada na moment najmniejszych rozmiarów. Zauważmy jednak, że zmiejszeniu się powierzchni świecenia gwiazdy towarzyszy wzrost temperatury i ubytek powierzchni kompensuje się z nadwyżką wzmożoną emisją promieniowania.

Z teorii Eddingtona wynikałoby więc, że i w maksimum blasku i w minimum szybkość radialna powinna być zero, co jak widać z rys. 1, nie zachodzi. Wyjaśnienie tej sprzeczności podał ostatnio M. Schwarzschild.

Cefeidy — odróżnieniu od „normalnych" gwiazd — charakteryzują się niezwykle wielkimi jasnościami absolutnymi. Ich jasność absolutna szybko wzrasta w miarę przesuwania się ku cefeidom długookresowym, a więc ku gwiazdom bardziej czerwonym. Te ostatnie na diagramie Russela znajdują się wysoko ponad gałęzią ciągu głównego gwiazd. Wynika stąd wnio-

sek, potwierdzony zresztą przez inne badania, że cefeidy długookresowe są nadolbrzymami gwiazdowymi. Ciekawą jest rzeczą, że te własności nakażują nam cefeidy zaliczyć do tak zwanej „drugiej populacji" gwiazd (vide Urania XIX, str. 50, art. J. Mergentalera *Z czego są zbudowane mgławice pozagalaktyczne*).

Jak powiedzieliśmy przed chwilą, istnieje związek pomiędzy jasnością absolutną a okresem cefeidy. Graficznie zależ-



Rys. 3.

ność tę można przedstawić jako tzw. krzywą Shapleya, która jest uwidoczniona na rys. 2.

Z powyższego faktu wynika bardzo ważne „zastosowanie" cefeid. Jeśli bowiem zaobserwujemy jakąś cefeidę, wyznaczymy jej okres i jasność obserwowaną na niebie, to wówczas przy pomocy znanego wzoru fotometrycznego

$$M = m + 5 - 5 \log r$$

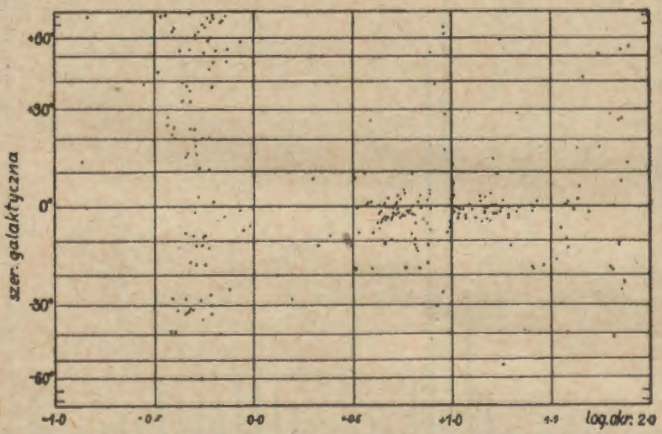
gdzie M i m są jasnościami absolutną i widomą, zaś r odległością gwiazdy w parsekach, wyznaczyć będziemy mogli odległość od nas danej cefeidy. Cefeidy zatem są potężnym narzędziem „sondowania" przestrzeni. Metoda ta, podana w r. 1912

przez Henriettę Leavitt, odegrała i odgrywa olbrzymią rolę przy wyznaczaniu odległości różnego typu mgławic i gromad gwiazd. Poważnymi jej plusami są: duża, jak się wydaje, dokładność wyników, oraz fakt, że cefeidy występują na całym niebie.

Wszystkie cefeidy można podzielić na dwie wyraźne grupy:
1) cefeidy krótkookresowe, o okresie mniejszym od 1 doby, i
2) cefeidy długookresowe ($P > 1$ doby).

Jak widzimy z rys. 3, podział ten jest bardzo ostry.

Cefeidy długookresowe występują niemal wyłącznie w płaszczyźnie układu Drogi Mlecznej, zaś krótkookresowe — zwane też cefeidami typu RR Lyrae od pierwszej poznanej gwiazdy



Rys. 4.

tego rodzaju — tworzą wraz z układem Drogi Mlecznej układ współkoncentryczny, lecz kształtu zbliżonego do kuli. Występują one również bardzo licznie w gromadach kulistych gwiazd. Na skutek wyżej opisanego rozkładu długo- i krótkookresowych cefeid, cefeidy długookresowe obserwujemy w małych szerokościach galaktycznych (w pobliżu Drogi Mlecznej), zaś cefeidy typu RR Lyrae widzimy w różnych kątowo odległościach od równika Drogi Mlecznej. Podział ten wyraźnie jest widoczny z rys. 4.

Oprócz cefeid długookresowych, zwanych też klasycznymi cefeidami, oraz gwiazd typu RR Lyrae obserwujemy na niebie gwiazdy nieco przypominające swoimi cechami gwiazdy

typu δ Cephei. Będą to gwiazdy zmienne typu β Canis Maioris, W Virginis, oraz RV Tauri. Występują one na niebie w niewielkich ilościach.

Gwiazdy typu β Canis Maioris charakteryzują się bardzo niewielkimi zmianami jasności i to utrudnia ich wykrycie. Amplituda zmian blasku gwiazd tego typu nie przekracza 0,25 wielkości gwiazdowej, a w wielu wypadkach wynosi nawet niewielką ilość setnych części wielkości. Niektóre gwiazdy tego typu nie wykazują nawet tak drobnych zmian; być może, że zmiany te są mniejsze, niż wynosi dokładność naszych pomiarów fotometrycznych. Najważniejszą cechą gwiazd typu β Canis Maioris są okresowe zmiany ich prędkości radialnych. Z widm ich wynika jednak, iż nie są to gwiazdy podwójne, albowiem nie obserwujemy nigdy rozdzielenia się prążków, czyli wysyłane jest tylko jedno widmo, a poza tym zmiany w prędkościach radialnych nie zachodzą tak regularnie jak by to musiało być przy ruchu orbitalnym. Gwiazdy typu β Canis Maioris posiadają bardzo krótkie okresy, zawarte między 2.5 do 8 godzin, z wyjątkiem gwiazdy ε Ursae Maioris, której okres zmian jasności wynosi około doby. Gwiazdy te należą do klasy widmowej B, a więc są koloru niebieskiego.

Gwiazdy zmienne typu W Virginis mają okresy i jasności absolutne, zupełnie podobne do cefeid długookresowych, różnią się jednak od nich niezwykle wielkim oddaleniem od płaszczyzny Drogi Mlecznej, w której to płaszczyźnie znajdują się wszystkie cefeidy długookresowe. Drugą cechą tych gwiazd jest wyraźne występowanie jasnych linii wodorowych w ich widmie w okresie wzrastania blasku. Gwiazd zmiennych typu W Virginis znamy jedynie pięć.

Najbardziej typową z grupy gwiazd typu RV Tauri jest właśnie gwiazda RV Tauri. Wykazuje ona półregularne zmiany blasku o okresie 79 dni, w którym to okresie zachodzą dwa maksima jednakowego blasku i dwa minima nierównej głębokości. Na opisane zmiany blasku jak gdyby nakładają się powolniej zachodzące zmiany blasku o okresie około 1,300 dni nierównej głębokości, a wahające się około półtorej wielkości gwiazdowej. Widmo gwiazdy RV Tau należy do klasy K i ulega pewnym niewielkim zmianom, zależnie od jasności gwiazdy w danej chwili.

Z powyższego artykułu widać, że cefeidy są grupą gwiazd stosunkowo dobrze poznaną, lecz kryjącą mimo tego w sobie dużo tajemnic. Nad wyjaśnieniem wielu z tych tak ciekawych problemów pracuje liczna rzesza astronomów. Każdy rok przynosi nowe prace z tej dziedziny. Natura jednak zazdrośnie ukrywa swe tajemnice przed ludźmi.

ANTONI PIASKOWSKI

LUNETY ASTRONOMICZNE XVII WIEKU

Począwszy od XIV wieku, w literaturze naukowej owych czasów, spotkać można niekiedy wzmianki o bliżej nie określonych instrumentach optycznych, służących do obserwacji przedmiotów odległych. Autorzy jednak opisujący je (m. in. Vitelio, Roger Bacon, H. Fracastor: „Homocentria", J. B. Porta: „Magia naturalis") czynią to w sposób tak ogólnikowy i niejasny, że trudno stwierdzić, czy chodziło im o rzeczywiście znane już wtedy lunety, czy też były to tylko rozważania nie oparte na żadnych przesłankach teoretycznych czy też danych praktycznych. Nie popełnimy większego błędu odnosząc wynalezienie lunety dopiero na początek XVII wieku, z których to czasów mamy o tym fakcie szczegółowe dane historyczne. Zasługa tego wynalazku przypadła prawdopodobnie w udziale J. Lippershey'owi, fabrykantowi okularów z Middelburga w Holandii. Jak to wynika z dokumentów odnalezionych przez van Swidena i Moll'a w archiwum Hagi, złożył on we wrześniu 1608 roku podanie do Stanów Generalnych o udzielenie mu patentu na wynaleziony przez siebie teleskop. W grudniu tegoż roku odmówiono mu jednak udzielenia patentu, gdyż w międzyczasie i inni poczęli budować lunety. Jednym z nich był Jakub Metius, syn matematyka, burmistrza Alkmaru, Adriana Metiusa, który zaledwie w dwa tygodnie po Lippershey'u zawiadomił Stany Generalne o swoim wynalazku; patentu jednak również nie uzyskał. Sirtorius, autor pierwszego dzieła o lunetach, pt. „Telescopium" (Frankfurt, 1618) także przyznaje wynalezienie tego instrumentu Lippershey'owi.

Powszechnie, choć niesłusznie, uważany za twórcę lunety holenderskiej *), G. Galileusz był prawdopodobnie pierwszym, który skierował lunetę na niebo i dokonał obserwacji astronomicznych. Dopiero w roku 1609, czyli w rok po Lippershey'u, zbudował Galileusz szereg lunet o powiększeniu od 3 do 33 razy i przy ich pomocy dokonał odkrycia gór na Księżycu, księżyców Jowisza, plam na Słońcu i wielu innych, nieznanych dotąd szczegółów ciał niebieskich, co opisał w dziele pod tytułem „Sidereus Nuntius" (Wenecja 1610). Jednak o pierwszeństwo w obserwacjach astronomicznych ubiegają się z nim wg. de Zacha dwaj uczeni: T. Harriot z Londynu

*) Luneta holenderska składa się ze stosunkowo dużej dwuwypukłej soczewki skupiającej (przedmiotowej) o długim ognisku, oraz mniejszej soczewki (ocznej) dwuwklęsłej; daje obrazy urojone, proste.

i Szymon Marius z Ansbach. Ten ostatni miał dostrzec księżyce Jowisza na dwa miesiące przed Galileuszem, ponieważ jednak opublikował to odkrycie dopiero w roku 1612 („Mundus Jovialis"), pierwszeństwo przyznaje się zwykle Galileuszowi.

O ile co do rozmiarów lunet Lippershey'a nie mamy prawie żadnych danych (wg. Huyghensa pierwsza z nich miała mieć długość ok. 45 cm), o tyle rozmiary lunet Galileusza są nam już znane. Jedna z nich miała średnicę objektywu 58 mm, ogniskową objektywu 1689 mm i dawała powiększenie 18 razy, inna miała średnicę 40 mm, długość 600 mm i powiększenie 9-krotne.

Zastosowanie lunety holenderskiej do celów astronomicznych mogło być jednak tylko bardzo ograniczone. Trudność uzyskania większych powiększeń (największe stosował Harriot — 50 razy), małe i nierównomiernie naświetlone pole widzenia, niemożność umieszczenia przyrządów pomiarowych w ognisku objektywu (obrazy pozorne) stanowiły jej poważne wady. Dlatego też z chwilą skonstruowania właściwej lunety astronomicznej, złożonej z dwu soczewek zbierających, zwanej niekiedy keplerowską, używanie lunety holenderskiej do badań astronomicznych zostało zupełnie zarzucone i obecnie ogranicza się do stosowania jej jako lornetki teatralnej i polowej ze względu na jej prostą konstrukcję i uzyskiwane bezpośrednio obrazy proste.

Za twórcę lunety keplerowskiej uważać należy Ch. Scheinera, profesora kolegium w Ingolstadt (1575—1630), który zbudował ją około roku 1614, opierając się na teoretycznych podstawach podanych przez J. Keplera w „Dioptrice" (prop. 88). Pierwotnie służyła mu ona do otrzymywania obrazów Słońca przez projekcję, w podobny sposób, jak to się stosuje do dzisiaj.

Pierwszy opis takiego helioskopu zawiera list z 27 września 1615 r., pisany przez H. Stöltzle'go do J. Keplera z rysunkiem tego instrumentu. Opis lunety do obserwacji bezpośredniej znajduje się w dziele Scheinera pt. „Rosa Ursina" (1630) zawierającym zestawienie obserwacji autora nad plamami słonecznymi. Jednym z pierwszych astronomów, którzy stosowali lunetę keplerowską był Włoch Fontana, obserwujący w latach 1629—1639. Dostrzegł on pierwszy trójkątną plamę na tarczy Marsa, nazwaną przez niego „Pilula Martis"; była to prawdopodobnie tak zwana obecnie Syrtis Major.

W Polsce stosunkowo wcześnie zaczęto budować lunety. Już w latach czterdziestych XVII w. znany selenograf Jan

Heweliusz (1611—1687) wyposaża swe bogato zaopatrzone obserwatorium w Gdańsku w szereg lunet własnej konstrukcji. Dokonane przy ich pomocy badania powierzchni Księżyca zachowały wartość naukową przez lat prawie 150, aż do czasów Tobiasza Mayera i Schrötera; nie udało mu się jednak rozpoznać przez swe lunety właściwego kształtu pierścieni Saturna („Dissertatio de natura Saturni" — 1656). Opis konstruowanych przez siebie refraktorów umieścił w I. rozdziale dzieła „Selenographia" (1647) i w książce pt. „Machina coelestis" — 1673.

Obiektywy wszystkich tych lunet stanowiła pojedyncza soczewka zbierająca. Obrazy przez nią dawane dalekie więc były od doskonałości. Wady obiektywu, jak: aberacja chromatyczna, sferyczna, koma i astygmatyzm, nie skorygowane przez dodanie odpowiednio dobranej drugiej soczewki, powodowały znaczną nieostrość i silne zabarwienie obrazu. Aż do czasów Johna Dollonda (1706—1761) nie było innego sposobu korygowania tych błędów, jak tylko przez znaczne przedłużanie ogniskowych używanych soczewek. Podczas gdy stosunek średnicy do ogniskowej wynosi u achromatycznych obiektywów od 1 : 14 do 1 : 18, u dawnych lunet, nie achromatycznych, dochodził do 1 : 50 lub nawet do 1 : 250. Na minimalną długość ogniskową F obiektywu o średnicy D podał słynny astronom holenderski Ch. Huyghens wzór: $F = 1{,}4\ D^2$. Auzout dopuszczał nieco krótsze ogniskowe stosując wzór: $F = 1{,}06\ D^2$. F i D należy wyrazić w jednakowych jednostkach długości, mianowicie w milimetrach.

Wzory powyższe wyrażały najmniejsze ogniskowe dopuszczalne dla danej średnicy. Konstruktorzy starali się dla polepszenia obrazów, dawanych przez ich lunety, stosować jak najdłuższe ogniskowe. Granicą jaką osiągnęli było ok. 40 m przy średnicy ok. 150 mm, lunety dłuższe były już zbyt ciężkie i niewygodne, aby można je było stosować do obserwacji. Z tych więc względów obserwatorom XVII wieku nie udało się nigdy zastosować lunet o średnicy obiektywów większej niż 150 mm. Dwa największe obiektywy roboty Ch. Huyghensa (1629—1695) posiadały przy średnicy 200 mm tak długie ogniskowe (52 i 64 m), że najprawdopodobniej nigdy przez nie nie obserwowano. Podobnie jak wiele innych z tych czasów, obiektywy te zachowały się do dnia dzisiejszego; obecnie znajdują się w posiadaniu Royal Society w Londynie.

W początkach zeszłego stulecia Harding w Utrechcie i Royer w Lejdzie odnaleźli wiele soczewek roboty Huyghensa, w tym sporo obiektywów astronomicznych, tak że-

o optyce stosowanej w lunetach tego badacza mamy już szczegółowe dane. 13 obiektywów odnalezionych w 1809 r. przez Royera posiada następujące rozmiary:

Ilość	Średnica	Ogniskowa	Stos. średn. do ogn.
1	57 mm	3 m	1 : 53
4	81 mm	7,2 m	1 : 89
2	91 mm	12,9 m	1 : 142
3	125 mm	27,0 m	1 : 216
3	150 mm	36,6 m	1 : 244

W Lejdzie odnaleziono oprócz tego kompletną lunetę roboty Huyghensa z obiektywem średnicy 57 mm i ogniskowej równej 3,6 metra; w połączeniu z pojedynczą soczewką okularową dawała ona powiększenie 49. Astronom Kaiser w celu porównania jej sprawności z lunetami achromatycznymi wykonał przy jej pomocy cały szereg obserwacji i stwierdził, że chociaż przewyższa ona co do ostrości obrazów lunetę Dollonda (O = 76 mm, F = 750 mm), to co do ogólnej dobroci obrazów nie góruje nad 40-milimetrową lunetką roboty Merza.

Obiektywy lunet Huyghensa są na ogół doskonale wyszlifowane i wypolerowane, wykonane przeważnie jednak ze szkła bardzo marnego, zabarwionego niejednokrotnie na kolor szarozielonkawy i zawierającego w swej masie liczne bańki powietrza, a co gorsze, nawet ziarenka piasku. Wskazuje to jak trudno było w owych czasach o dobre szkło dla celów optycznych.

Początkowo jako obiektyw służyła soczewka dwuwypukła o jednakowych po obu stronach krzywiznach ($R_1 = -R_2$), wkrótce jednak przekonano się, że forma ta daleka jest od doskonałości, jeśli idzie o wyrazistość dawanych obrazów, i że znacznie lepsze wyniki osiągnąć można stosując soczewki wypukło-płaskie tak zorientowane, aby strona wypukła zwrócona była ku obserwowanemu przedmiotowi, a płaska ku obserwatorowi. Dalsze udoskonalenie przyniosły dopiero ostatnie lata okresu lunet nieachromatycznych; powrócono znowu do soczewek dwustronnie wypukłych z tym jednak, że krzywizna pierwszej (przedniej) powierzchni była 6 razy większa ($R_2 = -6R_1$) niż tylnej (dla n = 1.5, bo stosunek ten zależy od współczynnika załamania szkła, z którego soczewkę wykonano). Soczewkę taką można rozpatrywać jako złożoną z dwóch so-

czewek płasko-wypukłych, o zboczeniach sferycznych równych co do wielkości, ale odmiennego znaku, tak że dzięki wzajemnej korekcji układ taki posiada minimum aberacji sferycznej. Soczewki takie przetrwały do drugiej połowy XVIII wieku, gdzie spotkać je można było już jako części składowe obiektywów achromatycznych (np. w konstrukcji Eulera).

Dalsze udoskonalenie lunet z soczewek wyłącznie nieachromatycznych nie było już możliwe i bieg rozwojowy teleskopów poszedł w kierunku stosowania zwierciadeł, zamiast obiektywów soczewkowych (teleskopy Gregory'ego, Cassegraina, Newtona).

ST. WIERZBIŃSKI

WAHANIA SZEROKOŚCI GEOGRAFICZNEJ

Z teorii ruchu obrotowego Ziemi wiemy, że oś obrotu nie ma stałego położenia wewnątrz Ziemi. Z równań Eulera wynika, że oś obrotu zatacza dookoła głównej osi bezwładności powierzchnię stożkową w okresie 303 dni średnich słonecznych, zwanym *okresem Eulera*. Wskutek tego bieguny, określone na powierzchni Ziemi przez jej oś obrotu, zataczają odpowiednie koła dookoła głównej osi bezwładności, oczywiście w założeniu, że glob ziemski jest ciałem absolutnie sztywnym. Przyczyną tego ruchu osi obrotu jest odbiegający nieco od kuli kształt Ziemi oraz prędkość jej ruchu obrotowego.

Ponieważ położenie południka, miejsca obserwacji oraz położenie równika geograficznego zależy od położenia biegunów na powierzchni Ziemi, więc oczywiście zmiany położenia biegunów muszą powodować również zmiany szerokości i długości geograficznej, zaś z charakteru tych zmian można wyciągnąć pewne wnioski o ruchach biegunów na powierzchni Ziemi. Z tego względu w ostatnich dziesięcioleciach zmiany szerokości geograficznej stały się przedmiotem bardzo ścisłych badań. Jedynie dzięki udoskonaleniu specjalnych metod badań i precyzyjnym narzędziom, w połączeniu z celową organizacją badań przy współpracy międzynarodowej, zdołano stwierdzić nieznaczne zmiany szerokości geograficznej, a tym samym wykazać zmienne położenie biegunów na powierzchni Ziemi.

Już z pomiarów szerokości geograficznej, wykonanych w 19 stuleciu, wynika, że szerokość ulega pewnym wahaniom; jednak zmiany te tłumaczono wówczas przede wszystkim lokalnymi anomaliami refrakcji i błędami instrumentalnymi względnie błędami obserwacyjnymi i różnicami między róż-

nymi metodami obserwacji. Dopiero pierwsze wnioski o okresowych zmianach szerokości wyprowadzono z pomiarów Petersa, wykonanych w latach 1842/43 w Obserwatorium Pułkowskim. Z obserwacji tych wynika, że amplituda zmian szerokości jest bardzo drobną, gdyż wynosi 0".08, a okres tych zmian jest zgodny z *okresem Eulera.*

Na Międzynarodowej Konferencji Pomiarów Stopni, odbytej w Rzymie w r. 1883, przedstawiciel Włoch, Fergola, postawił wniosek, aby przez systematyczne wyznaczanie szerokości geograficznej w odpowiednio wybranych miejscowościach stwierdzić, czy bieguny ziemskiej osi obrotu mają stałe położenie na powierzchni Ziemi, czy też są w ruchu. Pomimo, że wniosek ten został przyjęty, upłynęło jednak kilkanaście lat, zanim celowo zorganizowano te badania

Nowy bodziec do tego rodzaju badań dały obserwacje Küstnera w Obserwatorium Berlińskim, z których bez wątpienia wynika, że na wiosnę 1885 r. szerokość Berlina była o 0".20 mniejsza, aniżeli wiosną 1884 r. Także równoczesne pomiary szerokości w Berlinie, Poczdamie i Pradze, wykonane w latach 1889/90, wykazały, że wahania szerokości geograficznej rzeczywiście istnieją. W celu rozstrzygnięcia wątpliwości postanowiono wykonać odpowiednie obserwacje na dwóch stacjach odległych o 180° od siebie.

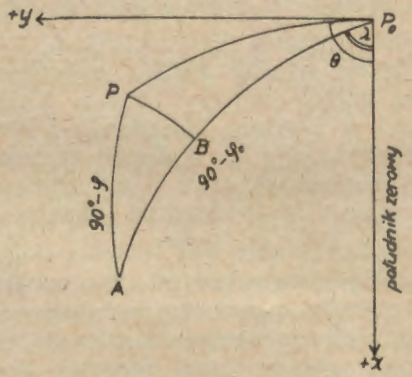
Z polecenia Międzynarodowego Biura Pomiarów Ziemi wykonano w r. 1891/92 równoczesne obserwacje w Berlinie i Honolulu, z których opracowania okazało się, że wahania szerokości Berlina mają tę samą wartość bezwzględną, lecz znaki przeciwne, niż w Honolulu. Ponieważ stwierdzono niezbicie, że wahania szerokości rzeczywiście istnieją, więc w celu stałej obserwacji tych wahań, umożliwiającej wyciąganie wniosków o ruchu biegunów na powierzchni Ziemi, z ramienia Międzynarodowego Biura Pomiarów Ziemi zorganizowano Międzynarodową Służbę Szerokości, której zadaniem jest współpraca między stacjami obserwacyjnymi, opracowanie metod obserwacyjnych oraz wyznaczenie położenia samych stacji. Założono więc szereg stacyj, leżących na jednym i tym samym równoleżniku i możliwie symetrycznie względem siebie położonych, oraz postanowiono, że na wszystkich tych stacjach szerokość geograficzną należy wyznaczyć metodą Horrebow-Talcott'a z obserwacji tych samych par gwiazd, a to w celu wyeliminowania ewentualnych przypadkowych błędów w deklinacjach gwiazd. Wobec tego, uwzględniając

jeszcze stosunki metereologiczne i seismiczne, założono cztery następujące stacje, leżące na równoleżniku + 39° 8′:

Mizusawa (Japonia)	$\lambda = -141^0\ 8'$
Carloforte (Włochy)	$= -\ 8^0\ 19'$
Gaithersburg (Wsch. Amer. Półn.) .	$= +\ 77^0\ 12'$
Ukiah (Zach. Ameryka Półn.) . .	$= +\ 123^0\ 13'$

Dobrowolnie zgłosiły swoją współpracę Obserwatorium w Cincinnati oraz Wydział Topograficzny Rosyjskiego Sztabu Generalnego, oddając do dyspozycji Międzynarodowej Służby Szerokości stację w Czardjui; obie te stacje leżą również na wyżej wymienionym równoleżniku:

Czardjui (Azja Środkowa) . . .	$\lambda = -63^0\ 29'$
Cincinnati (Ameryka Środkowa) . .	$= +\ 84^0\ 25'$



Rys. 1.

Cztery główne stacje zaopatrzono w jednakowe narzędzia i pawilony do obserwacji; także dwie ostatnie stacje podporządkowały się przepisom. W r. 1899 wszystkie te stacje rozpoczęły wykonywanie właściwych obserwacyj. Podczas pierwszej wojny światowej (1914—1918) niektóre z nich były nieczynne względnie zostały zlikwidowane. Stacja w Cincinnati została zlikwidowana w r. 1916, stacja zaś w Czardjui w r. 1919. Na miejsce tej ostatniej utworzono w r. 1928 nową stację Kitab, położoną w pobliżu Czardjui:

Kitab (Uzbekistan, ZSRR) . . . . . $\lambda = -66^0\ 53'$

Tak więc na równoleżniku + 39° 8′ jest obecnie czynnych pięć stacyj. Cały materiał obserwacyjny, otrzymany z tych

stacyj, oraz wyprowadzenie z niego wahań szerokości geograficznej, a tym samym ruchów biegunów, jest opracowywany na zlecenie Międzynarodowej Unii Astronomicznej. Otrzymane wyniki są co pewien czas publikowane w specjalnym wydawnictwie.

Dla otrzymania ruchów biegunów używa się prostokątnego układu współrzędnych, którego początek odpowiada średniemu położeniu bieguna P_0, podczas gdy oś + X-ów leży w płaszczyźnie południka greenwichskiego, zaś + Y-ów leży w płaszczyźnie południka przechodzącego o 90^0 na zachód od Greenwich (rys. 1). Jeżeli φ oznacza chwilową szerokość geograficzną miejsca obserwacji A, φ_0 średnią szerokość tego miejsca, λ długość punktu A w odniesieniu do Greenwich, r sferyczny promień wodzący chwilowego bieguna P, zaś Θ kąt biegunowy tego promienia oraz PB prostopadłą sferyczną z P na AP_0, to wtedy

$$AP = AB = 90^0 - \varphi$$

oraz

$$BP_0 = \varphi - \varphi_0 = \triangle\varphi$$

natomiast z trójkąta PP_0B mamy:

$$\triangle\varphi = r\cos(\Theta - \lambda) = r\cos\Theta\cos\lambda + r\sin\Theta\sin\lambda.$$

Ponieważ współrzędne prostokątne chwilowego bieguna P mają wartość

$$x = r\cos\Theta \quad \text{oraz} \quad y = r\sin\Theta$$

więc

$$\triangle\varphi = x\cos\lambda + y\sin\lambda. \qquad (1)$$

Znając z obserwacyj, wykonanych na stacjach szerokościowych, wartości $\triangle\varphi$ dla każdej 1/10 części roku, wyznacza się z powyższego równania niewiadome x, y.

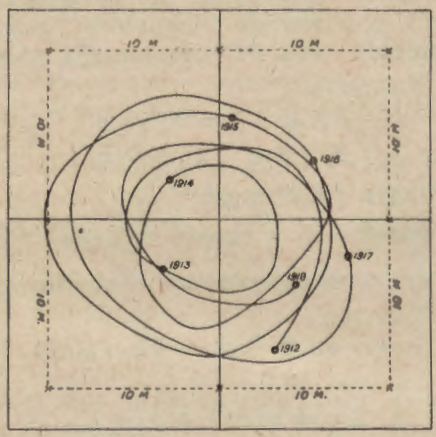
Na skutek wahań bieguna zmienia się także położenie południków oraz azymutów.

Dokładniejsze opracowanie wyników Międzynarodowej Służby Szerokości wykazało, że równanie (1) nie jest ściśle spełnione dla poszczególnych stacyj. Lepszą zgodność uzyskano przez uzupełnienie powyższego równania dodatkowym „wyrazem z", niezależnym od współrzędnych geograficznych miejsca obserwacji; równanie (1) przyjmuje więc postać:

$$\triangle\varphi = x\cos\lambda + y\sin\lambda + z. \qquad (2)$$

Wyraz z został odkryty w r. 1901 przez astronoma japońskiego Kimurę, i dlatego nosi nazwę „wyrazu Kimury".

Przez wprowadzenie wyrazu Kimury do równania (1) wynikły nowe trudności, gdyż wartości tego wyrazu otrzymane z dotychczasowych pomiarów są słuszne tylko dla równoleżnika, na którym stacje leżą, natomiast zastosowanie jego dla południowej półkuli Ziemi jest wątpliwe. Dla rozstrzygnięcia tej wątpliwości założono w r. 1906 dwie nowe stacje, leżące na równoleżniku — 31° 55′ w Bayswater w Zachodniej Australii oraz w Oncativo w Argentynie, jednak po kilku latach obie te stacje zostały zlikwidowane. Dopiero w r. 1931 założono na równoleżniku — 34° 55′ stację w Adelaidzie w Południowej Australii (λ = — 138° 35′) oraz w La Plata w Argentynie (λ = + 57° 56′)



Rys. 2.

Z obserwacji wynika, że wyraz Kimury podlega również zmianom okresowym, których okres wynosi około roku, a zmiana wartości zaledwie ± 0″.03, oraz że wartość tego wyrazu jest zgodna na obu wybranych równoleżnikach. Natomiast okazało się, że wartości wyrażenia (1) nie dają żadnej zasadniczej różnicy na obu tych równoleżnikach. Co do samego pochodzenia „wyrazu z“ istnieją różne hipotezy, między innymi za przyczynę jego pochodzenia uważa się nieuwzględnianie małych wyrazów przy obliczaniu widomych wpółrzędnych gwiazd lub też anomalie refrakcji. Jednak dotąd geneza wyrazu Kimury nie została całkowicie wyjaśniona, gdyż obserwacje na dwóch równoleżnikach są do tego niewystarczające.

Z dotychczasowych obserwacji wynika, że ruch każdego z biegunów ziemskich nie jest ściśle jednostajny i że zataczają one drogł spiralne dokoła pewnego średniego położenia (ryc. 2). Zatoczone drogi mają nierówne długości w poszczególnych latach, a odległość każdego z biegunów od bieguna średniego dochodzi do 0″.3, co odpowiada 9 metrom w mierze liniowej, przy czym, gdy na jednej półkuli współrzędne x, y osiągają maximum, to na drugiej półkuli współrzędne te osiągają minimum. Ruch bieguna północnego odbywa się w kierunku ruchu obrotu Ziemi, czyli z zachodu na wschód.

Zbadanie przez amerykańskiego astronoma Chandler'a większej liczby pomiarów szerokości, wykonanych w latach 1840—91, wykazało, że zaobserwowany okres ruchu biegunów różni się znacznie od 303 dniowego okresu Eulera; z badań Chandler'a wynika, że okres ruchu biegunów wynosi 427 dni, a więc 14 miesięcy. Natomiast z obserwacji w latach 1909—1922 okazuje się, że w 13.7 latach bieguny wykonały po 11.5 obiegów każdy, z czego wynika, że okres chandlerowski wynosi 435 dni. Sprzeczność między okresami eulerowskim a chandlerowskim wyjaśnił w r. 1892 Newcomb; wykazał on, że okres eulerowski, słuszny w przypadku Ziemi absolutnie sztywnej, musi się zwiększyć, jeżeli Ziemia jest ciałem elastycznym, podatnym na odkształcenia. Ruch więc biegunów odbywa się w sposób następujący. Ponieważ oś obrotu Ziemi nie pokrywa się z jej główną osią bezwładności, więc pierwsza oś wykonuje obrót dookoła osi bezwładności w okresie eulerowskim. Równocześnie glob ziemski ulega pewnym odkształceniom w ten sposób, że główna oś bezwładności dąży do pokrycia się z osią obrotu. Jednak z powodu ograniczonej podatności Ziemi na odkształcenia główna oś bezwładności bardzo nieznacznie przesuwa się w kierunku osi obrotu i oś obrotu wykonuje więc znowu obrót dookoła głównej osi bezwładności w okresie eulerowskim. Obrót ten powoduje powtórne przesunięcie się tej ostatniej ku osi obrotowej, itd. Następstwem tej elastycznej podatności Ziemi na odkształcenia jest przedłużenie okresu eulerowskiego z 303 dni na 435 dni. Poza tym wzrost długości okresu Eulera oraz niejednostajny ruch biegunów zależy również od przesunięć mas wewnątrz i na powierzchni Ziemi z przyczyn metereologicznych i seismicznych, takich jak ruchy tektoniczne skorupy ziemskiej, wybuchy wulkanów, nierównomierny rozkład mas śniegu i lodu na powierzchni Ziemi, ruchy mas powietrza oraz anomalie rozkładu temperatur i prawdopodobnie okresowość

wegetacji roślin itp. Powyżej podane przyczyny powodują, że długości okresu chandlerowskiego nie można ściśle wyznaczyć. Według Wanacha okres ten wynosi 432.8 dni.

Poza okresowymi ruchami bieguny wykonują prawdopodobnie jeszcze nieznaczny ruch postępowy. Na podstawie obserwacji wykonanych w latach 1900—1926 Wanach wykazał, że wiekowy ruch bieguna północnego wynosi rocznie 0″.0047 ± 0″.0007, czyli 14 cm ± 2 cm w kierunku południka o długości zachodniej 42° ± 9°, a więc w kierunku Grenlandii. Jednakże brak jest systematycznych obserwacji w ciągu dłuższego okresu czasu, aby ten wiekowy ruch biegunów potwierdzić. Również z tego samego powodu brak jest podstaw do wyprowadzenia dalszych wniosków o tym ruchu.

Dla badań ruchów biegunów ziemskich podstawowym jest założenie, że położenie stacji obserwacyjnych względem siebie jest stałe i niezmienne. Jednak na skutek ruchów kontynentów względem głębszych warstw Ziemi, założenie powyższe nie jest prawdopodobnie ściśle spełnione i dlatego wyniki Międzynarodowej Służby Szerokości muszą być poddane dalszym krytycznym badaniom.

W ostatnich latach przedwojennych stwierdzono olbrzymie ruchy biegunów ziemskich we wcześniejszych epokach geologicznych, szczególnie na podstawie danych klimatycznych, uzyskanych z badania osadzania się warstw geologicznych i zawartych w nich skamielin organizmów żywych. W minionych epokach geologicznych istniały strefy klimatyczne, których położenia były zależne od każdorazowego położenia biegunów i równika ziemskiego. Na podstawie tych zmian klimatycznych W. Köppen i A. Wegener wykazali ruch biegunów ziemskich w ciągu ostatnich przeszło pół miliona lat.

W. IWANOWSKA

OBSERWATORIUM ASTRONOMICZNE W PIWNICACH

Natychmiast po założeniu Uniwersytetu M. Kopernika w Toruniu, jesienią 1945 r., astronomowie toruńscy, wówczas prof. Wł. Dziewulski, dr Szeligowski i prof. Iwanowska, rozpoczęli zwiedzanie okolic w poszukiwaniu odpowiedniego miejsca na Obserwatorium. Odrzucając dolinę Wisły ciągnącą się na wschód i zachód od miasta oraz tereny na południe zajęte przez poligon artyleryjski skierowano po-

szukiwania na północ. W tym kierunku rozciąga się poza miastem pas lasu do odległości około 10 km na lekko wznoszącym się terenie, dalej otwiera się równina, powiedzmy „płaskowyż“ o wzniesieniu około 90 m nad poziom morza, a 45 m ponad poziom Wisły w Toruniu. Są to tereny uprawne, należące do majątków i wsi. Najodpowiedniejszym obiektem okazał się majątek Piwnice, odległy o 11 km na północny zachód od Torunia. Uniwersytetowi Toruńskiemu przydzielono kilka majątków, żaden z nich jednak ze względu na położenie i warunki komunikacyjne nie nadawał się do naszych celów. Po długich staraniach, które trwały do marca 1948 r., Piwnice zostały wreszcie przydzielone Uniwersytetowi w drodze zamiany, jako siedziba przyszłego Obserwatorium. Natychmiast przystąpiono do budowy pierwszego pawilonu, na który od roku czekała wypożyczona z Ameryki luneta i gotowa już kopuła. Zasiłku na budowę udzieliła Komisja do Spraw Odbudowy Nauki przy C. U. P. Jesienią budynek o konstrukcji żelbetowej wypełnionej cegłą był gotów, wykończenia instalacyj (majątek jest zelektryfikowany) trwały do zimy. Kopułę o konstrukcji drewnianej, ręcznie obracaną, wykonała f-a J. Broda w Toruniu. Zarówno sam śp. inż. Broda, który budowę rozpoczął, jak i dyrekcja fabryki, która po jego śmierci budowę przejęła, i personel techniczny — włożyli dużo inwencji i staranności w wykonanie niezwykłego na tym terenie zamówienia. Transport złożonej w fabryce kopuły z Torunia do Piwnic przypominał nam zabawnie znaną z opisów i zdjęć podróż pięciometrowego lustra z Pasadeny na Mt Palomar, tylko że w naszym wypadku cała kopuła miała taką właśnie średnicę. Natomiast luneta, która pod nią stanęła w grudniu 1948 r. ma średnicę obiektywu 20 cm. Jest to zasłużony „Draper telescope“, własność Harvard College Observatory, którą dr Shapley wypożyczył Obserwatorium Toruńskiemu na czas nieokreślony. Zbudowana w r. 1880, ma ona na liście swego dorobku cały niemal *Draper Catalogue* i jest związana najściślej z nazwiskami Pickeringa i Miss Cannon. Ostatnio nie była już używana w Harvard College Observatory z powodu zużycia niektórych części mechanicznych, zwłaszcza ślimaka. Przed wysłaniem do Polski była remontowana na miejscu w ciągu niespełna roku, po przybyciu zaś do Torunia w ciągu roku oczekiwania na budynek ulegała dalszym przeróbkom i uzupełnieniom, jak zmiana podstawy odpowiednio do różnicy 11°

szerokości geograficznej Torunia i Cambridge, dorobienie ruchów powolnych (ręcznych), dodanie prowadnicy itp. Wraz z lunetą otrzymaliśmy dwa pryzmaty obiektywowe o kątach łamiących po 6° każdy. Luneta ma napęd ciężarowy z kontrolą sekundową rozpowszechnionego w Harvard typu Gerrish: ruch lunety jest sprzężony elektromechanicznie z wahadłem sekundowym zegara, który również przybył z lunetą.

Po przeróbkach i wyregulowaniu przystąpiono do systematycznych zdjęć w lipcu 1949 r. i w ciągu pogodnych miesięcy wczesnej jesieni uzyskano ponad 150 klisz fotometrycznych i spektroskopowych zupełnie dobrej jakości. Zasadniczym programem prac tej lunety jest badanie struktury Drogi Mlecznej w tym skromnym zasięgu, na jaki niewielka średnica narzędzia pozwala. Toruń ma swój „przydział" okolic Drogi Mlecznej, ustalony w porozumieniu z centralą główną tych badań w Harvard College Observatory i „przedstawicielstwem" na Europę w Upsali. Poza tym zasadniczym programem przewidziane są inne okolicznościowe zagadnienia.

Jeśli idzie o praktyczną stronę organizacji pracy astronomów w Piwnicach, to podczas wakacyj uniwersyteckich, gdy profesorowie i młodzi asystenci są wolni od wykładów, wszyscy zamieszkują w Piwnicach i tam się koncentruje życie astronomiczne; w okresie zajęć uniwersyteckich natomiast organizuje się dyżury dwudniowe, czy raczej dwunocne na tydzień. W ten sposób stale dwie osoby z personelu są obecne w Piwnicach. Sprawa komunikacji dotychczas nie została rozwiązana w postaci uzyskania pojazdu mechanicznego, który w tych warunkach jest konieczny. W okresie letnim pracownicy korzystają bądź z kolei (przystanek jest odległy od Piwnic o $2^1/_2$ km). W okresie zimowym do pewnego stopnia rozwiązuje sprawę użyczenie przez J. M. Rektora dwukrotnego na tydzień przejazdu samochodu uniwersyteckiego, który przewozi wahadłowo zmieniających się astronomów.

Prowizorycznym pomieszczeniem na zakład i pokoje mieszkalne astronomów jest dawny „pałac" dworski, budynek stary i dosyć zniszczony, który stopniowo jest remontowany. Znajduje się on w obrębie zabudowań majątkowych, podczas gdy pawilon z lunetą jest położony w odległości 500 m od domu na eksterytorialnej działce Obserwatorium. Należy dodać, że Obserwatorium nie ma nic wspólnego z gospodarowaniem majątkiem, którym zarządza Uniwersytet.

KRONIKA

Największy teleskop Schmidta na Mt Palomar

Narzędzie to w całej okazałości widzimy na ilustracji na str. 146. Jest to największa na świecie „kamera patrolowa". Niedawno ustalono program pracy przy jej pomocy na cztery lata: wykonanie olbrzymiego atlasu fotograficznego nieba (*National Geographic Society-Palomar Observatory Sky Atlas*, zob. URANIA XX, 128). Należy się spodziewać, że w czasie wykonywania zdjęć do atlasu dokonanych zostanie wiele odkryć.

Wspaniałe, ultranowoczesne to narzędzie zasługuje na kilka słów opisu. Montaż jego jest równikowy, typu widłowego, dzięki któremu można zwracać narzędzie ku wszystkim częściom sklepienia niebieskiego z równą łatwością, nie wyłączając samego bieguna. Teleskop porusza się z wielką łatwością na łożyskach kulkowych. Oczywiście wszystkie jego części zbudowano odpowiednio masywnie, celem uniknięcia uginania się ich w czasie obserwacji. Same części ruchome narzędzia ważą 12 ton.

Na spodzie olbrzymiego tubusu spoczywa na specjalnych podkładach główne zwierciadło o powierzchni sferycznej, 180 cm średnicy i o promieniu krzywizny 6 m (dorównywa więc rozmiarami zwierciadłu obserwatorium w Victorii (Kanada). Płyta korekcyjna poprawiająca wady optyczne głównego, sferycznego zwierciadła umieszczona jest w środku krzywizny tego ostatniego i posiada mniejsze od niego rozmiary: 120 cm średnicy. Ognisko teleskopu znajduje się w połowie odległości między zwierciadłem a płytą korekcyjną i w nim umieszcza się płytę fotograficzną. Płyty te mają niezwykły rozmiar 38×38 cm i pokrywają 36 stopni kwadratowych powierzchni nieba. Pomysłowe urządzenie ułatwia umieszczenie wielkiej, a więc i ciężkiej kasety wraz z płytą, w ognisku teleskopu.

Dwa refraktory o obiektywach średnicy 25 cm umożliwiają prowadzenie narzędzia za ruchem sklepienia niebieskiego wprost z podłogi kopuły, bez użycia dodatkowych schodów. *Pg.*

(*Sky and Telescope*, wrzesień 1949).

Odkrycie nowej planetoidy o szczególnej orbicie

W lecie 1949 r. dokonano nowego, ciekawego odkrycia w świecie małych planet. Oto dnia 29. VI. dr Walter Baade w obserwatorium na Mt Palomar odszukał na zdjęciu nieba nową planetoidę. Zdjęcie wykonał on przy pomocy wielkiej astrokamery Schmidta (zob. ryc. na str. 146). Ślad pozostawiony przez nowe ciało niebieskie na zdjęciu posiadał nadzwyczajną długość, co wskazywało na to, iż nowe ciało niebieskie musiało znajdować się bardzo blisko Ziemi. Mógł to być

wobec tego nowy członek szczególnej grupy asteroid, które ze względu na wielki mimośród swych orbit zbliżają się wybitnie do Ziemi i Słońca *). Aby można było obliczyć tor nowego „intruza" w przestrzeni, Baade wykonał jeszcze dwa dodatkowe zdjęcia. Dalsze badania podjęli astronomowie S. Nicholson i R. Richardson. Prowizoryczne obliczenia wykazały, że półoś większa elipsy wynosi nieco więcej niż jednostkę astronomiczną (1.066) i jest najmniejsza ze znanych dla ciał tego rodzaju. Mimośród orbity jest bardzo duży (0.79), dzięki czemu planetka zbliża się w perihelium do Słońca na odległość zaledwie 34 milionów km, czyli, że znajduje się ona wówczas już wewnątrz orbity Merkurego. Natomiast w punkcie odsłonecznym oddala się ona aż poza orbitę Marsa, na odległość około 300 milionów km. Najbliżej Ziemi znajdowała się nowa planetka tuż przed jej odkryciem i wówczas oba ciała niebieskie dzieliła przestrzeń zaledwie kilkunastu milionów km. Dzięki tym olbrzymim zmianom odległości od Ziemi zmienia się i pozorna jasność planetki w b. wielkich granicach.

Nowe ciało niebieskie jest znikomych rozmiarów, gdyż jego średnica wynosi zaledwie około 1.5 km.

Ciekawe być muszą warunki fizyczne jakim nowopoznana planetka podlega w swej bardzo urozmaiconej podróży naokoło Słońca. Teoretycznie w chwili największego zbliżenia do Słońca maksymalna temperatura takiego ciała, w założeniu, iż nie posiada ono atmosfery i ruchu obrotowego, powinna wynosić ok. 800°K. Prawdopodobnie powierzchnia jego rozpala się wówczas do koloru ciemno-czerwonego. Jeżeli jednak posiada ono obrót dokoła osi, temperatura jego powierzchni jest oczywiście znacznie niższa. W pobliżu punktu odsłonecznego orbity temperatura powierzchni spada poniżej punktu zamarzania. *Pg.*

(*Sky and Telescope*, wrzesień 1949).

Odkrycie nowej planetoidy w Obserwatorium Poznańskim

Dnia 27 września 1949 r. nadszedł do Obserwatorium Poznańskiego cyrkularz z Kopenhagi, donoszący o odkryciu nowej komety przez radziecką astronomkę P. Shajn. Fotografowanie komety powierzono Jerzemu Dobrzyckiemu, studentowi astronomii, który też uzyskał jej zdjęcia w dniach 27 i 28 września. Zdjęcia te zostały zbadane przez niego i Andrzeja Kwieka, asystenta Obserwatorium U. P., na komparatorze błyskowym w dniu 29. IX. Na zdjęciach tych spodziewano się znaleźć poza obrazem komety również i obrazy 2 małych, znanych planet. W trakcie tych poszukiwań A. Kwiek zauważył wyraźny ślad małej planetki. Dalsze badania przeprowadzone przez J. Dobrzyckiego w oparciu o efemerydy Leningradzkiego Instytu Astronomicznego wykazały, że jest to dotychczas nieznana planetoida. Korzystając z pomyślnych warunków atmosferycznych, J. Dobrzycki uzyskał jeszcze

*) Do grupy tej należą: Amor, Apollo, Adonis i Hermes.

jedno zdjęcie w dniu 29. IX. Dalszego fotografowania planetki trzeba było zaniechać na okres silnego blasku Księżyca. Dnia 2. X. wysłano depeszę do dr Arenda (Uccle, Belgia) z prośbą o dalsze fotografowanie obiektu. Dr Arend obiecał włączyć nowy obiekt do programu obserwacyjnego Obserwatorium Uccle*). W Poznaniu uzyskano dalsze zdjęcia w dniach 15, 16 i 20 X., a także odnaleziono planetkę na zdjęciach z 20, 22 i 23 września.

Na podstawie zdjęć z 22. IX., 28. IX., i 15. X. A. Kwiek obliczył pierwszą orbitę eliptyczną oraz efemerydę. Z rachunków tych wynika, że planetka w okresie odkrycia znajdowała się w wyjątkowo dogodnych dla obserwacyj warunkach, będąc jednocześnie w punkcie przysłonecznym i w opozycji. Tak dogodne warunki powtórzą się dopiero za 11 lat (abstrahując od zakłóceń biegu). Planetoida oddala się teraz od Słońca i od Ziemi na skutek czego warunki widzialności pogarszają się. 28 września była ona obiektem około 12,5 wielkości gwiazdowej, zaś 20. X. blask jej wynosił już tylko 13 mg.

Zdjęcia zostały dokonane przy pomocy astrografu Zeissa o średnicy 12 cm, ogniskowej f = 54 cm. *J. W.*

Jądra ciężkich pierwiastków w promieniach kosmicznych

Dzięki przystosowaniu przez Powella i Occhialiniego emulsji fotograficznych do rejestracji cząstek elementarnych zyskała dziedzina badań promieni kosmicznych metodę obserwacji, która przy dużej prostocie posiada wielkie możliwości. Cząstka elementarna przechodząc przez emulsję płyty fotograficznej jonizuje w niej atomy srebra, pozostawiając w ten sposób ślad swego toru. Z wyglądu tych torów (długość, gęstość zaczernionych ziaren, kształt toru przy końcu zasięgu, zakrzywienia w polach magnetycznych) wnosić możemy o wielkościach charakteryzujących daną cząstkę, jak energia, masa i ładunek. Ostatnio uzyskano emulsje fotograficzne, w których nawet elektrony pozostawiają ślady.

Płyty fotograficzne dzięki ich małej wadze, prostocie w obsłudze i dużej czułości nadają się doskonale do badań na dużych wysokościach przy użyciu balonów-sond. Badania takie powiedzieć nam coś mogą o pochodzeniu promieni kosmicznych. Na dużych bowiem wysokościach występuje głównie składowa pierwotna, dochodząca z przestrzeni międzygwiezdnej do granic atmosfery ziemskiej. W dalszej swej drodze w atmosferze składowa ta zostaje zaabsorbowana tak, że do powierzchni Ziemi dociera prawie sama tylko składowa wtórna, wytworzona przez składową pierwotną w jej drodze przez atmosferę.

Niedawno ukazały się prace dwu grup uczonych, P. Freiera;

*) Obserwatorium to jest wyposażone w stosunkowo duży astrograf, zezwalający na fotografowanie słabych obiektów (Red.).

E. J. Lofgrena, E. P. Neya i F. Oppenheimera z Uniwersytetu Minnnesota i H. L. Bradta oraz B. Petersa z Uniwersytetu Rochester, dotyczące takich właśnie badań. Płyty fotograficzne wysyłane były przy pomocy balonów-sond na wysokość około 95 000 stóp (około 30 km). Po wywołaniu stwierdzono w emulsjach tych płyt obok śladów torów mesonów i protonów także ślady o nieco innym wyglądzie, a odpowiadające — jak się okazało — jądrom atomowym o większej masie. O liczbie atomowej tych jąder, a więc także o ich masie (przyjmując liczbę masową równą w przybliżeniu podwójnej liczbie atomowej) można było wnosić z zasięgu i grubości toru, a także z ilości elektronów wtórnych wyzwolonych przez te jądra (tzw. knock-on electrons). Pomiary dokonane na tych płytach i analiza zdjęć fotograficznych z komory Wilsona wysłanej również na te wysokości pozwoliły stwierdzić, że obok składowej protonowej w pierwotnym promieniowaniu kosmicznym występują także jądra atomów cięższych, mianowicie helu (liczba atomowa 2, cząstki alfa) i atomów o liczbach atomowych między 10 i 30, odpowiadające pierwiastkom między węglem i żelazem w układzie periodycznym. Interesujące wyniki otrzymano porównując częstość występowania tych jąder w promieniowaniu kosmicznym ze znaną z astrofizyki częstością, z jaką odpowiadające im pierwiastki reprezentowane są w materii gwiazdowej. Okazało się mianowicie, że częstości te są ze sobą zgodne. Tak np. stwierdzono, że jąder helu występuje cztery razy mniej niż jąder wodoru czyli protonów, zgodnie z wynikami uzyskanymi dla Słońca przez Menzela i Goldberga (stosunek H/He = 4) i dla mgławic planetarnych przez Menzela i Allera (stosunek H/He = 5 ÷ 10). Także ilość jąder odpowiadających atomom cięższym, jak węgiel, azot i tlen (około jedno jądro na 200 jąder wodoru), oraz prawie zupełny brak jąder litu, berylu i boru zgadza się ze znanym z astrofizyki składem materii gwiazdowej. Dalsze badania wpływu pola magnetycznego Ziemi na ciężkie cząstki i ich stopnia jonizacji pozwolą prawdopodobnie rozstrzygnąć o pochodzeniu promieni kosmicznych.

(Według *Phys. Rev.* **74**, 1818, (1948). *AS*

Zastosowanie liczników czasu w międzynarodowej służbie czasu

Od roku 1884, w którym międzynarodowa konferencja w Waszyngtonie przyjęła południk przechodzący przez Greenwich za południk zerowy, prawie wszystkie kraje posługują się systemem czasów opartym na czasie południka Greenwich. Poszczególne czasy tego systemu różnią się od czasu podstawowego tylko całkowitą ilością godzin, zgadzając się natomiast co do minut, sekund i ułamków sekundy. W związku z tą umową międzynarodową Obserwatorium Królewskie w Greenwich przyjęło na siebie obowiązek czuwania nad czasem podstawowym i nadawania sygnałów czasu.

Zastosowanie zegarów kwarcowych jako wzorców czasu pozwoliło na znaczne powiększenie dokładności, tak w utrzymaniu czasu standardowego, jak i w nadawaniu radiowych sygnałów czasu. W związku z tym zaistniała potrzeba dokładniejszego urządzenia do porównywania zegarów, niż stosowane dotychczas chronografy oparte na zasadzie zegarów zwykłych. Zastosowanie rejestracji fotograficznej przy użyciu oscyloskopu katodowego nie dało zadawalających wyników, ponieważ rezultat porównania otrzymać można dopiero po wywołaniu filmu. Wielki postęp elektroniki w ostatnich latach usunął tę trudność. Skonstruowano mianowicie urządzenie pozwalające na natychmiastowe porównywanie zegarów z dokładnością dochodzącą do 1/10 milisekundy (1 milisek. = 10^{-3} sek.). Urządzeniem tym są liczniki liczące ilość pełnych cykli zmiennego prądu elektrycznego dużej częstości. Prąd taki zmienia periodycznie swe natężenie tak co do wielkości jak i co do kierunku; ilość takich zmian na sekundę nazywamy jego częstością. Mierząc ilość cykli od sygnału uruchamiającego licznik do sygnału zatrzymującego go, zmierzymy zarazem długość odstępu czasu dzielącego te sygnały. Dokładność tego pomiaru będzie tym większa, im większa będzie częstość użytego prądu zmiennego. Jeżeli np. częstość ta wynosi 100 cykli na sekundę, to najwyższy błąd jaki możemy popełnić nie przekroczy czasu trwania jednego cyklu, czyli 1/100 sekundy. Stosując oscylatory dostarczające prądu zmiennego o częstości rzędu kilkuset tysięcy cykli na sekundę, możemy mierzyć interwały czasu z dokładnością dochodzącą do kilku mikrosekund (1 mikrosek. = 10^{-6} sek.). Obecnie potrafimy budować takie oscylatory utrzymujące częstość z ogromną stałością. Wyobraźmy sobie, że mamy dwa zegary dające sygnały w momentach, gdy oba wskazują dokładnie tę samą godzinę; sygnał pochodzący od jednego zegara uruchamia licznik liczący cykle prądu zmiennego dużej częstości, a sygnał pochodzący od drugiego zegara zatrzymuje go. Na liczniku tym możemy wprost odczytać różnicę wskazań obydwu zegarów. Podobnie otrzymać możemy porównanie wskazań jednego zegara z sygnałami czasu nadawanymi przez radio. Takie właśnie urządzenia zastosowano ostatnio w Obserwatorium w Greenwich do porównywania ze sobą zegarów kwarcowych celem ciągłej kontroli ich wskazań, oraz do porównywania wskazań tych zegarów z sygnałami czasu odbieranymi przez radio.

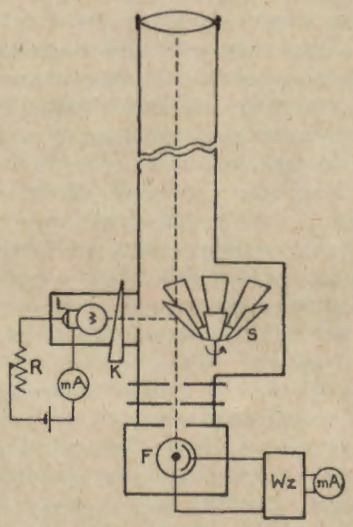
(Według *Britich Science News* 2, 207, (1949). *AS*

Metoda błyskowa w fotometrii fotoelektrycznej

Celem powiększenia zasięgu fotometrów fotoelekrycznych na coraz słabsze gwiazdy stosuje się wzmacnianie prądu fotoelekrycznego. Nie możemy jednak powiększać stopnia tego wzmocnienia nieograniczenie. Przy pewnym bowiem wzmocnieniu wystąpią wahania prądu fotoelektrycznego, wynikające z nieciągłej budowy elektryczności, zmniejszające

dokładność pomiaru. Dalsze wzmocnienie prądu fotoelektrycznego nie wpłynie już w sposób istotny na powiększenie zasięgu, ponieważ wzmocnieniu ulegną także te wahania, zmiejszając w dalszym ciągu dokładność. Wzmocnienia takie uzyskano obecnie wewnątrz samej komórki, stosując zwielokrotnianie elektronowe. W celu dalszego powiększenia zasięgu istnieją teraz zasadniczo tylko dwie drogi: z jednej strony stosowanie komórek do coraz większych lunet, z drugiej opracowanie takich metod obserwacji, które by przez usunięcie pewnych źródeł błędu pozwoliły na powiększenie dokładności.

Tą drugą drogą poszedł właśnie Y. Öhman z Obserwatorium w Stokholmie, opracowując nowe metody obserwacji, które nazwać mo-



glibyśmy metodami błyskowymi (flicker method). Jednym z poważnych źródeł błędu w fotometrach fotoektrycznych jest duży stosunkowo prąd ciemny *) spowodowany przez emisję cieplną elektronów, płynący wówczas, gdy komórka nie jest naświetlona. Prąd ten podlega dość znacznym zmianom i zmiany te przenoszą się na obserwowane wielkości prądu fotoelektrycznego. Metoda Öhmana polega właśnie na eliminacji tego prądu ciemnego. Na drodze promienia świetlnego w lunecie ustawiamy wirujący sektor. Strumień światła padający na komórkę będzie periodycznie przerywany i prąd fotoelektryczny będzie prądem

*) Bliższe dane o fotometrze fotoelektrycznym znajdzie czytelnik w artykule S. Piotrowskiego pt. *Nowoczesny fotometr fotoelektryczny*, Urania XX, str. 100—108 (przyp. Red.).

pulsującym. Składowa stała tego prądu pochodzi od prądu ciemnego, natomiast składowa zmienna od prądu fotoelektrycznego. Wzmacniając następnie ten prąd przy pomocy wzmacniacza prądu zmiennego, otrzymamy wyodrębnienie tylko składowej zmiennej, pochodzącej od światła gwiazdy, od składowej stałej, czyli prądu ciemnego.

Dalszym etapem była zmiana metody obserwacji z metody odchyłowej na metodę zerową. Metoda odchyłowa polega na bezpośrednich odczytach wychylenia instrumentu pomiarowego, np. galwanometru pod wpływem prądu fotoelektrycznego. Metoda zerowa natomiast polega na skompensowaniu w sposób mierzalny prądu fotoelektrycznego, tak aby na instrumencie pomiarowym nie otrzymać wogóle wychylenia. Metoda wskazana przez Öhmana polegała na wprowadzeniu zamiast sektora wirującego przesłony pokazalnej na rysunku (S). Części przesłaniające tej przesłony pokryte są białą farbą rozpraszającą światło padające z żarówki (L) umieszczonej z boku. Jeżeli natężenia światła pochodzącego od żarówki i gwiazdy są różne, wówczas prąd wytworzony w komórce będzie prądem pulsującym i na instrumencie otrzymamy pewne wychylenie. Aby wychylenie to doprowadzić do zera, zmieniamy w sposób mierzalny natężenie światła żarówki (np. za pomocą klina zaczernionego K, lub zmieniając natężenie prądu żarówki). Z chwilą zrównania obu natężeń zniknie składowa zmienna i instrument nie wychyli się. Prądu fotoelektrycznego nie mierzymy tu więc bezpośrednio, lecz mierzy się pewną wielkość (położenie klina lub natężenie prądu żarówki) związaną z natężeniem światła gwiazdy. Instrument pomiarowy użyty tu jest tylko jako instrument zerowy i nie wprowadzamy do pomiarów błędu pochodzącego od jego niedokładności. Podobne metody zastosował także Öhman do pomiaru barwy i polaryzacji światła gwiazdy, stosując wirujące polaryzatory.

(Według *Stockholms Obs. Ann.* **15**, nr 8, (1949). *AS.*

Naloty przeciwodblaskowe

Niekiedy spotkać można w handlu lornetki, których szkła, przy patrzeniu na nie z boku, wykazują lekkie zabarwienie niebiesko-fioletowe. Jest to tzw. optyka „T", bardzo cenna, gdyż posiada zwiększoną przepuszczalność światła. Zwiększenie przepuszczalności w tym wypadku ma miejsce z powodu dodatniej interferencji zachodzącej w cienkich, grubości zaledwie czwartej części długości fali świetlnej (0.0001—0.0002 mm) nalotach, którymi pokryte są powierzchnie soczewek.

Warunkiem koniecznym, lecz technicznie b. trudnym do osiągnięcia jest spełnienie równania:

$$n^2 \text{ warstewki} = n \text{ szkła} \quad (n = \text{współczynnik załamania}).$$

Dla soczewki czy pryzmatu z crownu n warstewki wynosić musi około $\sqrt{1{,}51} = 1{,}23$; trzeba tu zaznaczyć, że wszystkie znane ciała stale

mają wyższe wartości współczynnika, przy czym najniższe n posiadają fluorki alkaliczne (np. LiF ma $n = 1{,}39$). Na tym właśnie polegała wspomniana trudność. Pozytywne rezultaty uzyskano dopiero, kiedy udało się otrzymać drogą opylania katodowego warstewki fluorków o odpowiednio drobnych — submikroskopowych — porach. Struktury te, złożone z powietrza ($n = 1{,}000$) i fluorków, o ile wielkość porów jest w odpowiednim stosunku do długości fali (zasada Huygensa), posiadają n mniejsze, niż n samego tylko fluorku; na tej właśnie drodze produkuje się obecnie wspomniane wyżej naloty antyrefleksyjne. Najlepszy efekt daje fluorek litu; obniża on refleksję z około 5% na zaledwie 0.1%, niestety jest dość hygroskopijny i łatwo na powietrzu traci swe cenne własności. Dlatego też częściej, przynajmniej dla zewnetrznych powierzchni układów optycznych, stosuje się fluorki wapnia i magnezu, nieco mniej podnoszące przepuszczalność, ale za to trwalsze. Ostatnio produkuje się też naloty przeciwodblaskowe na drodze traktowania szkła soczewek kwasem azotowym, wzgl. fluorowodorowym.

O ile dawniej cena optyki „T" była dość znaczna, obecnie, dzięki potanieniu kosztów produkcji, przewyższa już tylko b. nieznacznie (15—20%) cenę optyki zwyczajnej.

Dobra optyka „T" lornetek powinna w odbitym świetle dziennym mieć zabarwienie niebiesko-fioletowe, przy świetle zaś elektycznym, szczególnie bogatym w promienie żółte, powinna być prawie niewidoczną, gdyż na ogół warstewkom tym nadaje się grubość jednej czwartej długości fali światła żółtego, na które oko ludzkie jest w najwrażliwsze. Optykę „T" należy chronić przed wilgocią i nigdy jej nie czyścić; w razie zakurzenia można osad tylko lekko zdmuchnąć wzgl. równie delikatnie zgarnąć miękkim pędzelkiem. Naloty przeciwodblaskowe zwiększają przepuszczalność światła w lornetkach o ok. 30%, co w efekcie daje zwiększony o ok. 0,3 mg zasięg narzędzia. Poza tym usuwają one szkodliwe i nieprzyjemne refleksy w polu widzenia, jakie powstają przy obserwowaniu jaśniejszych gwiazd, księżyca oraz planet. *A. P.*

OBSERWACJE

Elementy zmian blasku gwiazdy typu β Lyrae: RW Comae

($\alpha = 12^h\ 28^m.4$, $\delta = +27^0\ 16'.1$; 1900.0)

Jak wiadomo, gwiazda zmienna typu β Lyrae, jest to układ dwóch niewidocznych oddzielnie gwiazd, poruszających się po elipsach dokoła wspólnego środka masy, w niewielkiej od siebie odległości (URANIA XX 123). Globy ich są na skutek wzajemnego działania grawitacyjnego silnie wydłużone w kierunku łączącym ich środki. Zmiany blasku powodowane są przez wzajemne zaćmienia, a z powodu bliskości i eliptyczności obu gwiazd mają one charakter ciągły. Występują periodycznie powtarzające się dwa minima: minimum główne (I) o większej

amplitudzie *) zmian jasności i minimum wtórne (II) o mniejszej amplitudzie. Do gwiazd typu β Lyrae zalicza się także zmienna *RW* Warkocza Bereniki (Coma Berenices).

Na podstawie 89 obserwacyj tej gwiazdy, dokonanych 25-cm refraktorem na Stacji Astronomicznej Uniwersytetu Warszawskiego w Przegorzałach pod Krakowem przez dra J. Pagaczewskiego, w czasie od 3. IV. do 1. VI. 1949 r., otrzymałem nowe elementy zmian blasku tej gwiazdy.

Obliczyłem 19 jasności (punktów) normalnych tej gwiazdy, które zestawiam w tabelce I.

n — ilość obserwacyj zebranych w jeden punkt normalny,

p — waga punktu normalnego,

J. D. — oznacza tzw. dni Juliańskie, używane w astronomii dla oznaczenia daty.

Na podstawie wykresu otrzymałem następujące heliocentryczne minima normalne:

J. D. 24 33040^d. 4060 (minimum I)
24 33040 . 5248 (minimum II),

a stąd: min. II — min. I = 0^d.1188 w zgodzie z wartością uzyskaną z obserwacyj fotograficznych przez R. Pragera (Kleinere Veröffentli-

Tab. I. Jasności normalne gwiazdy *RW* Comae Berenices.

J. D.	Jasność	n	p	J. D.	Jasność	n	p
2433040^d.3454	11^m.22	3	10	2433040^d.4500	11^m.28	4	9
.3648	11.25	5	15	.4707	11.12	2	6
.3787	11.41	4	10	.4844	11.26	2	6
.3883	11.58	4	11	.4962	11.30	4	12
.3992	11.82	4	12	.5194	11.68	2	6
.4078	11.85	4	13	.5316	11.67	3	9
.4162	11.68	5	16	.5420	11.34	4	11
.4232	11.57	5	15	.5555	11.33	4	12
.4336	11.40	5	13	.5631	11.24	2	6
.4500	11.28	4	9	.5739	11.18	5	15

*) Amplitudą nazywamy zakres zmian blasku.

chungen der Universitätssternwarte Berlin-Babelsberg, Nr 6, str. 12): $0^d.119$.

Jasności zmiennej w poszczególnych fazach, odczytane z wykresu, są następujące:

maksimum I = $11^m.20$; maks. II = $11^m.17$; min. I = $11^m.88$; min. II = = $11^m.71$, a więc amplitudy zmian blasku: A = $0^m.68$, A = $0^m.54$. mniejsza, niż to podaje Prager ($0^m.2$).

Różnica momentu min. I, otrzymanego z powyższych obserwacyj (O) a efemerydą, obliczoną (C) na podstawie elementów radzieckiego astronoma N. Florii, (Supplemento Internationale Rocz. Astr. Obs. Krak., Nr 20) : Min. = J. D. 24 19680 . 140 + $0^d.23734728$. E, wynosi: O — C = $0^d.0124$ = — 18^m. Dzieląc tę wielkość przez ilość zaćmień, które od tej epoki upłynęły, otrzymuję poprawkę periodu Florii: Δp = = — $0^d.00000023$. Wynikają stąd nowe, poprawione elementy zmian blasku:

$$\left.\begin{array}{l}\text{min. I} = \text{J. D. } 24\,33040^d\,406 \\ \text{min. II} = \qquad\qquad .525\end{array}\right\} + 0^d.23734705 \,.\, E$$

Stacja Obserwacyjna Obserwatorium Astronomicznego Uniw. Warsz. w Przegorzałach k. Krakowa.

Opracował pod kier. Komisji Naukowej P. T. M. A. *Aleksander Śliżyński* (Bielsko), członek Sekcji Gwiazd Zmiennych.

PRZEGLĄD WYDAWNICTW

D. D. Maksutow, *Astronomiczeskaja Optika*, Moskwa 1946, stron 367, rys. 186. Cena 19 rbl.

Autor książki, znany optyk-konstruktor radziecki, w doskonały sposób omówić potrafił w formie jasnej i przystępnej szereg konstrukcji optycznych, równocześnie podając ich podstawy z optyki geometrycznej. Na szczególną uwagę zasługują opisy budowy teleskopów zwierciadlanych i katadioptrycznych oraz podstawy teorii obrazów dyfrakcyjnych, optyki fizjologicznej, astrofotografii itd. Dla polskiego czytelnika specjalnie cenne są opisy nowych konstrukcji radzieckich (teleskopy aplanatyczne Maksutowa, nowe typy okularów itd.) mało Różnica jasności w maks. I i maks. II = $0^m.14$, a więc jest tylko nieco u nas dotąd znanych. Mimo podania 492 wzorów, książka ujęta jest w formie przystępnej i nie przekracza poziomu fizyki i matematyki wykładanego w liceach typu mat.-fizycznego. Książka ta powinna znaleźć się w biblioteczce każdego astronoma-amatora. Niska cena (255 zł) czyni ją dostępną dla wszystkich *). *A. P.*

*) Zamawiać można przez Księgarnie Przyjaźni Polsko-Radzieckiej oraz przez „Czytelnika".

Peter Doig, F. R. A. S., *An Outline of Stellar Astronomy.*

Autor, członek Królewskiego Towarzystwa Astronomicznego, postanowił — jak to czytamy we wstępie do książki — dać licznym rzeszom miłośników nauki o niebie możność zetknięcia się z tak trudnym działem astronomii, jak statystyka gwiazd, zwana też astronomią gwiazdową. Właściwie dziwnym się wydaje, że autor potrafił dotrzymać słowa danego czytelnikowi we wstępie do swej pracy, mimo że nie używa w książce wyższej matematyki, która tak często odstręcza miłośnika od studiowania poważniejszych dzieł. P. Doig pokazał nam że można uniknąć tej trudności: w jego książce widzimy wzory zawierające jedynie logarytmy i elementarne funkcje trygonometryczne. Nie wydaje mi się, aby książka na tym straciła; z wielu bowiem działów astronomii gwiazd nie ma ani jednego, o którym autor nie napisałby wyczerpująco — oczywiście na poziomie popularnym. Książka zawiera bardzo wiele wiadomości. Oto tytuły niektórych rozdziałów tej części, poświęconej budowie systemu Galaktyki: „Mgławice galaktyczne", „Ciemne obłoki w przestrzeni", „Galaktyczne gromady gwiazd" „Czy istnieje lokalny układ słoneczny?", „Gromady kuliste" itd. Rozdziały ilustrowane są bogato licznymi tablicami, zawierającymi dużo materiału statystycznego gwiazd. W „Dodatku" do książki autor podaje wyczerpujące wyjaśnienia niektórych ważnych terminów astronomicznych, jak np. jasność absolutna i bolometryczna gwiazd, podział widm, wyznaczanie paralaks, a także i prawdopodobnieństwo zbliżeń i zderzeń gwiazd. Nie ogranicza on się tutaj do prostego podania definicji i wzorów, ale każde poruszone zagadnienie szeroko omawia (np. przy „wyznaczaniu paralaks"). Mimo, iż książka P. Doig'a należy do trudniejszych książek miłośniczych — godna jest polecenia jako wartościowa lektura dla miłośników astronomi znających język angielski.

Na tle tych wielu dodatnich cech książki nie sposób nie zauważyć poważnego jej minusu. Sądzę, że tak pięknie wydana książka nie powinna była zostać zeszpecona przez technicznie źle wykonane zdjęcia. Tablice 2, 3, 5, 6, 8 reprodukowane są ze zdjęć uprzednio wydrukowanych na kliszach siatkowych; powinny były albo otrzymać inny raster, albo też należało w książce zamieścić reprodukcje oryginalnych zdjęć. *A. L.*

ERRATA

URANIA XX, str. 71, wiersz 2 od góry, zamiast: „błąd n razy", winno być „błąd $\sqrt{n}$ razy".

Redaktor: JAN GADOMSKI

Komitet Redakcyjny: JANUSZ PAGACZEWSKI, STEFAN PIOTROWSKI, WŁADYSŁAW TĘCZA.

Adres Redakcji i Administracji: Kraków, św. Tomasza 30/10 — Tel. 538-92.

Godziny urzędowe: wtorki i piątki, godz. 17—19.

Cena zeszytu 80 zł. — Prenumerata na rok 1949 (z przesyłką pocztową) 360 zł. — Konto rozrachunkowe „Uranii": PKO IV-1162.

Zarząd główny P. T. M. A. — Kraków, ul. św. Tomasza 30/7, PKO IV-5227
Oddział Krakowski — Kraków, ul. św. Tomasza 30/7, PKO IV-5554
Oddział Warszawski — Warszawa, ul. Ratuszowa 7/9, m. 12; tel. 10—60—12
Oddział Łódzki — Łódź, ul. Moniuszki 4a (Polska YMCA)
Oddział Wrocławski — Wrocław, ul. Kopernika 11 (Obserwatorium Astron. Uniw. Wrocł.).
Oddział Śląsko-Dąbrowski — Gliwice, ul. Sobieskiego 26
Oddział Nowo-Sądecki — Nowy Sącz, ul. Jagiellońska 60
Oddział Myślenicki — Myślenice, ul. Zakopiańska 43
Oddział Częstochowski — Częstochowa, Al. N. Marii Panny 51, tel. 12-06.
Fundusz Budowy Obserwatorium Ludowego w Krakowie, PKO IV-6129.

STARANIEM KOMISJI NAUK. P. T. M. A.

zostały wydane

MAPKI OKOLIC GWIAZD ZMIENNYCH

o Ceti, β Lyrae, β Persei, χ Cyqui, η Aquilae

wraz z podaniem jasności gwiazd porównania.

Mapki można nabywać w Zarz. Gł. po cenie 50 zł za sztukę (plus porto).

Drukarnia Związkowa w Krakowie, ul. Mikołajska 13. — M - 1 - 10333

E. 7748/50
BIBLIOTEKA

Do nabycia w Administracji »Uranii«
TOM I. BIBLIOTEKI URANII pt.:

„NIEBO PRZEZ LORNETKĘ"

dr J. PAGACZEWSKIEGO

Popularne wprowadzenie w obserwacje nieba — 7 arkuszy druku — 19 rycin i rysunków — wykazy dostępniejszych obiektów niebieskich itp. — Cena 190 zł wraz z portem pocztowym

WSZECHŚWIAT

POPULARNE NAUKOWE ILUSTROWANE PISMO PRZYRODNICZE

10 ZESZYTÓW — 320 STRON

Prenumerata roczna 400 zł. Przesyłka pocztowa 170 zł.

Administracja: Kraków, Podwale 1

Jeśli chcesz być sprawnie i szybko informowanym o zjawiskach na niebie oraz najświeższych odkryciach astronomicznych (nowe komety, gwiazdy Nowe itp.)

zaprenumeruj

KOMUNIKATY

wydawane przez Zarząd Główny Polsk. Towarzystwa Miłośników Astronomii. — Niezbędne dla obserwatorów. KOMUNIKATY rozsyłane są tylko tym członkom P. T. M. A., którzy z góry wpłacą za 10 Komunikatów kwotę 200 złotych na konto P. K. O. IV-5227.