CZASOPISMO ASTRONOMICZNE POPULARNONAUKO

URANIA

ORGAN POLSKIEGO TOWARZYSTWA MIŁOŚNIKÓW ASTRONN

ROK XXVII LIPIEC 1956 Nr

TREŚĆ Nr 7

Str.

ARTYKUŁY

Stefan Piotrowski: Elektronika zwiększa rozmiary teleskopów 197
Ludosław Cichowicz: O geodezyjnych pomiarach kraju. Cz. II 202
Andrzej Wróblewski: Z tajemnic Marsa (II) 206

KRONIKA

Międzygwiazdowy wodór a Układ Lokalny. — Gwiazda o najmniejszej masie. — Czy istnieje na Marsie roślinność? — Atmosfery planetarne. — Zmiany długości dnia. — Obserwacje zaćmienia Słońca na fali 21 cm. — Badania radiowe międzygwiazdowego wodoru. — Zmiany położenia równoległych pasów na tarczy Jowisza 212
PORADNIK OBSERWATORA 218
OBSERWACJE 222
ROZRYWKI UMYSŁOWE 224
KALENDARZ ASTRONOMICZNY 225

Rycina na okładce:

Fragment Drogi Mlecznej w gwiazdozbiorze Łabędzia z mgławicą NGC 6992. Zdjęcie wykonane przy pomocy 60-calowego teleskopu na Mt Wilson.

Znak zodiaku: Lew

Państwowe Wydawnictwo Naukowe — Dział Czasopism, Warszawa 1, Krakowskie Przedmieście 79.

Nr zam. 2458 — 14. 5: 1956 — 6835+104 — Ark. wyd. 3.2, Ark. druk. 2¼ — Pap. sat. A1 70 gr — Rękopis dostarczono 14. 5. 1956 — Podpisano do druku 25. 6 1956 — Druk ukończono w czerwcu 1956 — M-7-8972.

Drukarnia Związkowa w Krakowie, ul. Mikołajska 13

ROK XXVII LIPIEC 1956 Nr 7

URANIA

CZASOPISMO ASTRONOMICZNE
POPULARNONAUKOWE

ORGAN POLSKIEGO TOWARZYSTWA MIŁOŚNIKÓW ASTRONOMII

KRAKÓW 1956

Pismo zalecone reskryptem Ministerstwa Oświaty z dnia 20. X. 1955 r, Nr 0c-506/50, jako pożądane w bibliotekach licealnych i nauczycielskich

STEFAN PIOTROWSKI — Warszawa

ELEKTRONIKA ZWIĘKSZA ROZMIARY TELESKOPÓW

Zacznijmy od dwóch faktów: przy pomocy 200-calowego teleskopu z Mount Palomar sięgamy przy ekspozycji 30-minutowej i przy użyciu najczulszych klisz do gwiazd do 24 w. gw. — przedłużanie ekspozycji nie prowadzi do zwiększenia zasięgu. I fakt drugi: najbogatsze w szczegóły obrazy powierzchni planet, w szczególności powierzchni Marsa, uzyskiwane są wciąż jeszcze za pomocą obserwacji wizualnych; klisza fotograficzna wyraźnie ustępuje w tej dziedzinie oku ludzkiemu.

Dlaczego się tak dzieje?

Otóż jeśli chodzi o obserwacje powierzchni planet, głównym wrogiem pełnego wykorzystania powiększenia i siły rozdzielczej współczesnych dużych instrumentów jest niepokój warstw powietrza, przez które wędruje promień zanim dojdzie do teleskopu. Oko ludzkie potrafi uchwycić moment, kiedy w falującym — na skutek niepokoju w atmosferze ziemskiej — obrazie planety zarysują się subtelne szczegóły, natomiast klisza fotograficzna, sumując przez dłuższy czas wrażenia świetlne, zarejestruje wszystkie falowania i migotania, i w rezultacie da obraz zamazany. Gdyby można było stosować ekspozycje znacznie krótsze niż to jest możliwe przy obecnie osiągalnej czułości klisz, fotografia powierzchni planet dorównałaby i zapewne przewyższyła osiągnięcia obserwacji wizualnych.

Możliwość sięgnięcia do słabszych gwiazd przy pomocy dużych współczesnych teleskopów i kliszy fotograficznej ograniczają zasadniczo trzy czynniki: migotanie obrazów, jasność tła nieba nocnego i efekt statystycznego nasycenia. Migotanie obrazów powoduje, iż np. w dobrych warunkach średnica obrazu

gwiazdy wytworzonego przez 200-calowy teleskop wynosi ok. 1″. Stale obecne świecenie nieba nocnego, głównie pochodzenia zorzowego, daje na 1 sekundzie kwadratowej nieba tyle światła, ile go daje jedna gwiazda 22 w. gw. Otóż możliwość odróżnienia dwóch miejsc na kliszy, w których na jednym na powierzchni 1 sekundy kwadratowej zaczernienie jest wywołane tylko światłem tła równoważnym światłu jednej gwiazdy 22 w. gw., a na drugim do efektu tej stałej na całym polu kliszy poświaty dodaje się jeszcze światło jednej gwiazdy, powiedzmy, 24 w. gw. (a więc światło przeszło sześć razy mniej intensywne) zależy od tego, czy kontrast między tymi dwoma miejscami przewyższa przypadkowe wahania w zaczernieniu pochodzącym ze stałej poświaty. Przedłużenie czasu ekspozycji (a tak samo zwiększenie średnicy teleskopu) poza pewną granicę, tego kontrastu nie zwiększa.

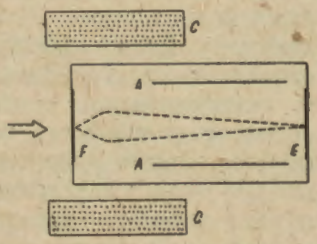
Efekt nasycenia statystycznego powoduje, że przy dłuższych ekspozycjach poszczególne zaczernione ziarna zachodzą na siebie i mierzenie zaczernienia, choćby nawet przy stosowaniu techniki liczenia poszczególnych ziaren, staje się utrudnione, względnie niemożliwe. Zwiększenie czułości kliszy nic tu nie pomoże.

Zwiększenie kontrastu przy fotografowaniu słabych obiektów na jasnym tle jest możliwe tylko na drodze zmniejszenia względnej procentowej wielkości przypadkowych wahań w jasności (zaczernieniu) tła — ewentualnie w połączeniu z „wymazaniem" w jakiś sposób stałej części tła („zadymienia"). Zarówno teoria jak i praktyka uczą, że przypadkowe fluktuacje pewnej liczby n przedmiotów — np. zaczernionych ziaren na 1 sekundzie kwadratowej kliszy — są średnio rzędu $\sqrt{n}$. Jakie znaczenie ma ten zasadniczy fakt dla możliwości uzyskania mierzalnego kontrastu, wyjaśnia następujący przykład: Przypuśćmy, że światło słabej gwiazdy stanowi 10% światła tła i że w jednym wypadku światło tła zaczernia średnio na 1 sekundzie kwadratowej 100 ziaren, a zatem światło tła plus gwiazda — 110 ziaren; w drugim przypadku niech odpowiednie liczby wynoszą 1000 i 1100. W pierwszym przypadku wahania statystyczne w ilości zaczernionych ziaren będą rzędu $\sqrt{100}=10$, w drugim: $\sqrt{1000} \cong 32$. Widzimy, iż w pierwszym przypadku 10 ziaren zaczernionych przez światło gwiazdy niknie wśród tego samego rzędu wahań liczby ziaren tła, w drugim przypadku liczba 100 dodatkowych ziaren jest prawie 3 razy większa od liczby 32 charakteryzującej wahania statystyczne ilości ziaren tła. Jak widzimy więc zwiększenie kontrastu uzyskać

możemy przez zwiększenie liczby ziaren (ogólniej mówiąc: liczby obiektów, będących efektem działania kwantów światła fotonów) wytwarzanych pod wpływem naświetlania. Kontrast możemy zatem zwiększyć stosując klisze drobnoziarniste, przy użyciu których możemy bez obawy wystąpienia efektu statystycznego nasycenia doprowadzić do tworzenia się większej liczby ziaren na jednostkę powierzchni. Kontrast poprawi się też, jeżeli potrafimy spowodować, by dana liczba fotonów (kwantów światła) przychodząca od badanego obiektu, zaczerniała większą liczbę ziaren. Przy obecnych najlepszych kliszach (przy długich ekspozycjach) na 1000 padających fotonów tylko jedno ziarno emulsji ulega zaczernieniu; mówimy, że wydajność kwantowa procesu fotograficznego wynosi 0,1%. Stosowaniu klisz drobnoziarnistych staje na przeszkodzie ich mniejsza czułość, która wymagałaby dokonywania niemożliwych do zrealizowania długich ekspozycji.

Oba problemy: problem krótkich ekspozycji (fotografia planetarna) i problem otrzymania mierzalnego kontrastu przy fotografowaniu słabych obiektów na tle poświaty tła, rozwiązuje w zasadzie fotokatoda czyli światłoczuła warstwa, z której pod wpływem światła odrywają się elektrony. Umiemy dziś otrzymywać fotokatody, których wydajność kwantowa (co prawda tylko w niektórych dziedzinach widma) jest 100 razy lepsza niż wydajność najlepszych klisz fotograficznych. Z czułej fotokatody co dziesiąty foton wybija elektron, gdy tymczasem na czułej kliszy, jak wspomniano, trzeba 1000 fotonów do zaczernienia jednego ziarna.

Wybite działaniem światła z katody elektrony, tak zwane fotoelektrony, mogą być użyte do wytworzenia obrazu w dwojaki sposób: albo wykorzystujemy ich ładunek — jest to metoda magazynowania obrazu *(image storage)*, stosowana w analizujących lampach telewizyjnych (ikonoskopach, ortikonach), albo robimy użytek z energii ruchu fotoelektronów, doprowadzając do zaczernienia — pod wpływem uderzeń takich elektronów — ziaren w emulsji specjalnej kliszy; jest to metoda przetwarzania obrazu *(image converter)*. W tej ostatniej metodzie zamiast kliszy można stosować ekran fluoryzujący pod wpływem uderzeń elektronów (w zasadzie taki jak np. ekran telewizora).



Rys. 1. Schemat elektronowego przetwornika obrazów.

Schemat przetwornika obrazów mamy na rys. 1. Obraz jakiejś okolicy nieba, czy np. widmo gwiazdy pada na fotokatodę *F*; z fotokatody wylatują elektrony, które przy pomocy cewki *C* są — po uprzednim przyspieszeniu przez anodę *A* — ogniskowane na ekranie *E*. Ekran ten może być pokryty albo warstwą fluoryzującą, albo emulsją czułą na elektrony (a więc typu tzw. emulsji jądrowych). Do praktyki astronomicznej został przetwornik takiego typu przystosowany głównie dzięki wysiłkom astronomów paryskich pracujących pod kierunkiem Lallemanda. Należało przezwyciężyć znaczne trudności techniczne, wynikające w szczególności z konieczności pracowania w próżni, gdyż nawet ślady jakichś gazów niszczą czułość fotokatody i zakłócają bieg elektronów. Konieczność utrzymania próżni była trudna do pogodzenia z potrzebą umieszczania w odnośnym urządzeniu płyt fotograficznych, których powierzchnia zawsze okluduje (wsysa) pewną ilość gazów. Trudności te zostały przezwyciężone w pomysłowy sposób, którego opis nie wniósłby nic istotnego do zrozumienia zasady urządzenia. Udało się w praktyce zrealizować przyrząd dający na każdy fotoelektron zaczernione ziarno kliszy. Dzięki wspomnianej już 100-krotnej przewadze wydajności kwantowej katody nad kliszą, w urządzeniu Lallemanda można stosować w szczególności drobnoziarniste klisze i można też, co jest szczególnie ważne dla badania widm słabych gwiazd, znacznie skrócić czas ekspozycji. Już obecnie można się realnie spodziewać, iż uda się rozciągnąć subtelną klasyfikację widmową dla gwiazd do 17 w. gw., i że będzie można oznaczyć widma dla jaśniejszych gwiazd w sąsiednich galaktykach.

W metodzie magazynowania obrazu *(image storage)* stosuje się specjalną formę fotokatody. I tak np. w ikonoskopach wytwarza się na nieprzewodzącej płytce warstwę światłoczułą, złożoną z mikroskopijnie małych ziarenek nie mających ze sobą kontaktu. Na płytce powstaje subtelna mozaika światłoczułych elementów. Jeżeli na mozaikę padnie światło, np. wytworzony przez obiektyw obraz jakiegoś przedmiotu, z elementów mozaiki odrywać się zaczną ujemne elektrony, a zatem w poszczególnych elementach zaczną się gromadzić ładunki dodatnie o wielkości zależnej od jasności obrazu w danym miejscu. Jak widzimy, taka fotokatoda mozaikowa ma podobnie jak płyta fotograficzna własność sumowania podniet świetlnych i podobnie jak płyta potrafi przechowywać (w formie elektrycznej) postać rzuconego na nią obrazu świetlnego. Ten ukryty w mozaice obraz może być odczytany w sposób powszechnie stosowany w urządzeniach telewizyjnych. Mianowi-

cie, z przyrządu zwanego „działem elektronowym" wytryskuje bardzo wąski strumień elektronów i „dotyka się" nim pokrytej mozaiką płyty miejsce za miejscem. Ujemne elektrony strumienia neutralizować będą dodatnie ładunki poszczególnych elementów mozaiki, przy czym strumień elektronów wyczerpywać się będzie oczywiście więcej w miejscach posiadających większy ładunek, a mniej w miejscach, na które przypadały ciemne partie obrazu. W ten sposób (w zasadzie) elektryczny odpowiednik obrazu rzuconego na mozaikę zostanie przetłumaczony na zmienne natężenie strumienia elektronów. To zmienne natężenie może być odpowiednio wzmocnione przy pomocy normalnej techniki telewizyjnej i przetworzone w obraz optyczny na ekranie telewizora. Nadmieńmy, że w obecnie stosowanych lampach telewizyjnych funkcja mozaiki lub zastępującej ją tzw. płytki obrazowej (w ortikonach) bywa inna. Mianowicie ładunki gromadzą się na niej nie wprost pod wpływem padającego światła, lecz na skutek wytrącenia z elementów płytki elektronów przez inne elektrony, wysyłane przez światłoczułą katodę.

Duża czułość współczesnych lamp telewizyjnych analizujących (nadawczych) oraz znakomicie rozwinięta technika wzmacniania słabych prądów zmiennych pozwalają na znaczne wzmocnienie obrazu rzuconego przez obiektyw lunety na światłoczułą warstwę ikonoskopu czy ortikonu: obraz na ekranie dołączonego do urządzenia odbiorczego telewizora jest znacznie jaskrawszy, niż obraz bezpośrednio utworzony przez obiektyw lunety. W konsekwencji, fotografując ekran telewizora, stosować możemy znacznie krótsze ekspozycje, niż gdybyśmy fotografowali wprost w ognisku obiektywu czy lustra. W czasie kongresu Międzynarodowej Unii Astronomicznej w Dublinie we wrześniu 1955 r. były demonstrowane obrazy Marsa otrzymane opisaną techniką w czasie opozycji w r. 1954: chociaż jeszcze nie w pełni zadawalające, wyglądały bardzo obiecująco.

Dodajmy, iż katoda mozaikowa czy płytka obrazowa posiada ponadto inną własność bardzo istotną z punktu widzenia możliwości sięgnięcia do słabych gwiazd, mimo istnienia poświaty tła nieba. Mianowicie można „wymazać" na niej — oczywiście w sposób elektryczny — to co na kliszy fotograficznej odpowiada zadymieniu.

W szkicu niniejszym starałem się przedstawić, na czym polega istota nowych możliwości stworzonych w astronomii przez nowoczesne techniki elektronowe. Wiele szczegółów natury technicznej, nieraz ważnych, zostało pominiętych. Waż-

niejsze od opisu poszczególnych metod realizacji wydało się przedstawienie istoty postępowania, które pod wielu względami jak gdyby zwiększa — i to kilkakrotnie — średnice istniejących już teleskopów.

LUDOSŁAW CICHOWICZ — Warszawa

O GEODEZYJNYCH POMIARACH KRAJU

Część II.

Trzeci etap procesu triangulacji — budowa wież i stawianie sygnałów, pomimo swego konstrukcyjno-budowlanego aspektu stanowi jedno z węzłowych zadań inżyniera i technika geodety.

Wiemy już, że w każdym punkcie terenu oznaczonym przez wywiadowców, zostaną pobudowane te charakterystyczne piramidy, o których mówiliśmy na początku. Zazwyczaj wczesną wiosną opuszczają bazę robocze brygady budowniczych wyposażonych w ciągniki, auta ciężarowe, w sprzęt drwalski i ciesielski. Zanim z nastaniem pogodnych dni wyruszą w pole zespoły obserwatorów, trzeba, żeby dany obszar został w porę „uzbrojony" w komplet wież i sygnałów. Zagadnieniu temu geodeci poświęcają wiele uwagi. „Jak sobie pościelesz, tak się wyśpisz — mówi przysłowie. Od poprawnego ustawienia piramidy zależy dokładność pomiarów kątowych, a w rezultacie wyniki całej triangulacji. Instrument ustawiany na wzniesieniu jest narzędziem precyzyjnym i zezwala na mierzenie kątów z dokładnością poniżej 1 sekundy łuku. Wadliwa konstrukcja lub ustawienie piramidy nie powinny niweczyć wyników osiągalnych przez obserwacje. Wielometrowy statyw, na którym ustawia się instrument, nie powinien wychylać się nawet o centymetr nie tylko podczas obserwacji, ale także w ciągu następnych tygodni i sezonów.

I niewiarygodnym się zdaje, żeby taki nieraz 5-metrowy kolos zdołał oprzeć się deszczom, wichurze lub intensywnej operacji słońca. A jednak... Inżynierowie geodeci posiadający znajomość statyki budowlanej opracowują coraz to nowsze typy wież triangulacyjnych, bądź stałych, stawianych z miejscowego budulca, bądź rozbieralnych, przewożonych ze stanowiska na stanowisko. Wieża składa się zasadniczo z dwóch niezależnych i — choć na pierwszy rzut oka wydaje się to nieprawdopodobne — nie stykających się ze sobą części: statywu i rusztowania. Statyw to solidna trój- lub czterograniasta,

drewniana piramida wsparta na fundamentach. Na jej szczycie przytwierdzony jest stolik, tj. niewielka drewniana płyta, służąca jako podium dla instrumentu. Rusztowanie posiada bardziej wysmukły kształt piramidalny; jego wiązania przenikają między poszczególnymi elementami statywu, wznoszą się ponad stolikiem, aby u szczytu utworzyć iglicę, służącą jako cel dla sąsiednich stanowisk. Nieco poniżej szczytu statywu na rusztowaniu wspiera się pomost dla ekipy obserwacyjnej; przez otwór podłogi, nie dotykając jej krawędzi, przenika szczytowy fragment statywu wraz ze stolikiem obserwacyjnym. Opisu wieży triangulacyjnej dopełnia zespół drabin już to przymocowanych zewnątrz jednej ze ścian bocznych, już to wewnątrz rusztowania. Dodajmy wreszcie, że wieże na stanowiskach I-go rzędu posiadają kilka metrów nad głównym pomostem jeszcze jeden stolik, przeznaczony dla sygnalizacji świetlnej, stosowanej przy pomiarach z dużych odległości, a także o zmroku lub podczas mgły.

Nie trudno sobie wyobrazić, ileż niemal akrobatycznej zaprawy muszą posiadać budowniczowie pracujący nad montażem górnych segmentów wieży.

Na stanowiskach triangulacyjnych mniejszej wagi, albo tam gdzie warunki terenowe na to zezwalają, stawia się sygnały kilkumetrowej wysokości, elementarnej konstrukcji. Na punktach takich obserwacje kątowe wykonuje się z ziemi.

Tyle o pracach konstrukcyjno-budowlanych związanych z triangulacją. Dodajmy wreszcie, że o ile budowniczowie wież i sygnałów rekrutują się ze środowiska robotników i majstrów, to nad całokształtem tych robót, a szczególnie nad ich kontrolą techniczną czuwają inżynierowie-geodeci.

Po zapoznaniu się z przebiegiem robót o charakterze przygotowawczym, przechodzimy do obserwacji triangulacyjnych.

Pomiary kątowe obok pomiarów baz mają podstawowe znaczenie w triangulacji i stanowią jej główne zadanie. Zadanie obserwatora polega na mierzeniu kątów sieci triangulacyjnej precyzyjnym instrumentem geodezyjnym zwanym teodolitem.

Elementarny pomiar kąta sprowadza się do dokładnego wycelowania lunety teodolitu na iglicę sąsiedniej wieży i sporządzenia odczytu kierunku na pomiarowym kole instrumentu. Oczywiście, postępowaniu temu towarzyszy szereg zabiegów zapewniających najwyższą precyzję pomiaru, jego uwielokrotnienie oraz kontrolę; wystarczy powiedzieć, że w przeciętnych warunkach procedura pomiaru jednego kąta może trwać do 1 godziny. Obserwacje kątowe są protokółowane w dzienniku i zaraz kontrolowane rachunkiem.

Obserwatorzy mają niewielu sprzymierzeńców. Natomiast jeżeli pominąć drobne zawalidrogi terenowe utrudniające widzialność, które ekipa likwiduje własnymi rękami, występuje szereg czynników, które hamują lub wręcz uniemożliwiają obserwacje; są to opady atmosferyczne, mgły, porywiste wiatry, dotkliwe zimno. Z drugiej strony z nastaniem słonecznej pogody — jedyną porą nadającą się do obserwacji triangulacyjnej są ranki oraz popołudnia. Chodzi bowiem o uniknięcie wpływu operacji słońca, zakłócającej bieg promieni w atmosferze.

Zgodnie więc z przepisami, obserwacje kątowe wykonuje się tylko w najdogodniejszych warunkach atmosferycznych, co do których obserwatorzy są bardzo „wybredni". Ale nie myślcie, że w oczekiwaniu na właściwą pogodę, ekipa siedzi z założonymi rękami, bowiem wtedy jest bardzo wiele do zrobienia. Jeszcze przed rozpoczęciem właściwych obserwacji należy ustawić teodolit na stoliku wieży, w jednej linii pionowej z iglicą rusztowania. Należy zrzutować oba te pokrywające się punkty na grunt i zakopać w tym miejscu centrycznie słup. Trzeba pomierzyć niektóre elementy wieży oraz naszkicować jej usytuowanie w stosunku do odznaczających się szczegółów terenowych, opisać dojazd itd.

Poza tym powszechnym chlebem zespołu obserwacyjnego jest poranie się z rozlicznymi niespodziankami. Już to trzeba wyrąbać drzewo lub grupę drzew przesłaniających cel (wyrąbać sztuka niewielka, ale jak zidentyfikować takie indywiduum rosnące gdzieś w środku boru na pół drogi pomiędzy wieżami), już to trzeba naprawić jakieś niedokładności wieży lub szkody poczynione przez anonimowych szkodników.

Wreszcie usytuowanie celu, przy niefortunnym naświetleniu, częstokroć powoduje jego znikanie pośród tła; wtedy obserwatorzy radzą sobie przez zawieszenie płóciennego ekranu tuż za „figlarnym" sygnałem.

Ale nie na tym wyczerpuje się lista kłopotów. Czyhają one zewsząd i utrudniają bieg pracy, ale w żadnym przypadku jej nie obrzydzają. Zespół dzielnych ludzi z ambicją zawodową pokonywa wszystkie przeszkody własnymi siłami i to stanowi probierz jego walorów, a jednocześnie wnosi do pracy zawodowej urok pionierstwa.

Wyniki obserwacji kątowych wędrują do kierownictwa grupy triangulacyjnej. Kierownik grupy, starszy inżynier, dokonuje kontroli wyników, uzgadniając je i porównując z wynikami innych obserwatorów. Jeżeli zachodzą niezgodności

wówczas nakazuje dokonanie powtórki obserwacji na niepewnych punktach.

Całokształtu podstawowych prac polowych w triangulacji dopełniają pomiary baz. Prace te wykonywane przez oddzielne ekipy polowe polegają na precyzyjnym pomiarze wielokilometrowych długości boków bazowych przy pomocy specjalnych taśm lub drutów mierniczych, uodpornionych na wpływy temperatury. Ze względu na przenoszenie się błędów, pracy tej poświęca się wiele uwagi i zabiegów iście „aptekarskich" zapewniających jak najdalej idącą dokładność rzędu jednej milionowej.

Poza tym w celu zorientowania całej sieci triangulacyjnej w stosunku do stron świata na niektórych punktach sieci są wykonywane nocne astronomiczne pomiary azymutu, to znaczy kąta zawartego pomiędzy kierunkiem północy a kierunkiem danego boku.

Po dokonaniu powyższego kompleksu prac przygotowawczych i obserwacyjno-pomiarowych na danym obszarze, następuje etap ostatni: cały materiał osiągnięty zespołowym wysiłkiem licznych grup geodetów i personelu pomocniczego na przestrzeni wielu miesięcy żmudnej pracy, obejmujący niejednokrotnie powyżej tysiąca stanowisk, zostaje przekazany biuru obliczeniowemu.

Praca biura obliczeniowego — to osobny rozdział w zawodzie inżyniera i technika geodety. Można by powiedzieć, że tyle samo trzeba poświęcić czasu na opracowanie liczbowe, ile potrzeba go na pomiary.

Biuro obliczeniowe to zespół rachmistrzów, którzy posługując się maszynami do liczenia współdziałają przy tak zwanym „wyrównaniu" sieci triangulacyjnej. Praca polega na uporządkowaniu wyników pomiarów kątowych i liniowych, a następnie rozwiązaniu całego zbioru równań z bardzo wieloma niewiadomymi. W rezultacie tych karkołomnych obliczeń, których jeden człowiek, nie dysponujący maszyną do liczenia nie dokonałby w ciągu całego swego życia, otrzymuje się geograficzne współrzędne każdego punktu, na którym były przeprowadzone pomiary, to znaczy długość i szerokość geograficzną oraz wysokość nad poziom morza. Elementy te stanowią wyjściowe dane dla rozmaitych prac związanych z realizacją przestrzennych planów gospodarczych, a także dla celów naukowych w zakresie geodezji, geografii, astronomii, geofizyki, geologii.

Na tym zamyka się złożony z różnorodnych etapów pracy proces zakładania sieci triangulacyjnej na obszarze Państwa. Należy nadmienić, że choć prace triangulacyjne stosuje się

niemal w niezmienionym trybie od kilku stuleci, nie znaczy to, że opisana procedura stanowić będzie niewzruszony kanon. Rozwój techniki fotograficznej już dzisiaj umożliwia zastąpienie oka obserwatora przez fotokomórkę, co pozwala wykluczyć błędy subiektywne. Opracowanie precyzyjnych metod pomiaru dużych odległości przy pomocy wykorzystania zjawiska interferencji światła rokuje nadzieje na wprowadzenie triangulacji nowego typu polegającej na pomiarach liniowych. Wreszcie silny rozwój techniki radarowej pozwala na wykonywanie pomiarów na rozległych i trudno dostępnych obszarach. Ale triangulacja nie wyczerpuje zakresu problemów stojących przed polską geodezją jako gałęzią produkcji i jako nauką. Dość wymienić nazwy niektórych tylko działów geodezji, które rozwijają się u nas na bazie odmiennej teorii i techniki; więc fotogrametria i aerofotogrametria, kartografia, astronomia geodezyjna, geodezja dynamiczna i grawimetria, geodezyjne urządzenia rolne itd.

Współczesny geodeta to światły inżynier i zależnie od specjalności — astronom, biegły matematyk, znawca fizyki, elektrotechniki i elektroniki, techniki fotograficznej, optyki i instrumentoznawstwa itd.

ANDRZEJ WRÓBLEWSKI — Warszawa

Z TAJEMNIC MARSA (II)

Atmosfera i klimat Marsa

Najbardziej rzucającym się w oczy szczegółem na powierzchni Marsa są białe plamy podbiegunowe. Już jeden z pierwszych obserwatorów Marsa — Huygens — obserwował w roku 1672 plamę południową. On też pierwszy wysunął przypuszczenie, że plamy te są to masy lodów i śniegów nagromadzone u biegunów planety podobnie jak ma to miejsce na Ziemi. Podobieństwo to stało się jeszcze bardziej uderzające, gdy w roku 1781 W. Herschel odkrył, że wielkość czapek polarnych Marsa jest zmienna i pozostaje w ścisłej zależności ze zmianami pór roku na tej planecie. Gdy mianowicie na danej półkuli panuje zima — czapka polarna jest największa; z nadejściem wiosny czapka zaczyna się zmniejszać i podczas lata niknie prawie zupełnie; w tym czasie natomiast tworzy się czapka na przeciwległym biegunie planety.

Czapki polarne Marsa sięgają średnio do 60^0 szerokości areograficznej (odpowiednik szerokości geograficznej), bywają

jednak lata, kiedy rozpościerają się one aż do 50° (na Ziemi odpowiada to szerokości geograficznej Krakowa). Są to więc utwory znacznie większe niż podbiegunowe pokrywy lodowe na Ziemi. Dokładniejsze obserwacje wykazały, że środki czapek polarnych Marsa nie schodzą się dokładnie z biegunami planety ale są od nich odległe o kilka stopni. Środki czapek muszą być więc czymś w rodzaju „biegunów zimna" na Marsie.

Lowell, który bardzo dokładnie badał czapki polarne Marsa stwierdził, że przy tworzeniu się brzeg ich jest biały, natomiast przy zanikaniu ciemno-niebieskawy. Stąd wniosek, że czapki składają się z substancji, która może występować na powierzchni Marsa w stanie ciekłym.

Odnośnie natury czapek wysuwano różne hipotezy. Niektórzy przypuszczali, że są to być może warstwy jakichś soli, podobne do tych, jakie występują na Ziemi w obszarach pustynnych. Ta naiwna hipoteza nie tłumaczyła jednak sezonowych zmian czapek. O wiele bardziej prawdopodobną wydawała się hipoteza, według której czapki Marsa składać się miały z dwutlenku węgla w stanie stałym. Wiadomo, że przy ciśnieniu atmosferycznym dwutlenek węgla zestala się w temperaturze około —78° C dając tak zwany suchy śnieg. Ciśnienie atmosfery Marsa jest jednak niższe i temperatura zestalania się dwutlenku węgla wynosi tam około —100° C. Pomiary temperatury czapek wykazały, że nigdy nie obniża się ona tak znacznie; w ten więc sposób odrzucona została hipoteza dwutlenku węgla.

Najbardziej naturalną była hipoteza wysunięta jeszcze przez Huygensa (o czym wspominałem wyżej). W celu jej potwierdzenia przeprowadzane były w różnych latach porównawcze badania zdolności odbijającej czapek polarnych Marsa oraz lodu i śniegu. Okazało się, że zdolność odbijająca (albedo) czapek jest bardzo bliżona do albeda lodu, natomiast jest dużo mniejsza od albeda śniegu. Czapki polarne Marsa składają się więc z lodu. Znając ilość promieniowania słonecznego, padającego na powierzchnię Marsa, zajmowaną przez czapki polarne, można było wyliczyć maksymalną grubość tej pokrywy lodowej. Okazało się, że promieniowanie słoneczne jest zdolne stopić nawet dwumetrową warstwę lodu. Tak duża grubość czapek była jednak nie do przyjęcia ze względu na dużą szybkość ich topnienia, która dochodzi do 100 km dziennie. Opierając się na tej wartości musimy przyjąć że grubość pokrywy lodowej przy biegunach Marsa wynosi najwyżej kilkanaście centymetrów. Prawdopodobnie ta pokrywa lodowa nie jest jednolita, i „prześwieca" przez nią czerwonawa powierzchnia planety. Jak wynika bowiem z dokładnych badań Barabaszewa czapki polarne

mają odcień czerwony a tylko przez kontrast wydają się zupełnie białe.

Polarne czapki Marsa dowodzą obecności wody na tej planecie. Czy jednak mogą istnieć na Marsie otwarte zbiorniki wodne podobne do naszych mórz i oceanów? Pierwsi badacze Marsa sądzili, że ciemne, zielonkawe obszary widoczne na jego powierzchni są właśnie morzami i nadali im taką nazwę. Tego zdania było również wielu późniejszych astronomów, między innymi Schiaparelli. W miarę wzrostu dokładności badań pogląd ten napotykał jednak na wiele trudności. Okazało się bowiem, że „morza" są bardzo różne pod względem barwy i odcieni, że barwa ta zmienia się sezonowo i że wreszcie kształt „mórz" również ulega dużym zmianom. Wreszcie w roku 1894 Taylor wysunął decydujący argument, obalający dawny pogląd na naturę „mórz". Jeżeliby mianowicie „morza" Marsa były rzeczywiście zbiornikami wodnymi, to widzielibyśmy z Ziemi odbicie Słońca w tych zbiornikach w postaci jasnego punktu. Nikt jednak nie widział na Marsie takiego odbicia, a więc „morza" Marsa morzami nie są. Ostatnio Fiesienkow wyliczył, że nie mogą istnieć na Marsie nawet małe jeziorka o średnicy ponad 300 metrów; widzielibyśmy bowiem odbicie Słońca w ich tafli wodnej. Ogólna ilość wody na Marsie jest więc bardzo mała.

O istnieniu atmosfery na Marsie przekonują nas wyniki wielu obserwacji. Należą tu przede wszystkim obserwacje różnych chmur i obłoków, a także i silnych zmętnień przesłaniających szczegóły widoczne na tarczy Marsa. Również zjawisko zmierzchu i świtu obserwowane na Marsie świadczy o rozpraszaniu światła w jego atmosferze. W atmosferze tej muszą się znajdować pewne ilości pary wodnej powstające podczas topnienia czapek polarnych. Mimo tak oczywistych dowodów istnienia atmosfery badacze Marsa musieli poświęcić wiele trudu aby zdobyć o niej choćby najprostsze dane.

Jednym z podstawowych narzędzi do badania atmosfery Marsa jest fotografia. Już na podstawie pierwszych zdjęć Marsa dokonanych w roku 1909 Tichow stwierdził, że widzialność szczegółów na powierzchni planety zależy od długości fali światła, w którym przeprowadzamy obserwacje. Szczegóły na powierzchni Marsa są widoczne najlepiej w promieniach czerwonych. Przy przejściu do promieni fioletowych widzialność szczegółów zmniejsza się stopniowo. Ten efekt można było dość prosto wytłumaczyć jako wynik rozpraszania światła w atmosferze Marsa. Wiadomo bowiem, że światło jest rozpraszane przez atmosferę tym silniej, im ma mniejszą długość fali. Promienie

czerwone są więc rozpraszane bardzo słabo, natomiast promienie fioletowe — bardzo silnie.

Podobne zjawisko możemy obserwować na Ziemi. Jeżeli w pogodny dzień patrzymy na okolicę to daleko położone szczegóły są widoczne niewyraźnie i są przesłonięte czymś w rodzaju niebieskawej mgiełki. Jest to właśnie wynik silnego rozpraszania promieni krótkofalowych (niebieskich i fioletowych) przez naszą atmosferę. Jeżeli chcemy fotografować dalekie szczegóły używamy filtru czerwonego lub żółtego, który usuwa szkodliwe rozproszone promienie krótkofalowe. Występowanie podobnego efektu przy fotografowaniu Marsa świadczyło o istnieniu na nim atmosfery.

Wielkie znaczenie dla poznania atmosfery Marsa miały badania fotograficzne przeprowadzane przez Wrighta. Wright podobnie jak Tichow fotografował Marsa przy użyciu filtrów barwnych. Zauważył on, że obraz Marsa ma różną wielkość w różnych barwach. Średnica Marsa otrzymana ze zdjęć w promieniach podczerwonych wynosiła 6419 km, gdy tymczasem średnica w promieniach fioletowych — 6716 km. Zjawisko to nazwane potem efektem Wrighta tłumaczono jako wynik rozpraszającego działania atmosfery Marsa. Promienie podczerwone są słabo rozpraszane przez atmosferę, wobec tego na zdjęciach wykonywanych w tych promieniach widzimy stałą powierzchnię Marsa. Fotografując Marsa w promieniach fioletowych, które są silnie rozpraszane przez atmosferę dostajemy na zdjęciu obraz atmosfery, natomiast stała powierzchnia planety nie jest widoczna. Różnica wielkości obrazów Marsa w promieniach podczerwonych i fioletowych daje podwojoną grubość atmosfery.

Jeśliby przyjąć to rozumowanie, to grubość atmosfery Marsa oceniona na podstawie wyników Wrighta wynosiłaby około 150 kilometrów. Ściślej mówiąc, atmosfera Marsa musiałaby być tak gęsta, żeby jeszcze na wysokości 150 km dawać wyraźny efekt rozpraszania promieni fioletowych.

Taki wynik był zdumiewający, sądząc bowiem na podstawie innych obserwacji spodziewano się raczej, że Mars posiada atmosferę dość rzadką. Toteż wielu uczonych nie przyjęło wniosków Wrighta. Starano się jego wyniki wytłumaczyć na podstawie innego rozumowania.

Wright powtórzył swe badania podczas dogodnej opozycji 1926 roku, otrzymując wyniki te same co poprzednio. Trudno było jednak znaleźć taki model atmosfery Marsa, który byłby zgodny z innymi obserwacjami, a jednocześnie dawał obserwo-

wany efekt Wrighta. W dalszym ciągu szukano więc wytłumaczenia tego efektu na innej drodze. Badania fotometryczne przeprowadzane w Związku Radzieckiem dały podstawę do interpretowania efektu Wrighta jako wyniku irradiacji fotograficznej. (Irradiacją nazywamy zaczernianie kliszy poza granicami rzeczywistego obrazu). Wielkość irradiacji zależy przy tym od jasności brzegów obrazu. W promieniach fioletowych brzegi tarczy Marsa mają jasność prawie taką samą jak jej środek, wobec tego irradiacja w tych promieniach będzie znaczna. Natomiast w promieniach podczerwonych występuje zjawisko przyciemnienia brzegowego: brzegi tarczy mają dużo mniejszą jasność niż środek. W tych więc promieniach wpływ irradiacji będzie znikomy. W ten sposób udało się wytłumaczyć efekt Wrighta bez zakładania istnienia na Marsie rozległej i gęstej atmosfery.

Wiele danych o atmosferze Marsa można otrzymać z obserwacji pojawiających się w niej obłoków. Oprócz obłoków żółtych, które są prawodopodobnie tumanami pyłu, występują na Marsie obłoki białe, które można interpretować jako normalne, złożone z pary wodnej chmury. Wśród tych chmur wyróżniono nawet dwa typy: niskie chmury warstwowe, powstające wskutek obniżenia się temperatury podczas nocy oraz wysokie chmury, podobne do naszych chmur kłębiastych, powstające w dzień wskutek wznoszących prądów konwekcyjnych. Na podstawie badań chmur na Marsie Hess wyliczył, że ciśnienie atmosferyczne wynosi tam około 80 milibarów. Wskutek tego jednak, że siła ciężkości jest na Marsie mniejsza niż na Ziemi, wartość ta odpowiada atmosferze o masie około 20% atmosfery ziemskiej.

Bardzo mało wiemy o składzie chemicznym atmosfery Marsa. Teoretyczne wyliczenia wskazują na to, że atmosfera ta może składać się z gazów takich jak atmosfera Ziemi. Jednak doświadczalne stwierdzenie obecności tych gazów w atmosferze Marsa napotyka na duże trudności. Przy badaniach spektroskopowych bowiem gazy atmosfery ziemskiej, przez którą obserwujemy Marsa, dają w widmie bardzo silne linie, tzw. linie telluryczne. Przy tak silnym tle odróżnienie przyczynka pochodzącego od gazów z atmosfery Marsa jest bardzo trudne. Pierwotnie badania przeprowadzano w ten sposób, że porównywano widmo Marsa z widmem Księżyca znajdującego się na tej samej wysokości. Wyniki otrzymywane przez różnych badaczy były jednak sprzeczne. W roku 1926 Adams i St. John zastosowali do badania widma Marsa nową metodę. Fotografowali je mianowicie wtedy, gdy Mars zbliżał się szybko do

Ziemi. Wówczas wskutek tzw. zjawiska Dopplera linie w jego widmie były nieco przesunięte w stosunku do linii pochodzących od atmosfery Ziemi. Według pomiarów wymienionych uczonych w atmosferze Marsa znajduje się tlen i para wodna w ilościach odpowiednio: 65% i 3% tej ilości wymienionych gazów, jaka występuje ponad szczytem M-t Everestu. Powtórne badania wykonane przez tych uczonych w r. 1933 i 1937 dały jednak wyniki sprzeczne z wynikami pierwszych badań. Nie udało się bowiem wykryć w atmosferze Marsa nawet śladów tlenu i pary wodnej. Kwestia istnienia tych gazów w atmosferze Marsa jest do dziś otwarta, bowiem nawet precyzyjne badania wykonane przez Kuipera w r. 1948 nie dały pozytywnych wyników. Jeżeli tlen znajduje się w atmosferze Marsa, to jest go bardzo mało. Kuiper wykrył natomiast w atmosferze Marsa pewne ilości dwutlenku węgla.

Pozostaje jeszcze do omówienia klimat Marsa. Z powodu większej odległości Marsa od Słońca średnia temperatura jest na nim, oczywiście, niższa niż na Ziemi. Bezpośrednich pomiarów temperatury na Marsie dokonano po raz pierwszy w roku 1924. Do pomiarów użyto bardzo precyzyjnych przyrządów zwanych „termometrami planetarnymi". Wykorzystywano w nich po prostu zjawisko termoelektryczne, polegające na powstawaniu przepływu prądu w obwodzie złożonym z dwóch drutów z różnych metali, w którym spojenia mają różną temperaturę. Wielkość płynącego prądu jest proporcjonalna do różnicy temperatur spojeń. Termoelementy używane do pomiarów temperatury Marsa miały wielkość główki od szpilki (!) i umieszczano je w ognisku lunety gdzie powstawał obraz Marsa. Promieniowanie Marsa kierowane było na jedno z dwóch spojeń, które w ten sposób ogrzewało się. Temperaturę Marsa można było wyznaczyć na podstawie płynącego prądu, wprowadzając, oczywiście, cały szereg potrzebnych poprawek. Przed użyciem termoelementy wypróbowane zostały na ziemi. Czułość ich była zdumiewająca: reagowały bowiem z odległości kilkunastu kilometrów na różnicę temperatur kilku stopni. Pomiary temperatur na Marsie były dokonywane na M-t Wilson przez Nicholsona i Pettita oraz przez Coblentza i Lamplanda w obserwatorium Lowella. Okazało się, że około południa temperatura w okolicach równikowych Marsa może dochodzić nawet do $+25^0$ C, po zachodzie Słońca jednak bardzo szybko spada i w ciągu nocy wynosi około -45^0 C. Czapki polarne mają temperaturę około -70^0 C. Oczywiście, temperatura różnych okolic Marsa zależy również od pór roku, które są tam podobne

jak na Ziemi. Średnia temperatura Marsa wynosi około —25° C (średnia temperatura Ziemi +15° C), są jednak na Marsie miejsca, w których średnia temperatura jest wyższa.

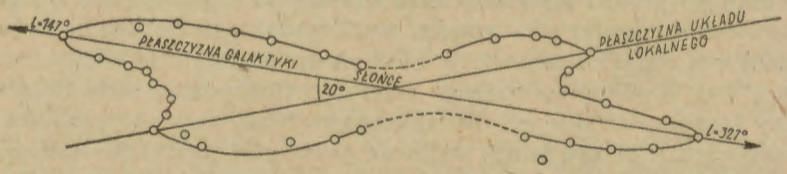
W następnym artykule omówimy zagadnienie istnienia na Marsie roślinności.

KRONIKA

Międzygwiazdowy wodór a Układ Lokalny

Badania prowadzone w długości fal 21 cm, na stacji Agassiz, dotyczącę rozkładu neutralnego wodoru w Galaktyce dały niezwykle ciekawę wyniki. Badania przeprowadzono wzdłuż koła prostopadłego do równika galaktycznego, przecinającego go w dwóch punktach o długości galaktycznej 327° i 147°. Odbiornik dostrojony na odpowiednią częstość zapisywał w sposób ciągły intensywność promieniowania pochodzącego od neutralnego międzygwiazdowego wodoru.

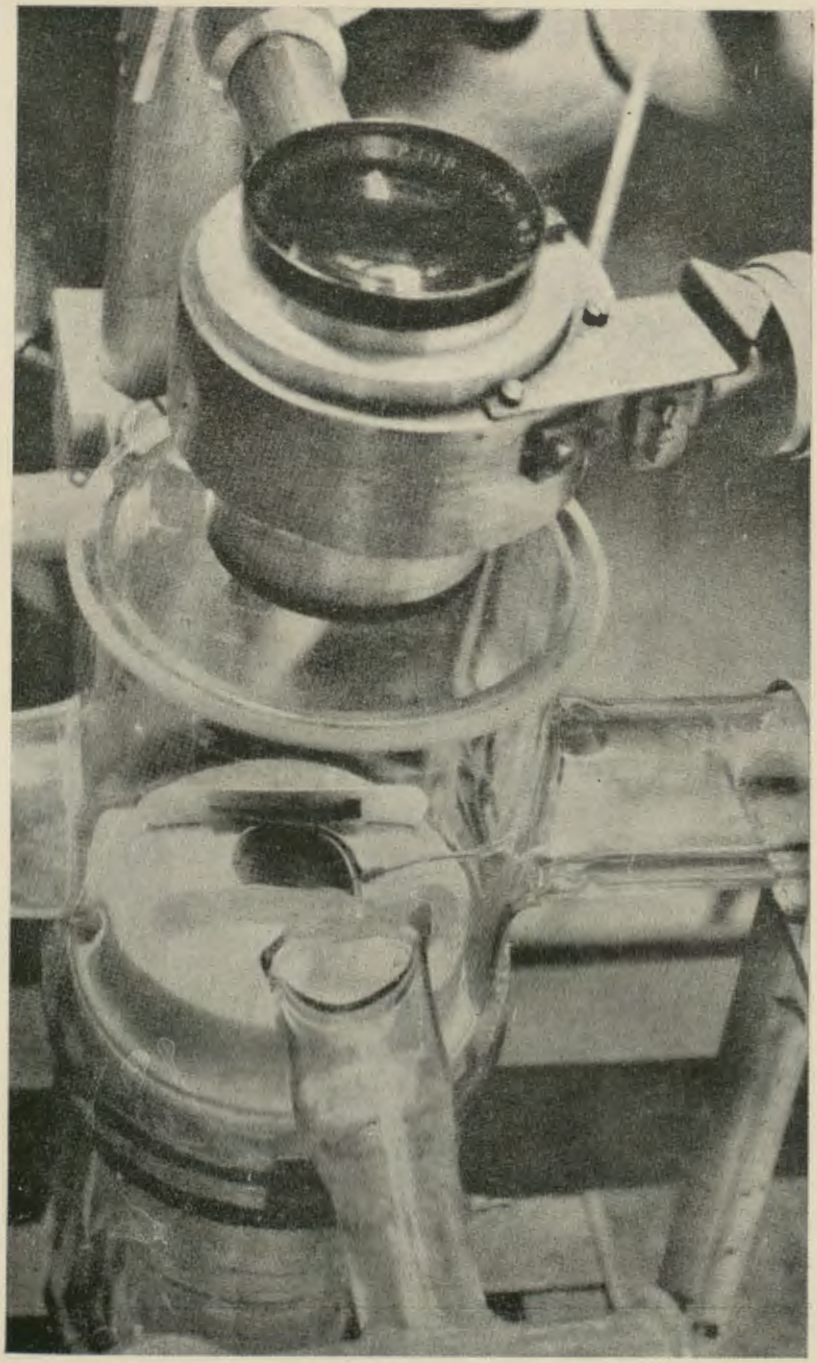
Załączony diagram wykazuje dwie wyraźne cechy w rozkładzie. Mianowicie, wodór koncentruje się głównie w płaszczyźnie galaktycznej (co było zresztą do przewidzenia). Oprócz tej koncentracji istnieje wyraźna druga wzdłuż płaszczyzny nachylonej pod kątem 20° do płaszczyzny Galaktyki.



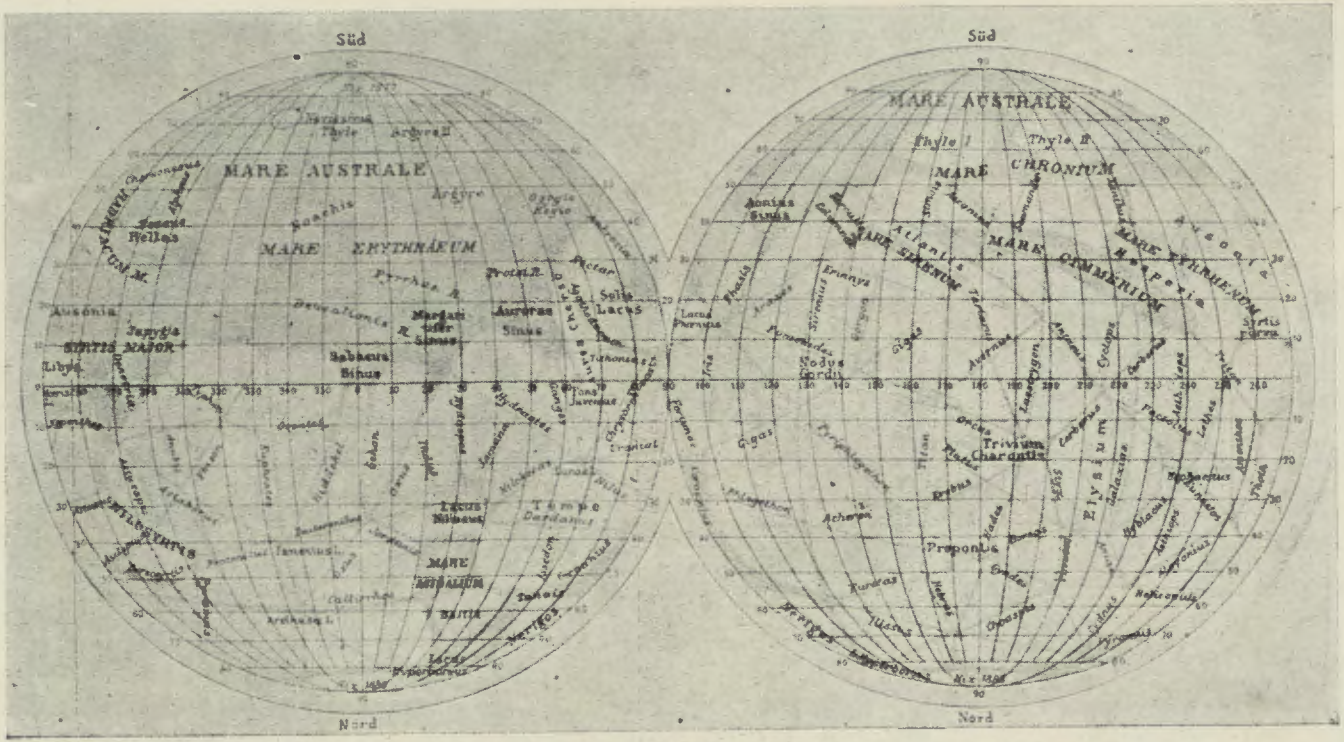
Rys. 1. Rozkład wodoru międzygwiezdnego w Galaktyce

Od czasów Johna Herschela wiadomo jest, że płaszczyzną symetrii najjaśniejszych gwiazd nie jest Droga Mleczna lecz inna płaszczyzna nachylona do niej pod kątem kilkunastu stopni. Zjawisko to znane jako „pas Goulda" badało wielu astronomów. Wyniki ich badań zebrał B. J. Bok z Obserwatorium Harwardzkiego. Obecnie uważa się, że pas Goulda tworzą przede wszystkim bliskie gwiazdy typu widmowego B, Be i A oraz rozległe mgławice ciemne.

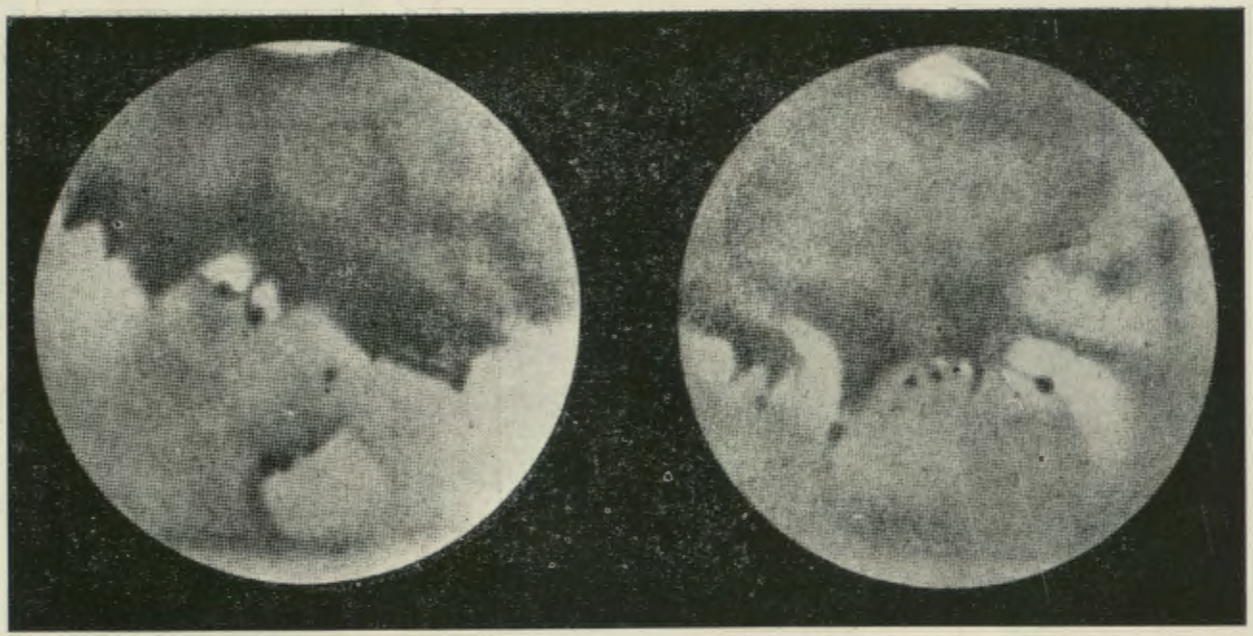
Najnowsze badania w dziedzinie radiowej prowadzą do wniosku, że bliskie obłoki neutralnego wodoru również koncentrują się wzdłuż pasa Goulda. Fakt ten nie jest niespodzianką wobec wykazanego ostatnio bliskiego związku pomiędzy pyłem i gazem międzygwiazdowym. Rejony dużej intensywności linii wodorowej o długości fali 21 cm w szerokości galaktycznej +20° i —20° znajdują się w obszarach o dużym pochłanianiu i odpowiadają dobrze położeniu pasa Goulda.



Teleskop elektronowy Obserwatorium Paryskiego konstrukcji M. A. Lallemanda.

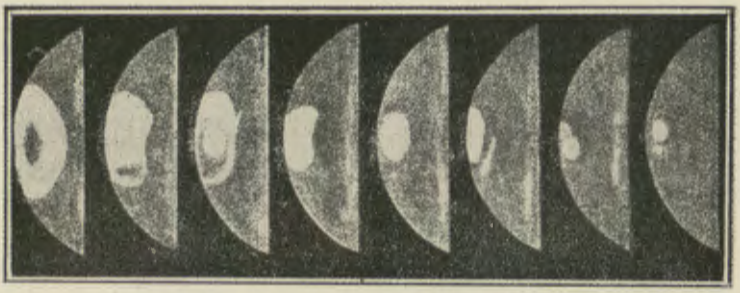


Mapy Marsa według obserwacji Schiaparelliego w latach 1877—1888.

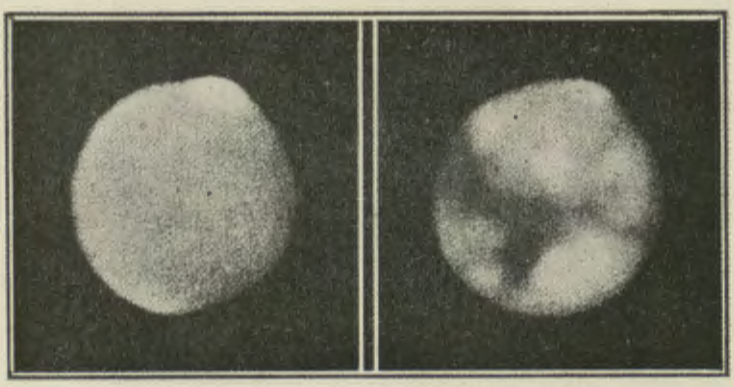


6. 10. 1941 r. 21^h10^m 24. 9. 1941 r. 2^h25^m

Mars według rysunków E. M. Antoniadiego w Meudon



Zmniejszanie się południowej kapy polarnej Marsa z nastaniem wiosny w czasie od 21 maja do 7 października 1894 r. wg Barnarda



Dwa zdjęcia fotograficzne Marsa wykonane w Obserwatorium Licka. Lewe w świetle nadfioletowym zezwala odróżnić tylko kapy polarne, prawe w świetle podczerwonym pokazuje nam wiele szczegółów powierzchni Marsa.

A — „Kanały" Schiaparelliego w okolicy Elysium; B — ta sama okolica wg Antoniadiego.

Pas Goulda przez analogię do pasa Drogi Mlecznej stanowi, jak wiadomo, płaszczyznę równikową Układu Lokalnego. W ten sposób hipoteza Układu Lokalnego zyskuje dodatkowe poparcie w wynikach badań radiowych.

[Wg *Harvard Reprint* 396 (1954)] *M. K.*

Gwiazda o najmniejszej masie

Systematyczne badania okresowych zmian ruchów własnych gwiazd prowadzone przez Van de Kampa i współpracowników, doprowadziły do wykrycia wielu przedtem nieznanych towarzyszy tych gwiazd. Okresowe zmiany ruchu własnego występują u bardzo wielu gwiazd, jednak dotąd tylko w trzech przypadkach udało się bezpośrednio zaobserwować towarzysza gwiazdy, którego istnienie było przewidziane na podstawie badania nierównomierności jej ruchu. Dwa z tych przypadków odnoszą się do odkrycia towarzyszy Syriusza i Procjona, których istnienie było przewidziane przez Bessela a bezpośrednio stwierdzone przez Alvana Clarka (1862 — Syriusz B) i Schaeberla (1896 — Procjon B). Trzeci przypadek zdarzył się w ubiegłym roku, gdy odszukano towarzysza gwiazdy *Ross 614*. Według wyliczeń bowiem, w 1955 roku miał nastąpić najdogodniejszy okres odszukania niewidzialnego dotąd towarzysza, miał on bowiem znajdować się w największej odległości kątowej od jaśniejszej gwiazdy. Rzeczywiście towarzysz gwiazdy *Ross 614* został odszukany fotograficznie przez Baadego przy pomocy 5-metrowego teleskopu. Jasność gwiazdy *Ross 614 B* wynosi $14^m.8$, jasność absolutna zaś $16^m.8$. Jest to więc druga z kolei najsłabsza znana gwiazda (najsłabszą znaną gwiazdą jest karzeł van Biesbroecka o jasności absolutnej $19^m.3$, trzecie miejsce zajmuje gwiazda *Wolf 359* o jasności absolutnej $16^m.6$, czwarte i piąte miejsce zajmują składniki gwiazdy rozbłyskowej *UV Ceti* o jasnościach absolutnych $16^m.1$ i $15^m.6$. Odległość gwiazdy *Ross 614 B* od jaśniejszej gwiazdy *Ross 614 A* wynosi 3.9 jednostek astronomicznych a okres obiegu 16,5 lat. Masa gwiazdy A wynosi 0.14 masy Słońca, zaś masa gwiazdy B zaledwie 0.08 masy Słońca. Dotąd gwiazdą o najmniejszej znanej masie była gwiazda *Kruger 60 B*, której masa wynosiła 0.16 masy Słońca. Gwiazda *Ross 614 B* jest więc zaledwie 80 razy cięższa od Jowisza. Jest to jednak gwiazda wysyłająca własne promieniowanie, gdyż gdyby była planetą i świeciła światłem odbitym, jej jasność byłaby mniejsza mniej więcej o 5 wielkości gwiazdowych.

(Wg *Riše Hvězd* 11, 1955) *A. W.*

Czy istnieje na Marsie roślinność?

W 1954 r. W. Fiesienkow (1) podjął próbę sprawdzenia przypuszczeń co do istnienia na Marsie życia roślinnego. Próba polegała na zastosowaniu praw promieniowania do danych obserwacyjnych o tej

planecie. Wychodzi ona ze słusznego założenia, że roślinność pochłania znaczną część padającego na nią promieniowania słonecznego i zużywa pochłoniętą energię na złożone procesy fotochemiczne. W przeciwieństwie zatem do obszaru martwego (np. powierzchnia ciał mineralnych), który promieniuje całą pochłoniętą energię, obszar pokryty roślinnością powinien wykazywać pewien niedomiar wysyłanego promieniowania. Następnie Fiesenkow przeprowadza ilościową analizę postawionego zagadnienia. Jeżeli rozpatrujemy jakiś martwy obszar, na który pada promieniowanie słoneczne, to po pewnym czasie ustali się stan równowagi, w którym ilość energii pochłanianej w jednostce czasu przez dany obszar równa się ilości energii wypromieniowanej. Takiemu stanowi odpowiada, jak łatwo stwierdzić, maksymalna temperatura danego obszaru.

Znając natężenie promieniowania słonecznego i zdolność odbijającą (albedo) badanego obszaru, można wyliczyć ile energii będzie w jednostce czasu pochłaniane i wypromieniowane. Z drugiej strony na podstawie praw fizyki, a mianowicie na podstawie prawa promieniowania ciała doskonale czarnego wiemy, że ilość energii wypromieniowanej przez takie ciało jest proporcjonalna do czwartej potęgi temperatury obszaru (w skali bezwzględnej).

Jeżeli porównamy z sobą oba wyrażenia na ilość wypromieniowanej energii otrzymamy związek między temperaturą obszaru, jego zdolnością odbijającą i natężeniem promieniowania słonecznego.

Jeżeli teraz rozważać będziemy obszar pokryty roślinnością, to dla określenia ilości wypromieniowanej energii nie wystarczy już znajomość natężenia promieniowania słonecznego i albeda danego obszaru, część bowiem energii będzie pochłanianą przez roślinność. Natomiast tak jak poprzednio, znając temperaturę obszaru możemy na podstawie praw promieniowania znaleźć ilość energii promieniowanej przez obszar. Podobnie jak poprzednio dostaniemy zależność między temperaturą obszaru, jego albedem i natężeniem promieniowania słonecznego, z tym że w zależności tej występować będzie wielkość niewiadoma: ilość energii pochłanianej przez roślinność.

Możemy teraz podzielić przez siebie obie otrzymane równości, przez co pozbywamy się stałych fizycznych i dostaniemy wyrażenie, z którego możemy wyliczyć ilość energii pochłanianej przez roślinność. W wyrażeniu tym występują tylko cztery wielkości: temperatury i albeda obu rozważanych obszarów. Do wyrażenia tego możemy teraz wstawić dane obserwacyjne. Fiesienkow wstawił takie dane obserwacyjne dla jasnych i ciemnych obszarów Marsa, które są uważane odpowiednio za pustynie i obszary pokryte roślinnością oraz dla piasków i lasów na Ziemi. Okazało się, że o ile w przypadku Ziemi wpływ roślinności był dość znaczny, to w przypadku Marsa wynosił prawie dokładnie zero. Na tej podstawie Fiesienkow twierdzi, że obszary

ciemne (tzw. morza) na Marsie nie mogą być pokryte roślinnością, gdyż nie widać różnicy między nimi a pustyniami.

Rozważania Fiesienkowa wywołały ożywioną dyskusję i spotkały się z surową krytyką wielu uczonych radzieckich Przytoczymy wypowiedzi niektórych z nich.

W. Cesewicz (2) zauważył w rozumowaniu Fiesienkowa pewną sprzeczność. Mianowicie wzór, do którego doszedł Fiesienkow, był wyprowadzony na podstawie praw promieniowania. Jeżeli do tego wzoru wstawiać będziemy temperatury obszarów Marsa, które przecież były otrzymane na podstawie tych samych praw promieniowania to nic dziwnego, że otrzymany rezultat będzie równał się zeru i „morza" (obszary ciemne) Marsa będą się zachowywały podobnie jak obszary jasne („lądy"). Inną sytuację mamy w przypadku Ziemi, gdzie temperatury były otrzymane na drodze bezpośrednich pomiarów, wpływ roślinności jest więc uchwytny.

Otrzymane przez Fiesienkowa wyniki mogą świadczyć jedynie o tym, że albedo powierzchni Marsa w podczerwonej części widma jest takie samo jak albedo w części widzialnej, natomiast nie mogą świadczyć przeciw przypuszczeniu o istnieniu na Marsie roślinności. Podwyższona temperatura „mórz" Marsa może być wywołana na przykład tym, że roślinność tamtejsza posiada własność silnej fluorescencji w podczerwieni.

G. Tichow (3) wysuwa pod adresem Fiesienkowa podobne zarzuty. Stwierdza on poza tym, że być może nawet na „lądach" Marsa wegetuje skąpa roślinność co wpływa na podobne zachowanie się „lądów" i „mórz". Maksymalna temperatura obszaru występuje krótko po południu, równocześnie występuje obniżenie fotosyntezy. Dzięki temu wpływ roślinności w tym okresie jest zmniejszony. Reasumując wyniki dyskusji można powiedzieć, że wyniki do jakich doszedł Fiesienkow trudno uważać za prawdziwe i nie mogą one świadczyć o nieobecności na Marsie roślinności.

LITERATURA

(1) W. Fiesienkow *Dokłady Ak. Nauk ZSRR*, (1954) nr 2, str. 197.
(2) W. Cesewicz. *Astronomijczeskij Cirkular*, 1954, nr 154 str, 17.
(3) G. Tichow. *Wiestnik Ak. Nauk Kazachskiej SRR*, 1954, nr 5, str. 84.

A. W.

Atmosfery planetarne

H. Strughold podał ostatnio ciekawe rozważania dotyczące ewolucji atmosfer planetarnych. Według autora można wyróżnić pięć zasadniczych typów atmosfer: wodorowa, wodorowo-tlenowa, atmosfera dwutlenku węgla i pary wodnej oraz atmosfera kwasowęglowa. Przytoczymy główne cechy i przykłady wymienionych typów atmosfer.

1. Atmosfera wodorowa składa się głównie z wodoru i jego związków; nie ma w niej tlenu. Przykłady: atmosfery wielkich planet: Jowisza, Saturna, Urana i Neptuna oraz pierwotna atmosfera Ziemi w swej wczesnej fazie (protoatmosfera). Skład protoatmosfery Ziemi w jej wczesnej fazie rozwoju był następujący (wg Kuipera): H_2, He, Ne, H_2O, NH_3, CH_4, A. W dalszym ciągu rozwoju protoatmosfery uległy rozszczepieniu cząsteczki H_2O w wyniku czego powstał wolny tlen; NH_3 i CH_4 uległy utlenieniu do N_2 i CO_2. Powstała atmosfera wodorowo-tlenowa.

2. Atmosfera wodorowo-tlenowa składa się głównie z wodoru i jego związków oraz tlenu i tlenków. Zawartość tlenu i jego związków jest jeszcze niewielka. Taką atmosferą była protoatmosfera Ziemi w późnej fazie rozwoju. W poprzedniej fazie rozwoju atmosfery mogły żyć jedynie organizmy beztlenowe tu natomiast mogą występować bakterie siarkowe, nitrifikacyjne oraz niższe rośliny posiadające chlorofil. Dzięki pojawieniu się chlorofilu i fotosyntezie wzrasta w tej fazie zawartość tlenu w atmosferze.

3. Atmosfera tlenowa składa się z tlenu, wodoru i tlenków; jest silnie utleniona. Przykład: obecna atmosfera Ziemi (neoatmosfera). W takiej atmosferze mogą żyć wyższe rośliny, zwierzęta i człowiek. Skład: N_2, O_2, H_2O, A, CO_2.

4. Atmosfera dwutlenku węgla i pary wodnej, w której występują związki tlenu i wodoro (H_2O, CO_2); bardzo niska zawartość tlenu. Przykład: atmosfera Marsa.

5. Atmosfera kwasowęglowa, której głównym składnikiem są tlenki (CO_2). Zupełny brak tlenu. Przykład: atmosfera Wenus.

A. W.

Zmiany długości dnia

Obrót Ziemi dookoła osi jest bardzo regularny. Jednak po wprowadzeniu zegarów kwarcowych dla użytku astronomii praktycznej udało się odkryć prawie nieuchwytne zmiany w szybkości obrotu Ziemi dookoła osi. Długość doby zmienia się przy tym o drobną wartość, która leży poniżej 1/1000 sekundy. Według dotychczasowych badań długość doby zmienia się w ciągu roku periodycznie. Zimą są dni o około 0,5 milisekundy dłuższe aniżeli w lecie (dla półkuli północnej). Wpływ wahań powyższych na pozycje gwiazd został już uwzględniony w wydanym przez Instytut Astronomii w Heidelbergu katalogu gwiazd FK 3, jak również w wydanym przez Obserwatorium w Waszyngtonie (U. S. Naval Observatory in Washington) katalogu N 30.

A. M.

Obserwacje zaćmienia Słońca na fali 21 cm

W jednej ze stacji Obserwatorium Harwardzkiego przeprowadzono obserwacje zaćmienia Słońca w dniu 30. VI. 1954 r. na fali 21 centy-

metrów. Najciekawszym rezultatem było to, że ostatni kontakt (koniec zaćmienia) na fali 21 cm nastąpił około 10 minut po końcu zaćmienia w dziedzinie widzialnej.

(Wg *Sky and Telescope*, 1954, nr 11, str. 367) *A. W.*

Badania radiowe międzygwiazdowego wodoru

Badania promieniowania dochodzącego z kierunku jądra galaktycznego prowadzą do wniosku, że istnieją tam chmury względnie zimnego neutralnego wodoru o wysoce burzliwych ruchach.

Głównym problemem na stacji Agassiz, należącej do Obserwatorium Harwardzkiego, jest wyznaczenie stosunku gęstości gazu i pyłu kosmicznego w ciemnych mgławicach i przeprowadzenie porównania z takimże samym stosunkiem dla dowolnego miejsca przestrzeni międzygwiazdowej. Otrzymane wyniki prowadzą do wniosku, że gęstość neutralnego wodoru w ciemnej mgławicy jest znacznie większa niż w otaczającym galaktycznym ośrodku. Zagadnienie stosunku gęstości gazu do pyłu ma duże znaczenie ze względu na problem ewolucji ciemnych mgławic i globul. Globule są według przypuszczeń wielu astronomów materią w stadium przedgwiazdowym.

Niezwykle ciekawie a nawet — można powiedzieć rewelacyjnie — przedstawiają się wyniki badań astronomów australijskich, którzy pracują głównie nad promieniowaniem pochodzącym z obu Obłoków Magellana. Wiadome było od dawna, że zawierają one zjonizowany wodór, który występuje zwłaszcza obficie w Wielkim Obłoku posiadającym piękną mgławicę emisyjną. Wyniki badań na stacji w Sydney przedstawiają się następująco:

1. Rozciągłość obu Obłoków jest znacznie większa w promieniowaniu radiowym neutralnego wodoru niż w promieniowaniu widzialnym. Obłoki prawie stykają się ze sobą i być może istnieje wspólna dla obu cienka otoczka wodorowa.

2. Niespodzianką jest fakt, że w promieniowaniu radiowym oba obłoki posiadają prawie te same rozmiary.

Z badań fotograficznych Obłoków Magellana wynikało, że Mały Obłok powinien mieć znacznie mniej wodoru niż Wielki. Przypuszczano w związku z tym faktem, że Obłok Mały jest starszy i że wobec tego wodór w nim został zużyty w procesie ewolucyjnym. Okazało się obecnie, że pogląd ten był błędny.

3. Masa wodoru wynosi 20% masy każdego z Obłoków. Dla Obłoku Wielkiego wynosi ona około 600 milionów, dla Małego — 400 milionów mas Słońca.

4. Badania ruchów w Obłokach Magellana prowadzą do wniosku, że każdy z nich obraca się dokoła pewnej osi ze średnią prędkością rzędu 50 km/sek.

[Wg *Harvard Reprint* 391 (1954)] *M. K.*

Zmiany położenia równoległych pasów na tarczy Jowisza

Ciekawe zestawienie obserwacji położeń pasów na tarczy Jowisza, za okres 1891—1950, wykonane zostało przez E. Schoenberga i W. Heintza. Zestawili oni obserwowane położenia sześciu głównych pasów Jowisza. Na podstawie tego ogromnego materiału obserwacyjnego próbowali znaleźć prawidłowości zmian szerokości zenograficznej (Jowisz po grecku: Zeus) tych pasów. Znalezienie wzorów określających zmiany położeń pasów w zależności od czasu jest na ogół bardzo trudne. Okazało się bowiem, że w zmianach szerokości niektórych pasm można wyróżnić kilka okresów. Tak np. dla pasma NTB okres wynosi 11.4 lat, dla pasm NTB, NEB i SEBn — 17,5 lat, dla pasm NTB, NEB i SEBs 56.8 lat. (synodyczny okres obrotu Jowisza dokoła Słońca wynosi 11.86 lat). Ponieważ dla różnych pasm okresy zmian szerokości zenograficznej są różne, przemawia to przeciw hipotezie tłumaczącej te zmiany przyczynami zewnętrznymi takimi jak np. aktywność słoneczna. Na ogół pasma charakteryzują się dużą stałością położenia a obserwowane zmiany szerokości zenograficznej są małe. W związku z tym autorzy wysuwają hipotezę, że pasy Jowisza to po prostu produkty wulkaniczne, wydzielane przez równoległe szczeliny w jego skorupie. Zmiany położenia i natężenia niektórych pasm byłyby związane ze zmianami działalności wulkanicznej.

(Wg *Astron. Nachr.* 1955, 282, nr 2) *A. W.*

PORADNIK OBSERWATORA

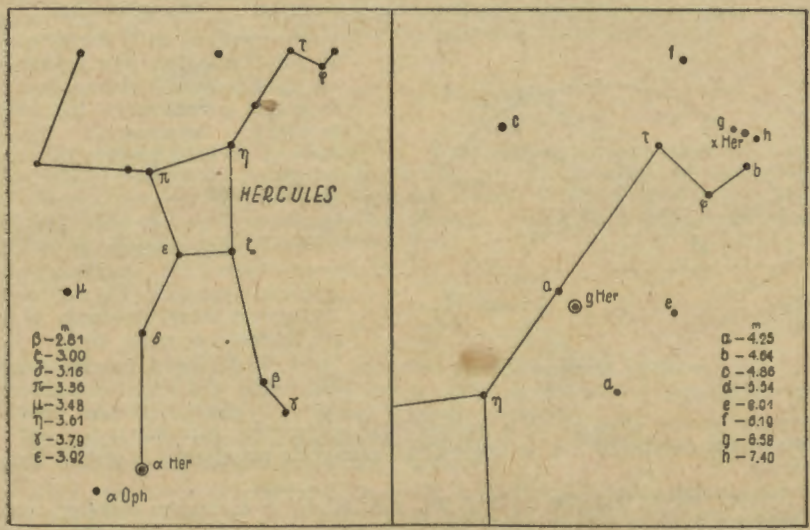
Gwiazdy zmienne

Jednym z dominujących gwiazdozbiorów nieba lipcowego jest gwiazdozbiór Herkulesa. Zawiera on ciekawe gwiazdy zmienne g Her i γ Her. Obie gwiazdy są gwiazdami półregularnymi tzn. posiadają zasadniczo jeden czy więcej okresów zmienności ale zmiany blasku są czasem dość nieregularne. Obie gwiazdy są zaznaczone na podanej poniżej mapce. γ Herkulesa posiada okres zmian blasku około 100 dni, przy czym jasność zmieniać się może w zakresie 6^m3—7^m4. Gwiazda g Herkulesa ma prawdopodobnie dwa okresy zmienności: 80 dni i około 900 dni (według obserwacji autora). Zakres zmian blasku: 4^m6—6^m0 (wg Kukarkina.

Obie gwiazdy są łatwo dostępne już dla małych lornetek. Obserwacje należy wykonywać możliwie jak najczęściej: jedną lub dwie oceny blasku w ciągu wieczora. Szczególnie ważne byłyby obserwacje g Herkulesa, która jest pod specjalną „opieką" Sekcji Obserwacyjnej PTMA Warszawa.

Gwiazdozbiór Herkulesa zawiera jeszcze jedną gwiazdę półregularną. Jest nią α Herkulesa, jasna gwiazda, którą można obserwować nawet gołym okiem. Zakres zmienności jej blasku wynosi 3^m0—4^m0, a okres zmienności prawdopodobnie około 100 dni. Gwiazdę tą należy obserwować podobnie jak g Her i X Her możliwie najczęściej.

Oprócz tych gwiazd możemy obserwować zmienne zaćmieniowe RZ Cas, U Oph, β Lyr. Przewidywane momenty minimów tych gwiazd podajemy poniżej (czas środkowo-europejski). Prosimy o nadsyłanie obser-



Rys. 1. Mapki okolic gwiazd zmiennych α Her i g Her

wacji pod adresem Sekcji Obserwacyjnej PTMA Warszawa, Al. Ujazdowskie 4. Udzielamy też chętnie porad i wskazówek.

Efemerydy na lipiec:

RZ Cas: VII $3^d20^h30^m$, $5^d1^h00^m$, $9^d20^h00^m$, $11^d0^h30^m$, $16^d24^h00^m$, $22^{dd}23^h30^m$, $28^d23^h00^m$.

U Oph:: VII $2^d20^h00^m$, $7^d21^h00^m$, $12^d21^h40^m$, $17^d22^h20^m$, $22^d23^h00^m$, $27^d24^h00^m$.

β Lyr: VII 1^d13^h, 14^d12^h, 27^d11^h.

Andrzej Wróblewski

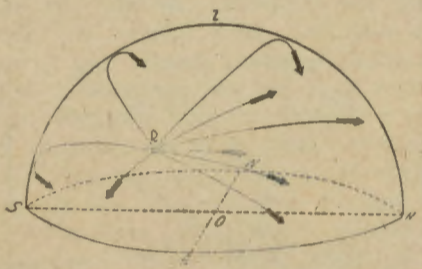
Meteory

Radiantem danego meteoru nazywamy punkt przebicia sfery niebieskiej przez prostą, będącą przedłużeniem toru meteoru. Meteory należące do określonego roju mają równoległe kierunki, mają zatem wspólny radiant.

Równoległe tory meteorów należących do roju rzutowane na sferę niebieską dają zjawisko „wybiegania" obserwowanych torów z jednego punktu (rys. 1). Punkt ten jest radiantem roju. Dla wyznaczenia zatem radiantu roju wystarczy nanieść obserwowane tory meteorów na mapę nieba, wykonaną w rzucie gnomonicznym (rzut ten przekształca odcinki kół wielkich na sferze niebieskiej w odcinki prostych na mapie). Przecięcie przedłużeń wstecz torów meteorów na mapie określa radiant.

Atlas nieba, wykonany w odpowiednim do tego celu rzucie gnomonicznym był załączony do numeru 2 „Uranii" z bieżącego roku.

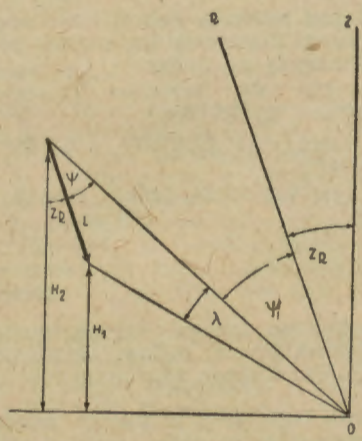
Istnieją pewne umowne kryteria, pozwalające na stwierdzenie, czy wyznaczony punkt przecięcia przedłużeń obserwowanych torów meteorów może być uważany za radiant danej grupy meteorów. Pozytywna odpowiedź na to pytanie może mieć miejsce, gdy przynajmniej 4 meteory obserwowane w ciągu jednej nocy lub trzy meteory, dostrzeżone danej nocy, i dwa obserwowane następnej, mają tory przecinające się wewnątrz okręgu o promieniu 2°. W powyższych dwóch przypadkach możemy powiedzieć, że wyznaczony opisaną metodą punkt jest radiantem obserwowanej grupy meteorów, czyli, że jest on w myśl podanej na początku definicji radiantem każdego meteoru grupy. Jeżeli obserwowana grupa składa się z dziesiątków meteorów, lub jeżeli jej pojawienie się powtarza się w czasie, to mamy do czynienia z rojem meteorów.



Rys. 1.

Zdarza się nieraz, że meteor leci dokładnie w kierunku obserwatora. Widoczny jest on wtedy jako świecący w ciągu kilku sekund punkt nie zmieniający swego położenia na sferze niebieskiej. W takim rzadkim wypadku można ten punkt uważać za radiant meteoru. Taki meteor nazywa się stacjonarnym.

W przypadku meteorów teleskopowych można również wyznaczać radianty grup meteorów opisanym wyżej sposobem. Nie jest jednak koniecznym używanie mapy nieba wykonanej w specjalnym rzucie, gdyż małe pole widzenia i niewielkie jego oddalenie od radiantu powoduje, że odcinki kół wielkich od radiantu do końca toru meteoru są małe i mogą być z wystarczającą dokładnością aproksymowane przez odcinki prostych na mapach, wykonanych w dowolnym rzucie.



Rys. 2.

Ze względu na duży wpływ oporu środka (powietrza) na ruch bardzo małych pod względem masy meteorów teleskopowych oraz na ich niewielką średnią godzinną (2—2.5) konieczne jest ustalenie kryteriów przynależności danego meteoru do radiantu. W tym celu rozpatrzmy rysunek 2, przedstawiający tor meteoru długości L w atmosferze,

obserwowany z punktu O na powierzchni Ziemi. Na rysunku OZ jest kierunkiem od obserwatora na zenit, OR — kierunkiem na radiant z_R — odległością zenitarną radiantu, ψ — odległością kątową początku toru meteoru od radiantu, λ — długością kątową drogi meteoru, H_2 i H_1 wysokościami „zapalenia" i „zgaśnięcia" meteoru. Czytelnik orientujący się w trygonometrii łatwo wyprowadzi zależność:

$$\frac{\sin \lambda}{\sin \Psi} = \frac{L}{H_2} \cos Z_R = f(mg) \cos Z_S \qquad (1)$$

Przy obserwacjach teleskopowych pole widzenia jest położone zwykle blisko radiantu, zatem wielkości sin λ i sin ψ mogą być zastąpione przez λ, ψ z powodu małości tych ostatnich. Poszukiwane zatem kryterium przynależności meteoru do danego radiantu o odległości zenitalnej z_R można zapisać w postaci:

$$\frac{\lambda}{\Psi} \sec Z_R = f(mg) \qquad (2)$$

czyli: stosunek kątowej drogi meteoru do odległości kątowej jego początku od radiantu, podzielony przez cosinus odległości zenitalnej radiantu jest liczba stała dla danej jasności meteoru.

Kryterium to pozwala na określenie prawdopodobieństwa przynależności danego meteoru do znanego radiantu.

Przy wyznaczaniu indywidualnych (określanych dla poszczególnych meteorów) radiantów meteorów teleskopowych korzysta się zwykle z następującej postaci równania (2):

$$\Psi = K\lambda \qquad (3)$$

Wartość K (mg, z_R) jest zależna od jasności meteoru i odległości zenitalnej radiantu. Tą ważną dla zagadnienia wyznaczania radiantów zależnością zajmiemy się w jednym z następnych numerów „Uranii". Z indywidualnych radiantów można wyznaczyć radiant grupy lub roju meteorów. Dokładność tego sposobu wyznaczania radiantu jest rzędu kilkudziesięciu minut przy małej liczbie meteorów.

W lipcu promieniują meteory z następujących radiantów:

Nazwa roju	Współrzędne radiantu		Okres aktywności
	rekt.	dekl.	
	h m	°	
2 Sge	19 24	+ 17	6 — 12 VII
Sigma And	0 12	+ 36	7 — 20 VII
37 Oph	17 12	+ 11	8 — 11 VII
22 And	0 8	+ 45	9 — 21 VII
Beta Cas	0 56	+ 63	19 VII — 15 VIII
Psi Aql	20 32	— 10	20 VII — 8 VIII
Alfa Peg	23 32	+ 16	23 VII — 1 VIII
Teta Sge	20 20	+ 20	24 VII — 3 VIII
Dzeta Aqr	22 26	— 1	25 VII — 1 VIII
Dzeta And	0 16	+ 25	27 — 31 VII

Andrzej Pacholczyk

Teoretyczne radianty, wyliczone z orbit komet, których obserwacyjne potwierdzenie jest pożądane, podane były w zeszłorocznym lipcowym numerze „Uranii".

Andrzej Pacholczyk

OBSERWACJE

Szerokości heliograficzne grup plam słonecznych w 19-m cyklu

Szerokości heliograficzne, na których ukazują się grupy plam słonecznych w czasie trwania cyklu plamotwórczego Słońca, ulegają mniej więcej prawidłowym zmianom. Mianowicie, na początku cyklu plamy ukazują się na wysokich szerokościach około 30° — 35° po obu stronach równika. W miarę trwania cyklu szerokości, na których ukazują się plamy, stopniowo maleją i przy końcu cyklu plamy ukazują się w pobliżu równika na szerokości około 5° — 8°. Stwierdzono także zależność szerokości helj. ukazujących się grup od aktywności cyklu plamotwórczego. W aktywniejszych cyklach plamy ukazują się odpowiednio na nieco wyższych szerokościach.

Zależność taką podaje prof. M. Waldmeier w formie graficznej (por. *Urania*, sierpień 1954 r., str. 378). Jednak na wykresie tym czas liczony jest nie od początku cyklu, lecz od momentu maksimum, a ponieważ maksimum cyklu, zwłaszcza dla średnich i słabych cykli, wykazuje duże wahania w czasie dochodzące do kilku lat, więc porównywać bieżący cykl z wykresem można raczej tylko po okresie maksimum, kiedy właściwie najciekawszą część cyklu mamy już poza sobą.

Niemniej jednak zmiany szerokości heliograficznych ukazujących się plam mogą dać pewne wskazówki co do przebiegu i wysokości obecnego cyklu.

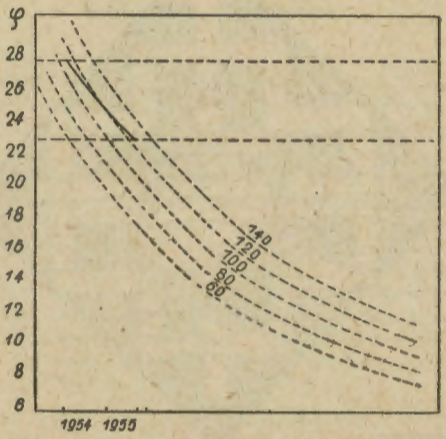
Przytoczone niżej średnie kwartalne szerokości heliograficznej grup od początku obecnie trwającego 19. cyklu obliczone są przy uwzględnieniu maksymalnej powierzchni, jaką osiągnęła grupa plam.

1953		1954				1955		
III	IV	I	II	III	IV	I	II	III
0°0	19°5	28°2	—	26°2	29°6	23°5	26°1	23°3

Jeżeli zmiany szerokości heliograficznej ukazujących się grup przedstawić w formie graficznej i porównać z wykresem podanym przez prof. M. Waldmeiera, to odcinek krzywej zmian szerokości heliograficznych obecnego cyklu nie można umieścić powyżej krzywej przewidzianej dla cykli o wysokości maksimum $R = 140$, ponieważ w takim wypadku, zgodnie z wykresem, maksimum powinno wystąpić już w r. 1956.

Wziąwszy pod uwagę, że średnia liczba Wolfa za trzy kwartały

1955 r. wynosi zaledwie około $R = 23$, a więc średnia za cały rok 1955 prawdopodobnie wyniesie nie wiele ponad 30, maksimum aktywności w roku 1956 nie należy się spodziewać. Z takiego porównania wypada, że obecny cykl nie powinien być bardzo wysoki.



Rys. 1.

Z przebiegu poprzednich cykli można stwierdzić, że minimum między dwoma sąsiednimi cyklami, mającymi R_{max} ponad 100, nigdy nie było mniejsze niż 7,9. Gdyby więc po ubiegłym bardzo wysokim cyklu miał ponownie nastąpić bardzo wysoki cykl, minimum między nim powinno było by wypaść około $R = 4{,}4$. Niskie minimum również wskazuje, że cykl obecny powinien być raczej niższy niż ubiegły.

Wacław Szymański

PTMA Koło w Gliwicach

Nowy teleskop w Szczecinie

W sierpniu 1955 roku ukończyłem reflektor systemu Newtona o zwierciadle parabolicznym średnicy 245 mm i światłosile 1:7,2. Ma on montaż azymutalny drewniany z wzmocnieniami metalowymi. Poruszany jest za pomocą kluczy. Dla teleskopu wybudowałem w ogródku wieżę obserwacyjną, zapewniającą swobodną możność obserwacji wszystkich partii nieba. Głównym celem, jakiemu ma służyć teleskop, mają być obserwacje powierzchni Księżyca.

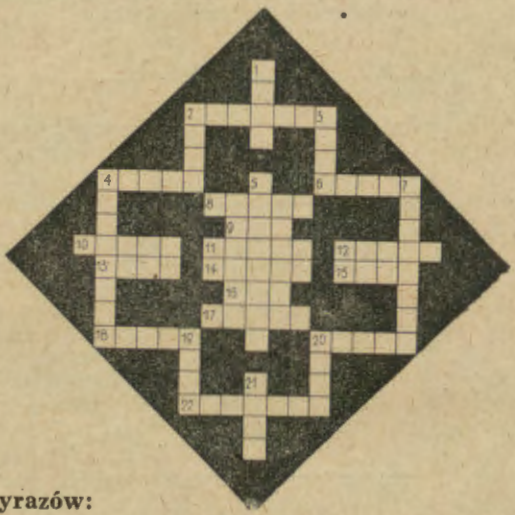
Amatorskim konstruowaniem teleskopów zajmuję się już od kilku lat. Jest to zajęcie bardzo pasjonujące i dające wiele satysfakcji.

Poza skonstruowaniem wyżej opisanego teleskopu (przy parabolizacji zwierciadła korzystałem z uprzejmej pomocy inż. A. Rybarskiego) skonstruowałem już uprzednio dwa teleskopy o średnicach zwierciadeł 15 cm.

Jerzy Giergielewicz — Szczecin

ROZRYWKI UMYSŁOWE

KRZYŻÓWKA



Znaczenie wyrazów:

Poziomo:

2. Amerykański astronom, który wykrył ruch gwiazdy Strzały
4. Znany astronom duński z XVI w.
6. Punk sfery nieb., ku któremu zdąża Słońce
8. Okres, po upływie którego powtarza się jednak, zaćmienie
9. Gwiazdozbiór południowego nieba
10. Jeden z astronomów, który przewidział istnienie Neptuna
11. Odkrywca komety, która się rozpadła
12. Najjaśniejsza gwiazda w Łabędziu
13. Pora roku, w której Ziemia jest najbliżej Słońca
14. Planetoida, odkryta w 1807 r
15. Planotoida o największym mimośrodzie z dotychczas poznanych orbit planetarnych
16. Gwiazdozbiór zodiakalny
17. Nazwa komety z rodz. Jowisza badana przez polskiego astronoma
18. Gwiazda zmienna w Perseuszu
20. Gromada otwarta gwiazd w Byku
22. Astronom holenderski, zajmujący się badaniem ruchów własnych gwiazd

Pionowo:

2. Twórca prawa określającego odległości planet od Słońca
4. Wojciech z....
1. Twórca hipotezy kosmogonicznej
5. Otwarta gromada gwiazd w Raku
7. Meteoryty żelazne
19. Fundator obserwatorium swego imienia w Kalifornii
21. Gwiazda po angielsku
3. Jednostka czasu
20. Wyspa, na której założono obserwatorium Uraniburg

Rozwiązania prosimy nadsyłać do dnia 15 lipca 1956 r. Pomiędzy osoby, które nadeślą prawidłowe rozwiązanie, zostaną rozlosowane nagrody książkowe.

KALENDARZ ASTRONOMICZNY

opracował M. Bielicki

Lipiec 1956 r.

Dane o zjawisku gwiazd spadających podajemy w dziale „Poradnik Obserwatora" w artykule *Meteory*, efemerydy gwiazd zmiennych w artykule *Gwiazdy zmienne*.

Chwile wszystkich zjawisk podano w czasie średnim słonecznym środkowoeuropejskim, który jest czasem obowiązującym w Polsce. Godziny, minuty, i sekundy czasu oznaczono symbolami h, m, s. Przez α i δ rozumiemy rektascensję i deklinację, czyli współrzędne równikowe ciała niebieskiego.

W kalendarzu styczniowym br. podane są informacje dotyczące poszukiwań przez lornetkę lub lunetę planet i planetek niewidocznych gołym okiem. Tam również są podane pewne ogólne wyjaśnienia dla obserwacji zjawisk w układzie księżyców galileuszowych Jowisza. Opis zjawisk przejścia księżyców na tle tarczy Jowisza oraz cieni księżyców po tarczy Jowisza jest podany w kalendarzu lutowym br. Wyjaśnienia dotyczące obserwacji Tytana są podane w kalendarzu majowym br. Największe odchylenia (ellongacje) wschodnie Tytana przypadają w lipcu: $1^d\,7^h$ oraz $17^d\,5^h$

2^d10^h. Jowisz w swym ruchu obserwowanym z Ziemi zbliża się do jasnej gwiazdy Regulusa na odległość 33′ (średnica Księżyca na niebie) po stronie północnej.

2^d—6^d. Nad ranem widać dobrze światło popielate przy sierpie Księżyca.

3^d21^h. Merkury i Wenus są w złączeniu 4^d, nad ranem można pokusić się o odszukanie ich w blasku zorzy porannej.

5^d2^h. Ziemia jest w punkcie odsłonecznym swej orbity, a jej odległość od Słońca równa wtedy 152 mil. km, jest największa (średnia odległość wynosi 149,5 mil. km, najmniejsza zaś 147 mil. km).

6^d18^h. Przed samym nowiem Księżyc mija Wenus w odległości północnej 3^0, następnie 7^d6^h Merkurego na południu w odstępie niecałych 2^0. Wszystkie 3 ciała są w niedogodnych warunkach do obserwacji.

8^d17^h. Merkury przekracza płaszczyznę orbity Ziemi naokoło Słońca ze strony południowej na północną, czyli jest w węźle wstępującym.

8^d—18^d. Jeszcze dosyć trudno ale można próbować zaobserwować nad samym ranem stożek światła zodiakalnego, nisko we wschodniej stronie nieba.

9^d4^h. Neptun nieruchomy w długości ekliptycznej λ zaś 9^d23^h w rektascensji α.

9^d8^h—4^d8^h. Księżyc w ruchu swym miesięcznym na niebie przesuwa się na południe od Urana w odległości 5^0.

10^d—14^d. Sierp jasny Księżyca jest uzupełniony do okrągłej tarczy światłem popielatym odbitym od powierzchni Ziemi.

11^d8^h. Księżyc mija Jowisza w odległości $6{,}5^0$ na południe.

13^d8^h. Merkury w najmniejszej odległości 45 mil. km. od Słońca jest w punkcie przysłonecznym (perihelium) swej orbity.

13^d21^h. Wenus nieruchoma w rektascensji α, zaś 22^h w długości ekliptycznej λ.

15^d11^h—17^d16^h. Księżyc mija najpierw Neptuna w odległości 5^0, później zaś Saturna w odstępie 3^0 — w obu przypadkach po stronie południowej.

17^d18^h. Wenus w punkcie odsłonecznym (aphelium), czyli najdalej od Słońca w odległości 109 mil. km.

19^d22^h. Merkury w złączeniu górnym ze Słońcem.

20^d12^h. Kwadratura Neptuna ze Słońcem.

22^d7^h. Przesuwając się po niebie Merkury i Uran zbliżają się wzajemnie na odległość 2 tarcz Księżyca, przy czym Uran jest bardziej na południe.

22^d20^h. Merkury w największej odległości (około 200 mil. km.) od Ziemi.

$22^d22^h20^m$. Słońce wkracza do znaku zodiakalnego Lwa, czyli długość ekliptyczna Słońca jest 12^0.

23^d15^h. Tak jak 23 marca br., Merkury jest największej szerokości heliocentrycznej — tylko tym razem północnej.

24^d19^h. W dwóch chwilach kolejnych Uran jest najdalej od Ziemi (2 930 mil km.), zaś 25^d16^h jest w złączeniu ze Słońcem.

27^d8^h. Mars jest w największej szerokości heliocentrycznej południowej (patrz 23 marca br. Merkury).

27^d15^h. Dosyć daleko bo w odległości 11^0, Księżyc mija po stronie północnej Marsa.

29^d1^h. Rano przed wschodem Słońcem Wenus świeci największym swym blaskiem. Jest wspaniałą Jutrzenką — 4 wielkości gwiazdowej.

30^d18^h. Saturn nieruchomy w długości ekliptycznej λ, zaś 31^d11^h w rektascensji α (porównaj: Neptun w dniu 9 bm. oraz Wenus w dniu 13 bm).

Zjawiska w układzie księżyców galileuszowych Jowisza

Lipiec 1956 r.

Data	czas środk.-europ.	zjawisko	Data	czas środk.-europ.	zjawisko	Data	czas środk.-europ.	zjawisko	Data	czas środk.-europ.	zjawisko
	h m			h m			h m			h m	
1	21 30	412 J 3	5	21 30	13 J 2	9	21 24	3 kpc	15	20 40	1 ppc
	21 37	2 pk	6	21 30	J 1243		21 30	3J 124	16	20 17.6	1 kc
2	21 30	43 J 12	7	20 43	1 pk	10	21 15	2 ppc	19	20 50.9	2 kc
3	21 29	2 kpc		21 30	2 J 34		21 30	31 J 4	22	20 52	4 kk
	21 30	4312 J	8	20 11	1 kpk	11	21 30	32J 14			
4	21 30	342 J 1		21 2	1 kpc	12	21 30	13 J24			
5	20	4 pk		21 30	21 J34	15	19 53	1 ppk			

Oznaczenia zjawisk:	Początek	Koniec
Zaćmienie księżyca	pc	kc
Zakrycie księżyca przez Jowisza	pc	kk
Przejście księżyca na tle tarczy Jowisza	ppk	kpk
Przejście cienia księżyca po tarczy Jowisza	ppc	kpc

Oznaczenia ciał: 1, 2, 3, 4 — księżyce galileuszowe (Jo, Europa, Ganimedes, Kallisto) w kolejno wzrastających odległościach od Jowisza; J — Jowisz.

Każdego dnia o 21^h30^m podano położenia wzajemne księżyców i Jowisza, obserwowane w odwracającej obrazy lunecie astronomicznej.

SŁOŃCE

Data	1^h czasu środk.-europ.			Szczecin		Poznań		Wrocław		Gdańsk		Kraków		Warszawa		Rzeszów		Białystok	
	r. czasu	α	δ	wsch.	zach.	wsch.	zach.	wsch.	zach.	wsch.	zach.	wsch.	zach.	wsch.	zach.	wsch.	zach.	wsch.	zach.
	m	h m	°	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m
29 VI	— 3	6 31	+23.2	3 36	20 34	3 32	20 18	3 40	20 11	3 12	20 24	3 33	19 53	3 18	20 1	3 25	19 45	3 3	19 57
9 VII	— 5	7 13	+22.4	3 45	20 29	3 41	20 13	3 48	20 6	3 21	20 18	3 41	19 49	3 26	19 56	3 33	19 41	3 12	19 52
19 VII	— 6	7 53	+20.9	3 57	20 18	3 53	20 3	3 59	19 57	3 35	20 6	3 52	19 40	3 38	19 46	3 43	19 32	3 24	19 41
29 VII	— 6	8 33	+18.8	4 13	20 3	4 7	19 49	4 13	19 43	3 51	19 51	4 5	19 27	3 52	19 32	3 57	19 19	3 39	19 27
8 VIII	— 6	9 12	+16.2	4 29	19 45	4 23	19 31	4 27	19 27	4 8	19 32	4 19	19 11	4 7	19 15	4 11	19 3	3 55	19 9

KSIĘŻYC

Data	1^h czasu środk.-europ.		Warszawa		Data	1^h czasu środk.-europ.		Warszawa		Data	1^h czasu środk.-europ.		Warszawa	
	α	δ	wsch.	zach.		α	δ	wsch.	zach.		α	δ	wsch.	zach.
	h m	°	h m	h m		h m	°	h m	h m		h m	°	h m	h m
1 VII	0 10	+ 6.2	22 59	12 13	11 VII	9 55	+ 7.2	8 2	21 12	21 V	18 32	— 20.6	18 35	2 19
2	0 59	+ 10.6	23 22	13 27	12	10 50	+ 1.9	9 24	21 34	22	19 22	— 18.6	19 3	3 21
3	1 50	+ 14.7	23 53	14 42	13	11 42	— 3.3	10 42	21 56	23	20 10	— 15.8	19 28	4 25
4	2 46	+ 18.2	—	15 58	14	12 33	— 8.3	11 58	22 19	24	20 57	— 12.4	19 49	5 32
5	3 44	+ 20.7	0 32	17 9	15	13 24	— 12.6	13 12	22 43	25	21 43	— 8.5	20 8	6 38
6	4 47	+ 21.9	1 24	18 14	16	14 15	— 16.3	14 22	23 13	26	22 28	— 4.2	20 26	7 45
7	5 51	+ 21.6	2 30	19 6	17	15 6	— 19.1	15 27	23 50	27	23 13	+ 0.3	20 45	8 52
8	6 55	+ 19.8	3 47	19 48	18	15 58	— 21.0	16 26	—	28	23 59	+ 4.9	21 5	10 1
9	7 58	+ 16.6	5 12	20 20	19	16 50	— 21.9	17 17	0 32	29	0 46	+ 9.3	21 27	11 12
10	8 58	+ 12.3	6 38	20 47	20	17 42	— 21.7	18 0	1 23	30	1 35	+ 13.4	21 53	12 25
										31	2 28	+ 17.0	22 28	13 38

Fazy Księżyca

		d	h	m
Pełnia	VI.	23	7	13
Ostatnia kw.	VII.	1	9	40
Nów	VII.	8	5	37
Pierwsza kw.	VII.	14	21	46
Pełnia	VII.	22	22	29
Ostatnia kw.	VII.	30	20	31
Nów	VIII.	6	12	25

Odległość Księżyca od Ziemi

		d	h
Najmniejsza	VII.	8	12
Największa	VII.	22	12

Lipiec 1956 r.

PLANETY I PLANETKI

Data	Merkury α	Merkury δ	Wenus α	Wenus δ	Mars α	Mars δ	Jowisz α	Jowisz δ	Saturn α	Saturn δ	Uran α	Uran δ	Neptun α	Neptun δ	Pluton α	Pluton δ	Westa α	Westa δ
	h m	°	h m	°	h m	°	h m	°	h m	°	h m	°	h m	°	h m	°	h m	°
VI. 29	5 4	+ 20.8	5 46	+ 19.9	23 3	— 10.3	10 4	+ 12.9	15 41	— 17.4	8 13	+ 20.5	13 45	— 9.0	10 11	+ 22.6	14 1	— 4.5
VII. 9	6 19	+ 23.4	5 30	+ 18.4	28 19	— 9.2	10 11	+ 12.3	15 39	— 17.3	8 16	+ 20.3	13 45	— 9.0	10 12	+ 22.5	14 7	— 5.9
VII.19	7 50	+ 22.6	5 31	+ 17.9	23 32	— 8.3	10 18	+ 11.6	15 38	— 17.3	8 18	+ 20.2	13 45	— 9.0	10 13	+ 22.4	14 16	— 7.5
VII.29	9 15	+ 17.8	5 45	+ 18.2	23 41	— 7.9	10 25	+ 10.9	15 37	— 17.3	8 21	+ 20.1	13 46	— 9.1	10 14	+ 22.2	14 26	— 9.1
VIII. 8	10 24	+ 11.1	6 2	+ 18.7	23 46	— 7.9	10 33	+ 10.2	15 38	— 17.4	8 24	+ 19.9	13 46	— 9.1	10 15	+ 22.1	14 38	—10.8
	wsch.	zach.	wsch.	zach.	wsch.	zach.	wsch.	zach.	wsch.	zach	wsch.	zach.	wsch.	zach.	wsch.	zach.	wsch.	zach.
	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m	h m
VI. 29	2 9	18 17	2 58	18 43	22 59	9 20	7 58	22 21	16 17	1 17	5 21	21 18	13 35	0 9	7 4	23 30	13 26	0 50
VII. 9	2 27	19 12	2 12	17 41	22 30	9 2	7 29	21 45	15 35	0 37	4 44	20 40	12 55	23 26	6 25	22 51	13 1	0 9
VII.19	3 26	19 56	1 37	17 0	21 58	8 41	7 0	21 9	14 55	23 53	4 9	20 3	12 16	22 46	5 48	22 12	12 38	23 26
VII.29	4 44	20 7	1 10	16 38	21 25	8 12	6 32	20 34	14 15	23 13	3 33	19 25	11 37	22 7	5 11	21 33	12 19	22 49
VIII. 8	5 53	19 56	0 52	16 28	20 50	7 37	6 6	19 57	13 37	22 32	2 58	18 46	10 59	21 28	4 34	20 54	12 1	22 13
	Współrzędne α i δ dla 1h czasu środk.-europ. wsch. i zach. dla Warszawy		Można go niełatwo odszukać w początku miesiąca rano przed wschodem Słońca. Jest — 1 w. gw.		Na krótko przed wschodem Słońca można ją zaobserwować jako gwiazdę poranną — 4 w. gw.		Dobrze widoczny od późniejszego wieczora jako jasna gwiazda — 1½ w. gw. Przeszuwa się z Wodnika do Ryb.		Tylko krótko widać wieczorem we Lwie. Jest gwiazdą - 1 w.gw.		Wieczorem długo widoczny w Wadze. Jasność jest ½ w. wg.		Niewidoczny w blasku światła słonecznego. W przestrzeni jest z drugiej strony Słońca niż Ziemia.		Wieczorem widoczny przez dobre lornetki lub lunety jako gwiazda 8 w. gw. w gwiazdozbiorze Panny.		Krótko wieczorem dostrzegalny przez wielkie teleskopy jako słaba gwiazda 13 w. gw. we Lwie.		Tylko niedługo wieczorem widać przez lornetkę, jako gwiazdę 7 w. gw. w gwiazdozbiorze Panny.	

KOLEGIUM REDAKCYJNE
Redaktor naczelny: ADAM STRZAŁKOWSKI
Członek Kolegium: WŁADYSŁAW KUCHARSKI
RADA REDAKCYJNA:
Przewodniczący: WŁODZIMIERZ ZONN
Członkowie: TADEUSZ ADAMSKI, JAN GADOMSKI, ANTONI PIASKOWSKI

Adres Redakcji: Kraków, ul. Solskiego 30 (dawniej św. Tomasza). Tel. 538-29. Sekretariat czynny w poniedziałki (godz. 15—18), w środy i piątki (godz. 9—12).

Adres Zarządu Głównego P T M A oraz Administracji URANII: Kraków, ul. L. Solskiego (dawniej św. Tomasza) 30/8.— Tel. 538-92. — Biuro czynne codziennie z wyjątkiem niedziel i świąt w godz. 9—13 i 16—19, w soboty: 9—13. Konto Zarządu Głównego P T M A: PKO 4-9-5227.

Contents

ARTICLES

S. Piotrowski: Electronics increases the telescopes' dimensions.

L. Cichowicz: Geodetic survey of Poland. Part II.

A. Wróblewski: Mystery of Mars (II).

CHRONICLE

Interstellar hydrogen and the Local System. — The star of the smallest mass. — Does vegetation on Mars exist? — Planetary atmospheres. — Variations in the length of a day. — Observations of Solar eclipse in 21 cm waves. — Interstellar hydrogen investigated by radio — Variations in the position of parallel belts on Jupiter's disc.

THE OBSERVER'S GUIDE

OBSERVATIONS

ASTRONOMICAL CALENDAR

Содержание

СТАТЬИ

С. Пиотровский: Электроника увеличивает размеры телескопов.

Л. Цихович: О геодезических работах в стране. Часть II.

А. Врублевский: Тайны Марса (II).

ХРОНИКА

Межзвездный водород и Местная Система Звезд. — Звезда с наименьшей массой. — Существуют ли растения на Марсе? — Атмосферы планет. — Изменения длины суток. — Наблюдения затмения Солнца на длине волны 21 см. — Радиоисследования межзвездного водорода. — Изменения в положении параллельных полос на диске Юпитера.

СПРАВОЧНИК НАБЛЮДАТЕЛЯ

НАБЛЮДЕНИЯ

АСТРОНОМИЧЕСКИЙ КАЛЕНДАРЬ

KOMUNIKATY KÓŁ PTMA

na miesiąc lipiec 1956 r.

Frombork — 1. Sekretariat Koła czynny we wtorki i piątki w godz. 18—20, ulica Katedralna 21.

2. Zebrania odbywają się w każdy drugi czwartek miesiąca.
3. Punkt obserwacyjny z lunetą czynny w każdy pogodny wieczór.

Gdańsk — Sekretariat Koła czynny w poniedziałki i piątki w godzinach 17—18 w II. Zakładzie Fizyki Politechniki Gdańskiej, Gdańsk—Wrzeszcz.

Gliwice — 1. Sekretariat Koła czynny w poniedziałki i czwartki w godz. 18—19, ul. Puszkina 8/2, I. p., tel. 36—19.

2. Biblioteka czynna przy Sekretariacie.
3. Pokazy nieba odbywają się w każdy bezchmurny wieczór po uprzednim telefonicznym porozumieniu. Ruda Śl., ulica Obrońców Stalingradu 23, tel. 52-481, J. Kasza.
4. Miesięczne Zebrania Sekcji Instrumentalnej odbywają się co miesiąc w każdą drugą sobotę o godz. 17.30, w Stalinogrodzie, Pałac Młodzieży im. B. Bieruta.

Kraków — 1. Sekretariat Koła czynny codziennie w godz. 9—13 i 16—19, w soboty 9—13, w lokalu ul. L. Solskiego 30/8, tel. 538-92,

2. Biblioteka czynna w poniedziałki w godz. 18—19, lokal Nr 4, I. p.
3. W dniach 10 i 25 br. odbędą się odczyty o godz. 18, tytuły podane zostaną w prasie.
4. W każdy poniedziałek i czwartek w godz. 18—20 w lokalu Koła, prowadzony jest kurs szlifowania źwierciadeł teleskopowych.
5. Pokazy nieba odbywają się na Wawelu w każdy bezchmurny wieczór z wyjątkiem niedziel i świąt.

Łódź — 1. Sekretariat Koła czynny 3 razy w tygodniu: w poniedziałki, środy i piątki w godz. 17—19. Biblioteka czynna w każdy poniedziałek w godz. 17—19.

2. Pokazy nieba odbywają się w każdy pogodny wieczór przed lokalem Koła, ul. Traugutta 18.

Nowy Sącz — Sekretariat Koła czynny we wtorki i piątki w godz. 17—19 w lokalu Koła, ul. Jagiellońska 50a.

Poznań — 1. Sekretariat Koła czynny we wtorki i czwartki w godz. 17—19, w lokalu przy ul. Chełmońskiego 1.

2. Publiczne pokazy nieba odbywają się w każdy pogodny wieczór wtorkowy i czwartkowy w parku im. Kasprzaka (przy Palmiarni), na terenie dostrzegalni P.T.M.A.

Toruń — 1. Sekretariat i biblioteka Koła czynne są w poniedziałki i czwartki w godz. 18—20, oraz w sobotę w godz. 17—19, w lokalu Koła, ul. M. Kopernika 17.

2. Dnia 16 lipca o godz. 18 odbędzie się odczyt, którego temat zostanie ogłoszony w prasie miejscowej.

Warszawa — 1. Dnia 19 lipca (czwartek) o godz. 19,30, w sali Kopernika Obs. Astr. U. W. (Al. Ujazdowskie 4) odbędzie się wykład Kand. Nauk Mgr'a Macieja Bieleckiego p.t. „Odwiedziny na inne planety", po odczycie film: „Lot na Księżyc".

2. Pokazy nieba odbywają się w bezchmurne wieczory codziennie w godz. 20—22.
3. Sekretariat i Sekcja Koła czynne są we wtorki, czwartki i soboty w godzinach 16—21. — Biblioteka tylko we wtorki od godz. 19—21.

Wrocław — W miesiącach lipcu i sierpniu ze względu na okres wakacyjny, Zarząd Koła przerywa swą działalność na odcinku odczytowym.

Obrotowa Mapka Nieba, do nastawiania na określony dzień i godzinę ułatwia rozpoznanie gwiazdozbiorów.

Do nabycia w biurze Zarządu Gł. PTMA w cenie zł. 9 (plus zł. 4 na koszta przesyłki.

Odznaki PTMA, dla członków zwycz. (emaliowane) w cenie zł 25 (plus zł 4 na koszta przesyłki) oraz dla członków-kandydatów (oksydowane) w cenie zł 4.50 (bez kosztów przesyłki) — są do nabycia w biurze Zarz. Gł. PTMA.