♐ Sagittarius

URANIA

MIESIĘCZNIK
POLSKIEGO TOWARZYSTWA MIŁOŚNIKÓW ASTRONOMII

ROK XLIV LISTOPAD 1973 Nr 11

BIBLIOTEKA UNIWERSYTECKA w Toruniu

URANIA

MIESIĘCZNIK POLSKIEGO TOWARZYSTWA MIŁOŚNIKÓW ASTRONOMII

ROK XLIV LISTOPAD 1973 Nr 11

CZASOPISMO WYDAWANE Z ZASIŁKU POLSKIEJ AKADEMII NAUK. ZATWIERDZONE PRZEZ MINISTERSTWO OŚWIATY DO UŻYTKU SZKÓŁ OGÓLNOKSZTAŁCĄCYCH, ZAKŁADÓW KSZTAŁCENIA NAUCZYCIELI I TECHNIKÓW (DZ. URZ. MIN. OŚW. NR 14 Z 1966 ROKU, W-WA 5.11.66).

SPIS TREŚCI

Janusz Dziadosz i Andrzej Kulak — Radioastronomia amatorska.

Tomasz Kwast — O sarosie i zaćmieniach.

Kronika: Nadanie doktoratów honoris causa na Uniwersytecie M. Kopernika w Toruniu i przemówienie akademika W. A. Ambarcumiana — Efekt cieplarniany na Tytanie — Brak tlenu gazowego w Mgławicy Oriona — Antyprotony z przestrzeni kosmicznej — Anomalne poczerwienienia sąsiednich galaktyk — Nowej kwazarologii ciąg dalszy.

Obserwacje: Prawidłowość w zmianach długości cykli plamotwórczej aktywności Słońca (W. Szymański) — Kometa Kohoutka (Z. Paprotny).

Kalendarzyk astronomiczny.

Do zamieszczonych w niniejszym numerze informacji o dwóch ciekawych zjawiskach — pojawieniu się jasnej komety Kohoutka i zakryciu Saturna przez Księżyc w dniu 3 lutego 1974 roku — dołączamy w tym miejscu kilka słów o mającym nastąpić 10 listopada br. przejściu Merkurego przed tarczą Słońca. Podstawowe dane dotyczące przebiegu tego zjawiska w Polsce zawarte są w Kalendarzyku Astronomicznym pod odpowiednią datą. Zachęcając Czytelników do jego obserwacji przypominamy (na co zwróciła uwagę w liście do Redakcji Dr Maria Pańków z Chorzowskiego Planetarium), że do końca obecnego stulecia Merkury jeszcze tylko dwukrotnie przejdzie przed tarczą Słońca: 13 listopada 1986 roku oraz 6 listopada 1993 roku, przy czym oba te zjawiska nie będą widoczne w Polsce. Tegoroczne przejście będzie można obserwować z południowo-wschodniej części Oceanu Atlantyckiego, Afryki, Azji Mniejszej, zachodniej i środkowej części Europy i zachodniej części Oceanu Indyjskiego.

Pierwsza strona okładki: Pomnik Mikołaja Kopernika dłuta Cypriana Godebskiego, odsłonięty w 1900 r. na dziedzińcu Collegium Maius, obecnie na Plantach obok Collegium Novum w Krakowie. Fot. W. Jama.

Druga strona okładki: Kuria pod wezwaniem św. Stanisława Kostki we Fromborku, niegdyś zajmowana przez M. Kopernika. Dziś siedziba PTTK. Fot. J. Pagaczewski.

Trzecia strona okładki: 1. Kopernik według litografii dołączonej do dzieła Jana Czyńskiego „Kopernik et ses travaux", Paryż 1847. 2. Drzeworyt A. Regulskiego opublikowany w „Tygodniku Ilustrowanym" w 1870 r. Autor wzorował się na portrecie przypisywanym Rudolfowi Curadiemu.

Czwarta strona okładki: Mikołaj Kopernik. Portret malowany przez art. mal. Jadwigę Mikulicz-Horodyską w 1973 r.

JANUSZ DZIADOSZ I ANDRZEJ KUŁAK — Kraków

RADIOASTRONOMIA AMATORSKA

Każdy, kto z uwagą śledzi rozwój współczesnej astronomii, zauważyć musi, że poważna część najnowszych odkryć w tej dziedzinie wiedzy przypadła w udziale radioastronomii. Kwazary, pulsary, tzw. promieniowanie tła — by wymienić tylko niektóre — to właśnie wynik stosowania technik radiowych. Pierwsze radiowe przeglądy nieba dokonywane były przez amatora, Grota Rebera. Carl Jansky, który jako pierwszy zwrócił uwagę na dochodzące z przestrzeni w paśmie radiowym promieniowanie, pracował właściwie też w warunkach prawie amatorskich. Powstaje pytanie, czy w chwili obecnej istnieje dla amatora szansa zbudowania odpowiedniej aparatury radioastronomicznej i dokonywania za jej pomocą obserwacji mających pewną wartość naukową?

Odpowiemy od razu, że tak. Przy Brytyjskim Towarzystwie Astronomicznym działa amatorski zespół radioastronomiczny dysponujący nawet przewoźnym, służącym do pokazów, radioteleskopem. Podobny ruch rozwija się także w innych krajach. Od szeregu lat przy Krakowskim Oddziele PTMA działa niewielka grupa ludzi, zajmująca się tymi zagadnieniami. W roku 1968 zrodził się tu pomysł budowy aparatury radioteleskopu dla Stacji Zamiejskiej PTMA w Niepołomicach.

Za wyjściowe przyjęto następujące założenia:

a) będzie to konstrukcja całkowicie oryginalna, a nie adaptacja istniejącej już aparatury, np. radarowej;

b) elementy i podzespoły elektroniczne powinny być w zasadzie dostępne na rynku krajowym;

c) trudności wykonawcze powinny być pokonywalne przez zaawansowanego amatora zajmującego się krótkofalarstwem;

d) aparatura powinna przy minimum nakładów zapewniać możliwie największe efekty popularyzatorskie, a także umożliwić realizowanie ciekawego i wartościowego programu naukowego.

Grot Reber, mówiąc o genezie swych radioastronomicznych zainteresowań, podkreślił pewien moment, który pojawia się u każdego prawie zaawansowanego radioamatora. Przy dużych mocach stacji nadawczej i pewnej rutynie, łatwość nawiązywania łączności przekreśla praktycznie cały ich emocjonalny i sportowy charakter. Wypływają stąd próby „utrudniania" sobie życia przez dalekosiężną łączność w paśmie UKF, telewi-

zję krótkofalową itp. Reber zbudował w swym ogrodzie w miejscowości Wheaton w USA (stan Illinois) sterowany reflektor paraboliczny o średnicy 9 m zaopatrzony w czułe i precyzyjne odbiorniki. Na tej to aparaturze dokonał przekształcenia badań pozaziemskiego promieniowania radiowego z ciekawostki w okrzepłą i pełną perspektyw dziedzinę wiedzy — radioastronomię. Sporządzone przez niego radiowe mapy nieba stały się podstawą rozwoju radioastronomii i po dziś dzień pozostały w wielu szczegółach niezmienione.

Celem niniejszego artykułu jest próba wykazania, że amator, który dziś podejmie pracę na tym terenie, może tu znaleźć wdzięczny obszar dla swej inwencji, a także uzyskać wyniki znaczące w rozwoju nauki o wszechświecie. Przeglądowy charakter tego artykułu nie pozwala nam na bardziej szczegółowe potraktowanie tematu, niemniej, dla uzasadnienia wybranych przez nas wersji aparatury i kierunków prac w Sekcji Radioastronomicznej Oddziału Krakowskiego PTMA, pożyteczne wydaje się dokonanie krótkiego przeglądu zasadniczych metod i narzędzi radioastronomii.

Poszczególnym zagadnieniom mamy zamiar poświęcić w przyszłości serię artykułów, bardziej już szczegółowych. Wdzięczni będziemy naszym Czytelnikom za nadsyłanie uwag i propozycji, jak również wiadomości o podjęciu budowy radioteleskopów. Ze swej strony zapewniamy, że zawsze pospieszymy z pomocą tak dalece, jak to tylko będzie możliwe.

Każdy, kto podejmie budowę radioteleskopu, napotka dwie grupy trudności. Jedna związana będzie z budową odpowiedniej anteny, a druga — odpowiedniego odbiornika.

1. Anteny radioastronomiczne

Do zbierania promieniowania elektromagnetycznego w astronomii optycznej służą — jak wiadomo — teleskopy zwierciadlane lub soczewkowe. Choć możliwe byłoby wykonanie odpowiednika soczewki dla fal radiowych, w radioastronomii nie znajdują one zastosowania i wszystkie radioteleskopy są zbliżone zasadą działania do zwierciadlanych teleskopów optycznych — reflektorów. Zebrane i skupione, o czym decyduje geometria urządzenia zbierającego, promieniowanie jest w astronomii optycznej detektowane przez emulsję światłoczułą lub za pomocą efektu fotoelektrycznego, a w astronomii radiowej — za pomocą elementu anteny, który określimy jako czynny, i w którym następuje zamiana energii fal elektromagne-

tycznych na prąd elektryczny o takiej samej częstotliwości jak częstotliwość fal odbieranych.

W ognisku teleskopu optycznego otrzymujemy obraz pewnego wycinka nieba i bezpośrednio na kliszy jesteśmy w stanie badać kształt i strukturę znajdujących się tam obiektów. W ognisku radioteleskopu otrzymujemy natomiast jedynie informację o intensywności i kierunku promieniowania płynącego z danego obszaru nieba, którego rozmiary zdeterminowane są przez tzw. zdolność rozdzielczą aparatury. Nie uzyskujemy zatem obrazu w konwencjonalnym znaczeniu tego słowa. Dopiero synteza wielu pomiarów może dać nam pewien obraz, jak np. w przypadku „obrazu" rozmieszczenia obłoków neutralnego wodoru w Galaktyce. Z elementu czynnego anteny energię odebraną w postaci prądu elektrycznego kierujemy do urządzenia odbiorczego, które pod wieloma względami przypomina tradycyjne odbiorniki radiowe. Tam następuje wzmocnienie i analiza tego prądu. Niewielkie moce detektowane w antenach stawiają jednak szczególnie wysokie wymagania odnośnie konstrukcji urządzeń odbiorczych.

Dochodzące z Kosmosu promieniowanie opisać można całkowicie, podając natężenie sygnału w każdym kierunku, czasie i na każdej częstotliwości, oraz jego polaryzację. W związku z dużą na ogół szerokością widm sygnałów, wygodną miarą siły sygnału radioźródła na każdej częstotliwości jest moc przypadająca na jednostkę powierzchni czoła fali i na jednostkę szerokości pasma. Miarę tę nazywamy gęstością strumienia mocy (S), a jej wymiarem jest $\frac{W}{m^2}$ Hz. Moc odbierana przez urządzenie radioastronomiczne jest proporcjonalna do gęstości strumienia, do powierzchni skutecznej anteny oraz do szerokości pasma wzmacnianego przez odbiornik.

Poza powierzchnią skuteczną, antenę charakteryzuje jeszcze parametr zwany rozdzielczością. Jest on miarą kątową odległości dwu źródeł promieniowania radiowego, które przy danej antenie i długości fali można badać oddzielnie. Rozdzielczość anteny jest tym większa, im większy jest stosunek maksymalnego rozmiaru liniowego anteny do długości fali na której ona pracuje.

Słynny teleskop na Mount Palomar o średnicy 5 metrów ma zdolność rozdzielczą (dla środkowej części przedziału widma optycznego) 1/10 sekundy łuku, czyli teoretycznie na średnicy tarczy Księżyca w pełni możnaby odróżnic 18 000 oddzielnych,

położonych obok siebie punktów. Radioteleskop w Jodrell Bank w Wielkiej Brytanii o średnicy 75 metrów pozwala na rozdzielenie na fali wodoru (21 cm) szczegółów odległych o około 15 sekund łuku, czyli w naszym porównaniu — 120 punktów na tarczy Księżyca. Różnica jest więc wyraźna.

Różnorodność rozwiązań antenowych stosowanych we współczesnej radioastronomii jest olbrzymia. Większość anten jest konstruowana do realizacji ściśle nakreślonych programów obserwacyjnych. Inaczej wygląda antena przeznaczona do badania Słońca, inaczej do przeglądów nieba, a jeszcze inaczej do radiowych obserwacji planet. Do niedawna radioteleskop z anteną paraboliczną był praktycznie narzędziem uniwersalnym. Główną jego zaletą była możliwość nakierowywania (przy zastosowaniu azymutalnych lub paralaktycznych montaży) na dowolnie wybrany punkt nieba w dowolnym momencie w ciągu doby, jeżeli oczywiście znajdował on się nad horyzontem. Wspomniane wyżej warunki rozdzielczości i powierzchni skutecznej wymagają budowania paraboloidów możliwie największych. Podobnie jednak jak w astronomi optycznej, powierzchnie odbijające muszą być wykonane tak, aby odchyłki ich gładkości i kształtów były nie większe od 1/10 długości fali na której aparatura ma pracować. W przeciwnym przypadku zdolność odbijająca takiej powierzchni będzie niewielka, a skupione promieniowanie nie będzie się gromadzić dokładnie w ognisku.

Co prawda, dla fali wodoru tolerancja wynosi około 2 cm, co może się wydać wartością niewielką dla inżynierskich konstrukcji, lecz zważmy, że warunek taki musi spełniać paraboliczna czasza o średnicy kilkudziesięciu metrów i to zarówno w ustawieniu zenitalnym i horyzontalnym, jak i we wszystkich położeniach pośrednich. Przy masie konstrukcji rzędu już tysięcy ton jest to problem bardzo poważny. Z tych właśnie powodów upadł projekt budowy paraboloidu o średnicy 180 m na montażu azymutalnym. Jedną z dróg dla pokonania tych trudności było konstruowanie paraboloidów nieruchomych w formie rozwieszonych na podporach siatek metalowych, spełniających rolę ekranu odbijającego, bądź też w postaci wykonanych w ziemi zagłębień wylanych masą asfaltową i pokrytych warstwą odbijającą fale radiowe. Przed taką wycelowaną w niebo anteną defilują w ciągu doby obiekty zawarte w pewnym pasie, wchodząc po kolei w pole widzenia anteny. W kierunku prostopadłym można zmieniać pas obserwacji w granicach kilkunastu stopni, przesuwając odpowiednio za-

wieszony element czynny anteny. Przykładem takiego rozwiązania jest 300-metrowa antena w Arecibo w Puerto Rico. Z powodu wysokich kosztów, trudności konstrukcyjnych itp. anteny paraboliczne do atrakcyjnych dzisiaj programów obserwacyjnych stoją praktycznie poza zasięgiem możliwości amatorskich.

Naszym zdaniem dla amatorskich obserwacji radioastronomicznych dostępne są następujące obiekty:

a) Słońce na falach metrowych i decymetrowych,

b) Jowisz i Saturn w zakresie fal krótkich (kilkanaście metrów),

c) silne radioźródła w zakresie decymetrowym.

Obserwacje Słońca można prowadzić już stosunkowo prostymi antenami. Nadaje się do tego celu popularny wśród krótkofalowców zestaw anten spiralnych, zwanych helikalami. W połączeniu ze stosunkowo prostym dla fal metrowych odbiornikiem, otrzymujemwy tani i niewielki zestaw, na którym można dokonywać ciekawych i pożytecznych obserwacji. Jeszcze prostszą anteną, dającą jednak mierne wyniki, jest antena typu Yagi, znana powszechnie, gdyż używana jest jako standardowa antena telewizyjna.

Anteny typu Yagi z powodzeniem można stosować także do obserwacji Jowisza, a właściwie są one w praktyce jedynymi antenami, które na falach metrowych zapewniają odpowiednią kierunkowość przy tak wielkiej prostocie konstrukcji. Wszystkie wspomniane wyżej anteny powinny być prowadzone za badanym obiektem — Słońcem czy planetą. Idealnym rozwiązaniem byłby montaż paralaktyczny z mechanizmem zegarowym, lecz nie jest to bynajmniej konieczne. Kierunkowość tych anten jest zwykle na tyle mała, że wystarcza prowadzenie ręczne, wykonywane skokami co kilkanaście lub nawet co kilkadziesiąt minut.

Zupełnie inną klasę problemów napotykamy przy obserwacji radioźródeł. Ich małe rozmiary kątowe i małe wielkości strumienia, stawiają przed konstruktorem zadanie uzyskania dużej powierzchni skutecznej i dużej kierunkowości. Ponieważ paraboloidy z opisanych wyżej powodów zostały jako konstrukcje dostępne dla amatora praktycznie wyeliminowane, a parametry omówionych już anten są do tego celu nieodpowiednie, należy rozejrzeć się za innym optymalnym rozwiązaniem.

Ponieważ szczegółowe dyskutowanie zalet i wad rozmaitych układów antenowych wykracza poza ramy niniejszego artykułu (będzie o tym mowa w dalszych kolejnych publikacjach)

stwierdzimy jedynie, że takim optymalnym rozwiązaniem jest budowa tzw. radiointerferometru.

Radiointerferometr stanowi zwykle zespół dwu (lub więcej) anten rozmieszczonych na dużej przestrzeni. O jego rozdzielczości decyduje odległość między skrajnymi antenami. Ponieważ odległość tę można teoretycznie uczynić dowolnie dużą, stąd rozdzielczość takiego układu anten jest znaczna. Powierzchnia skuteczna jest oczywiście równa sumie powierzchni skutecznych wszystkich anten składowych. Interferometry należą w zasadzie do anten nieprowadzonych i pod tym względem przypominają omawiane już nieruchome paraboloidy. Z pewnego punktu widzenia anteny interferometryczne można traktować jako uproszczone anteny paraboliczne, z których wykrojono znaczną część powierzchni, pozostawiając nieliczne skrajne fragmenty. Dzięki tym skrajnym fragmentom rozdzielczość pozostaje taka sama jak pełnego paraboloidu, a znacznemu zredukowaniu ulega jedynie powierzchnia skuteczna, co w niektórych przypadkach można skompensować większą czułością odbiorników.

Najprostszym i zapewniającym dość dobre rezultaty, jest układ dwu zespołów antenowych oddalonych od siebie na odległość kilkudziesięciu metrów. Tak utworzony interferometr daje już dobre zdolności rozdzielcze, a płynące z anten sygnały można jeszcze przy tych odległościach doprowadzić do odbiornika za pomocą zwykłego kabla koncentrycznego: Zespoły antenowe najwygodniej jest wykonać w postaci tzw. synfazowych anten dipolowych. Składają się one z pewnej liczby dipoli rozmieszczonych w odległościach rzędu połowy fali odbieranej od siebie nad siatką, która spełnia rolę ekranu odbijającego — reflektora. Koszty wykonania takiej anteny nie powinny przekroczyć kilkuset złotych. Także jej uruchomienie i strojenie leży — naszym zdaniem — w granicach możliwości radioamatora.

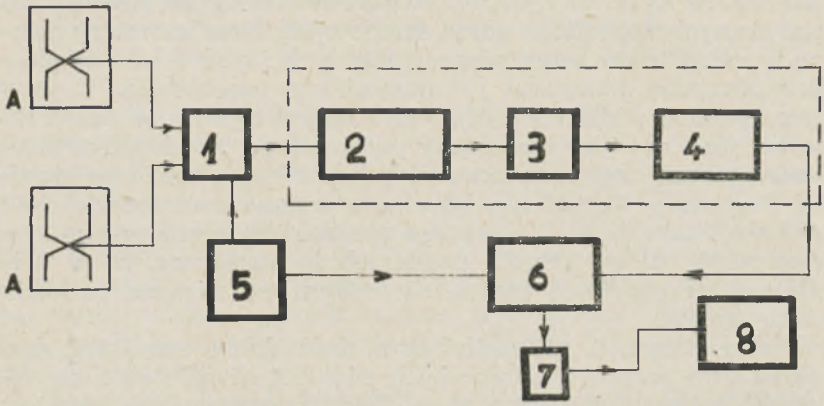
2. Układy radioodbiorcze

Do drugiej grupy problemów należą kłopoty związane z budową odpowiedniego odbiornika. Konstrukcja odbiornika jest ściśle zależna od rodzaju anteny z którą będzie on współpracował. Budowa uniwersalnego, wielozakresowego odbiornika jest praktycznie niemożliwa.

Omówimy zatem oddzielnie problemy związane z realizacją odbiorników do obserwacji planet, Słońca i silnych radioźró-

deł. Mimo różnic w konstrukcji poszczególnych podukładów odbiorników radioteleskopowych, łączy się je najczęściej w układ niezależny od przeznaczenia narzędzia (rys. 1).

Na schemacie widać wyraźnie, że istnieją pewne zasadnicze różnice między odbiornikiem radioastronomicznym a odbiornikiem przeznaczonym dla celów łączności. Różnice te można wyrazić prostą formułą: układ wzmacniający, zbliżony konstruk-



Rys. 1. Schemat blokowy odbiornika radioastronomicznego. *A* — antena, 1 — przełącznik antenowy, 2, 3, 4 — podzespoły klasycznego odbiornika radiowego (wzmacniacz w-cz, detektor, wzmacniacz m-cz), 5 — generator impulsów przełączających, 6 — detektor synchroniczny, 7 — filtr całkujący, 8 — rejestrator.

cją do spotykanych w klasycznych odbiornikach, jest zawsze podukładem większej całości, tworzącej odbiornik radioastronomiczny. Elementami go uzupełniającymi są: generator impulsów przełączających, przełącznik antenowy, detektor synchroniczny oraz filtr całkujący. Nie będziemy tu opisywać szczegółowo roli, jaką spełniają te elementy, dość wspomnieć, że umożliwiają one znaczną poprawę wykrywalności sygnałów płynących z anteny. Warto zaznaczyć, że podzespoły te nie decydują o rozmiarze trudności związanych z budową radioteleskopu. O ile trudno wyobrazić sobie np. łączność radiową prowadzoną przy pomocy sygnału mocy równej z szumem wytwarzanym przez wzmacniacz wejściowy klasycznego odbiornika, o tyle rejestracja sygnałów o mocy dziesiątki czy setki razy mniejszej od szumów za pomocą tego samego odbiornika lecz poszerzonego o wspomniane podukłady, jest całkiem realna.

Potrzeba rejestracji sygnałów poniżej poziomu szumów jest codzienną rzeczywistością radioastronoma, stąd nacisk na doskonałość urządzeń wzmacniających. Są one zbliżone do klasycznych układów superheterodynowych lecz szczególnie dba się o niski poziom szumów stopnia wejściowego i dużą stałość wzmocnienia (uzyskiwaną drogą elektronowej stabilizacji napięcia zasilającego), oraz możliwie szerokie, konieczne w radioastronomi, pasmo przenoszenia. Ta ostatnia cecha, chyba szczególnie wyraźnie odróżnia odbiorniki klasyczne od ich radioastronomicznych odpowiedników. W pierwszych jest ona wadą, a w drugich — jak widać — zaletą.

Ostatnim elementem radioteleskopu jest rejestrator. Urządzenie to zapisuje w postaci kreślonej atramentem na długiej rolce papieru krzywej — wartość napięcia otrzymanego na wyjściu filtru uśredniającego. Wbrew pozorom, właśnie rejestrator może przysporzyć najwięcej kłopotów. Jest on dość kosztowny, a jego wykonanie nie jest we własnym zakresie realne. W początkowym okresie obserwacji można — co prawda — próbować obejść się bez pisaka, używając w zastępstwie woltomierza lub oscyloskopu. Przy podjęciu jednak systematycznych i długotrwałych obserwacji zapis rejestratora jest niezbędny do opracowywania ich wyników. Metodą notowania wartości napięć wskazywanych przez woltomierz nie da się także badać szybkich zmian natężenia aktywności słonecznej czy planetarnej. Pewne szanse zdobycia rejestratora mogą dać starania w placówkach naukowo-badawczych: o przekazanie wycofanych z użytku, które jednak po niewielkim remoncie mogą nam jeszcze z powodzeniem służyć.

Odbiorniki do obserwacji Jowisza

Najprostszymi konstrukcyjnie są odbiorniki do radiowych obserwacji Jowisza. Ze względu na urozmaicone „zachowanie" radiowe, Jowisz jest bardzo wdzięcznym do obserwacji obiektem. Obserwacje te mogą mieć także dużą wagę naukową. Wygodnie jest wykonywać je na częstotliwościach rzędu 20 MHz, gdyż w tym zakresie natężenie promieniowania Jowisza jest szczególnie duże. Niska częstotliwość pozwala na stosowanie do tego celu każdego dobrze wykonanego odbiornika komunikacyjnego (nasłuchowego), uzupełnionego przełącznikiem elektronowym i odpowiednio zbudowanym detektorem. Łatwo można zbudować przełącznik i detektor w oparciu o elementy półprzewodnikowe.

Przy dobrze zaprojektowanej (i dopasowanej szumowo do pierwszego stopnia odbiornika) antenie Yagi, można czynić udane próby obserwacji odbiornikiem w układzie klasycznym (bez przełącznika). Sygnałem wyjściowym może być np. rejestrowane woltomierzem o dużej oporności wejściowej napięcie automatycznej regulacji wzmocnienia.

Konstrukcja stabilnego, o dużym wzmocnieniu odbiornika, dającego oczywiście o wiele większe możliwości niż opisany poprzednio, jest w zasięgu każdego zdolnego radioamatora. Szczególnie przydać się tu mogą dobre odbiorniki superheterodynowe używane do celów amatorskiego nasłuchu i łączności na falach krótkich. Mniej doświadczeni mogą próbować szczęścia, przerabiając odbiorniki powszechnego użytku, i w ten sposób, uzupełniając je niskoszumowym wzmacniaczem wstępnym i odpowiednim detektorem, uzyskać pełnowartościowe narzędzie.

Szerokość pasma przenoszenia odbiorników radiofonicznych jest bardzo dogodna do obserwacji Jowisza. Stosowanie pasm szerszych od 10 kHz ze względu na trudności ze znalezieniem odpowiednio szerokich, niezakłóconych przez ziemskie służby radiowe pasm, praktycznie mija się z celem.

Odbiorniki słoneczne

Odbiorniki do obserwacji słonecznych są prostsze od odbiorników komunikacyjnych na zakres rzędu 150 MHz, o tyle, że nie wymagają podwójnej czy potrójnej przemiany częstotliwości. Wystarczy przemiana pojedyńcza, a częstotliwość pośrednią najlepiej wybrać w pobliżu 40 MHz. Przy takiej jej wartości łatwo można uzyskać wymagane pasmo przenoszenia o szerokości około 5 MHz. Parametry te przypominają więc parametry toru wizji każdego odbiornika telewizyjnego, a zatem możliwe jest wykorzystanie wielu znajdujących się na rynku elementów i podzespołów. Łatwe są do zdobycia odpowiednie filtry pośredniej częstotliwości czy też lampy do stopni wejściowych. Popularna lampa wejściowa ECC-189 czy ECC-88 pozwala uzyskać dostatecznie niską liczbę szumową odbiornika, zaspokajającą wszelkie potrzeby radioastronomiczne w tym zakresie częstotliwości. Należy jednak szczególnie starannie zaprojektować stopnie wejściowe, a zwłaszcza wzmacniacz w-cz. Fabrycznie produkowane głowice UKF nie nadają się do tego celu ze względu na mały margines stabilności wstępnego wzmacniacza.

Praca w tym zakresie częstotliwości może stworzyć pewne problemy związane ze strojeniem oraz dopasowaniem szumowym anteny do lampy wejściowej. Drogą odpowiednio długich eksperymentów można je jednak zawsze rozwiązać. Nie ma natomiast specjalnych problemów z wykonaniem przełącznika antenowego oraz filtru uśredniającego. Reasumując — budowa radioteleskopu słonecznego jest co najmniej o stopień trudności większa od budowy odpowiedniej aparatury do obserwacji planet.

Radioteleskopy do obserwacji radioźródeł

Obserwacja nawet silnych radioźródeł wymaga stosunkowo czułego odbiornika. Zasady jego konstrukcji są podobne do opisanych wyżej. Potrzebne jednak do tego celu pasma przenoszenia o szerokościach przekraczających nawet 10 MHz implikują konieczność stosowania bardzo wysokich częstotliwości pośrednich w pobliżu 60 MHz. Budowa oscylatora i stopnia przemiany częstotliwości także przy tych parametrach nie jest problemem. Ze względu na dużą szerokość pasma i dużą szerokość widma źródeł kosmicznych, nie jest konieczne używanie oscylatorów kwarcowych. Budowę stopnia wejściowego można zrealizować pomyślnie, używając dostępnych na rynku triod, chociaż ogranicza to zakres wyboru częstotliwości pracy do ok. 200 MHz ze względu na ich parametry szumowe. Ponieważ przy obserwacji radioźródeł zależy nam na uzyskiwaniu dużych rozdzielności, a powiększanie bazy interferometru z rozmaitych powodów (także koszt kabla doprowadzającego) nie jest czasami możliwe, dążyć będziemy do pracy na możliwie wysokich częstotliwościach.

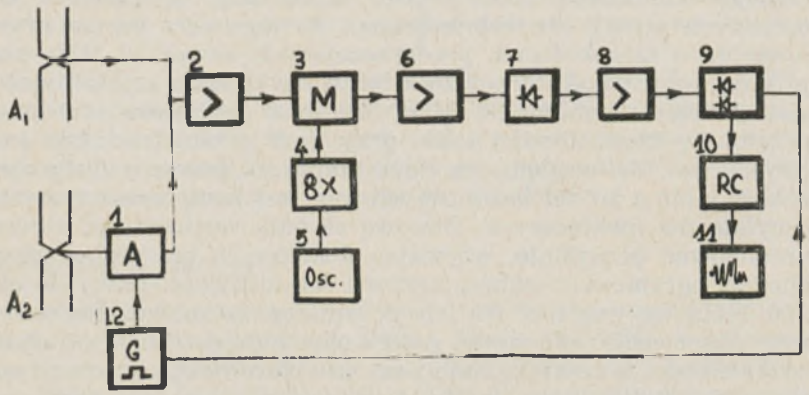
Zdobycie niskoszumowych triod na zakres decymetrowy jest jednak trudne. Bardziej zaawansowanym radioamatorom zalecalibyśmy więc raczej budowę diodowych wzmacniaczy parametrycznych.

W sumie jednak trudności związane z budową radiointerferometru mogą się okazać dość poważne. Naszym zdaniem pełne powodzenie takiego przedsięwzięcia zapewni praca w zespole i doraźny choćby nadzór fachowca. Jeżeli nasze propozycje i sugestie wywołają zainteresowanie Czytelników, podejmiemy starania, by przy współpracy z Zarządem Głównym PTMA dostarczyć wszystkim chętnym odpowiednie dokumentacje i opisy wykonawcze. Na zakończenie i dla ilustracji przytoczymy

nieco danych na temat parametrów konstrukcyjnych radiointerferometru dla Stacji w Niepołomicach oraz jego przewidywanych możliwości obserwacyjnych.

3. Radioteleskop Stacji PTMA w Niepołomicach

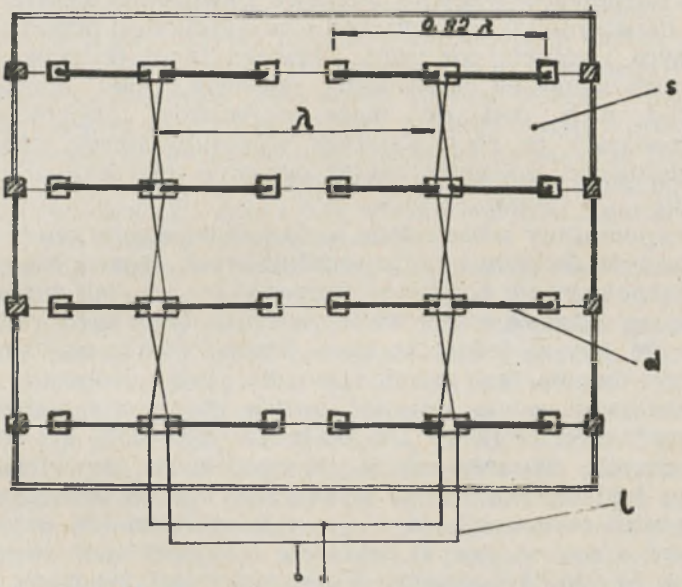
Odbiornik tego radioteleskopu (rys. 2) współpracuje z dwoma antenami synfazowymi (rys. 3) w układzie interferometru z przełączaniem fazy. Anteny umieszczone są (baza interferometru) w odległości 60 m. Przy częstotliwościach pracy 118 MHz (fala o długości 2,54 m) daje to rozdzielczość około 2,5°. Każdy z zespołów antenowych stanowi 8 dipoli półfalowych, zawieszonych na wysokości 1/4 długości fali nad siatką dru-



Rys. 2. Schemat blokowy radioteleskopu dla Stacji PTMA w Niepołomicach. A_1 i A_2 — anteny interferometru, *1* — przełącznik antenowy (częstotliwość pracy 600 Hz), 2 — wzmacniacz wejściowy w-cz (lampa ECC-88 i EC-92, wzmocnienie 50, liczba szumowa 2,3), 3 — mieszacz pentodowy, 4 — powielacz częstotliwości oscylatora (8×), 5 — oscylator 21 MHz, 6 — wzmacniacz pośredniej częstotliwości (3 lampy EF-184, wzmocnienie 20 000, pasmo przenoszenia 9 MHz), 7 — detektor, 8 — wzmacniacz szerokopasmowy 1—9 MHz, 9 — detektor synchroniczny, 10 — filtr całkujący, 11 — rejestrator, 12 — generator prostokątny impulsów przełączających.

cianą. Powierzchnia skuteczna całego zespołu (2 anteny) wynosi 200 m². Przy fali 2,54 m jest ona taka sama jak paraboloidu o średnicy 21 metrów. Odbiornik jest wyposażony w dwa wymienne filtry całkujące o stałych czasowych 0,12 i 5,0 sekundy. Przy częstotliwości pośredniej 50 MHz uzyskano sze-

rokość pasma przenoszenia 9 MHz. Opisany układ pozwala sięgać do radioźródeł o strumieniu minimalnym 10^{-26} W/m² Hz przy stałej czasowej filtru całkującego 0,12 *s* i $0{,}1 \cdot 10^{-26}$ W/m² Hz przy stałej czasowej 5,0 *s*.



Rys. 3. Synfazowa antena dipolowa interferometru w Niepołomicach. *s* — siatka metalowa, *d* — dipole, *l* — linia transmisyjna sygnału.

Dla tej drugiej wartości strumienia szacowana liczba dostępnych do obserwacji radioźródeł wynosi kilkaset. Praktycznie, w konsekwencji małej rozdzielczości anten, będzie ona znacznie mniejsza.

Zaprojektowana jest również wersja tej aparatury z zestawem 4 anten spiralnych (helikal) do obserwacji Słońca. Powierzchnia skuteczna tego zestawu wyniesie 16 m², w czym jest równoważna paraboloidowi o średnicy 3,8 m.

W najbliższym czasie konstruowany będzie wzmacniacz parametryczny, który współpracując na częstotliwościach 302 MHz z opisaną aparaturą zapewni o wiele większe rozdzielczości.

TOMASZ KWAST — Warszawa

O SAROSIE I ZAĆMIENIACH

Jedną z najstarszych, a chyba nawet najstarszą dziedziną astronomii jest rachuba czasu. Do jej prowadzenia wykorzystują astronomowie pewne okresowe zjawiska niebieskie, z których najważniejszymi są wschód i zachód Słońca, przemiany faz Księżyca i zmiana pór roku. Zjawiska te są podstawą odpowiednich jednostek czasu: doby, miesiąca i roku. Miesiąc jest spośród nich pojęciem może najbardziej „tajemniczym", a określający go ruch Księżyca wykazuje szereg ciekawych prawidłowości mających nieraz ogromne znaczenie dla chronologii.

Przypomnijmy sobie zatem, co to jest miesiąc w sensie astronomicznym. Jednym z najpowszedniejszych zjawisk niebieskich jest przechodzenie Księżyca przez cykl faz, co, jak wiemy, odbywa się w czasie mniej więcej miesiąca kalendarzowego. Nasuwa się, aby za jednostkę czasu przyjąć odstęp czasu np. pomiędzy dwoma kolejnymi nowiami. Taka jednostka czasu w astronomii znana jest pod nazwą *miesiąca synodycznego.* Równy jest on $29^d12^h44^m2.^s8$ lub inaczej 29.530587 dni średnich słonecznych. Słusznie można się spodziewać, że wielkość ta z taką dokładnością została wyznaczona nie na podstawie bezpośrednich obserwacji, gdyż niepodobieństwem jest patrząc na Księżyc orzec, w którym dokładnie momencie jest akurat np. pełnia. Miesiąc synodyczny S jest natomiast związany z tzw. *miesiącem gwiazdowym* G zależnością

$$1/S = 1/G - 1/R$$

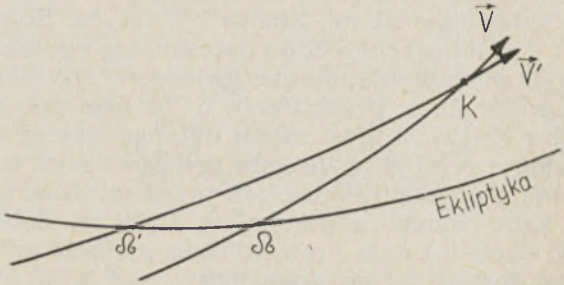
gdzie R jest długością roku gwiazdowego. Otóż na podstawie wnikliwszych obserwacji można stwierdzić inną regularność w ruchu Księżyca, mniej rzucającą się w oczy, za to dającą się dokładniej zmierzyć. Mianowicie widząc Księżyc przez dwa kolejne wieczory można zauważyć, że w ciągu doby Księżyc zmienił swoje położenie wśród gwiazd i przesunął się o kilkanaście stopni ku wschodowi, dokładniej o 13.°2. Do wykonania pełnego obiegu po niebie potrzeba mu zatem też w przybliżeniu miesiąca. Właśnie okres czasu, po którym Księżyc wraca do tego samego położenia wśród gwiazd nazywa się miesiącem gwiazdowym (syderycznym) i trwa on $27^d7^h43^m11.^s5$ czyli 27.321660 dni. Łatwo sprawdzić, że skoro rok gwiazdowy liczy

365.256363 dni, to podane długości miesiąca synodycznego i gwiazdowego spełniają wspomnianą zależność.

Widzimy, że miesiąc gwiazdowy jest miarą czasu potrzebnego na wykonanie przez Księżyc pełnego obiegu wokół Ziemi, czyli właśnie względem „nieruchomych" gwiazd. Natomiast miesiąc synodyczny to taki okres czasu, po jakim powtarza się wzajemne ustawienie Ziemi, Słońca i Księżyca. Różnica wynika stąd, że gdy Księżyc wróci do poprzedniego położenia wśród gwiazd, czyli gdy upłynie miesiąc gwiazdowy, to Słońce w tym czasie przesunie się w przybliżeniu o $^1/_{13}$ kąta pełnego w kierunku ruchu Księżyca. Musi zatem upłynąć jeszcze trochę czasu, aby Księżyc przebył tę $^1/_{13}$ kąta pełnego i zajął wreszcie takie położenie względem Słońca, jak przed miesiącem. Na przebycie $^1/_{13}$ kąta pełnego z prędkością 13.°2 na dobę potrzeba Księżycowi około 2.1 dnia i o tę właśnie wielkość miesiąc synodyczny jest dłuższy od gwiazdowego.

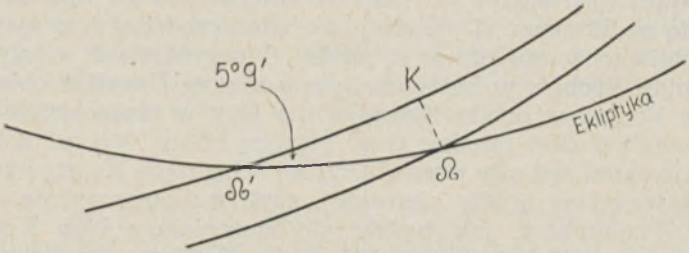
Zajmijmy się teraz przez chwilę dynamiką ruchu Księżyca. W swoim ruchu okołoziemskim Księżyc z pewnością podlega zakłócającemu wpływowi Słońca. W tym przypadku prawa mechaniki mówią, że Księżyc w swym ruchu względem Ziemi doznaje takiego zakłócenia, że pełna siła zakłócająca jest sumą wektorową siły działającej na Księżyc ze strony Słońca oraz minus siły działającej na Ziemię ze strony Słońca. Wielkości i kierunki tych sił są akurat takie, że pełna siła perturbacyjna działająca na Księżyc jest zawsze skierowana ku linii łączącej Ziemię ze Słońcem. (Dokładniejsze wiadomości o tym zjawisku Czytelnik może znaleźć w artykule „O przypływach, odpływach i granicy Roche'a w listopadowym numerze *Uranii* z ubiegłego roku). Ponieważ orbita Księżyca nie leży w płaszczyźnie orbity ziemskiej (kąt między tymi płaszczyznami wynosi 5°9′), to istnieje składowa siły perturbacyjnej ściągająca Księżyc zawsze ku płaszczyźnie orbity ziemskiej, czyli ku płaszczyźnie ekliptyki. Rozpatrzmy, jak będzie się zmieniała orbita Księżyca w wyniku takiej perturbacji (rys. 1). Załóżmy, że Księżyc K minął węzeł wstępujący swojej orbity. Bez działania Słońca prędkość Księżyca byłaby opisana wektorem V. Skoro Księżyc jest ściągany ku płaszczyźnie ekliptyki to jego prędkość w pewnej chwili będzie opisana wektorem V tworzącym mniejszy kąt z ekliptyką niż V. Ale orbita zawsze musi być styczna do wektora prędkości, a więc musi ona zająć nowe położenie $K\Omega'$. Widzimy, że węzeł wstępujący z punktu Ω przesunął się do Ω', czyli cofnął się, gdyż przesunął się w kierunku mniejszej długości ekliptycznej. Przeprowadzając analogiczne rozumowanie

dla innych punktów orbity Księżyca można się przekonać, że występowanie siły perturbującej skierowanej ku płaszczyźnie ekliptyki będzie powodowało w każdym przypadku tylko cofanie się węzłów orbity Księżyca. Obserwacje wykazują, że węzły obiegają ekliptykę w czasie 18.60 lat.



Rys. 1.

Wyobraźmy sobie (rys. 2), że w pewnej chwili Księżyc znajduje się w węźle wstępującym swojej orbity Ω. Gdyby orbita Księżyca nie zmieniała orientacji w przestrzeni, to po wykonaniu pełnego obiegu wokół Ziemi Księżyc wróciłby znowu do punktu Ω po upływie miesiąca gwiazdowego. Jednak po takim



Ryr. 2.

czasie orbita Księżyca zajmie położenie $K\Omega'$, a sam Księżyc znajdzie się w punkcie K. Nieco wcześniej przeszedł on przez nowy węzeł Ω' i dlatego odstęp czasu pomiędzy kolejnymi przejściami Księżyca przez ten sam węzeł jest krótszy od miesiąca gwiazdowego. Nosi on nazwę *miesiąca smoczego*. Można łatwo oszacować jego długość. Skoro węzeł dokonuje obiegu ekliptyki w 18.60 lat, to w ciągu miesiąca przesunie się o 360°/

/(18.60 × 13) = 1.°5 i tyle wynosi łuk ΩΩ′. Ponieważ nachylenie orbity Księżyca do ekliptyki wynosi zaledwie około 5° to również łuk KΩ′ ma około 1.°5. Na przebycie tego łuku Księżyc potrzebuje w przybliżeniu $2.^{h}7 = 0.^{d}11$, czyli o tyle miesiąc smoczy jest krótszy od gwiazdowego. Dokładniejsze obserwacje mówią, że jest on równy $27^{d}5^{h}5^{m}35.^{s}8$ lub inaczej 27.212219 dni średnich słonecznych.

Tak poznaliśmy definicje trzech dosyć zbliżonych do siebie jednostek czasu oraz zależności między nimi. Nie byłoby w tym wiele interesującego, gdyby traktować wprowadzanie definicji jako sztukę dla sztuki. Teraz jednak, znając odpowiednie pojęcia, możemy w ich języku jasno sformułować pewne prawa rządzące ruchem Księżyca, prawa, których istnienia właściwie się podejrzewa, a do zaobserwowania ich skutków potrzeba by bardzo długiego czasu. Otóż wiemy, że zaćmienia czy to Słońca czy Księżyca zachodzą wtedy, gdy Ziemia, Słońce i Księżyc ustawią się w przybliżeniu na jednej linii prostej. Dokładniej, środek zaćmienia wypada wtedy, gdy

a) Księżyc jest w złączeniu (koniunkcji) lub przeciwstawieniu (opozycji) ze Słońcem, czyli podczas nowiu lub pełni oraz

b) dany punkt złączenia lub przeciwstawienia Księżyca jest na tyle blisko któregoś węzła orbity, że cień Księżyca padnie na Ziemię lub cień Ziemi na Księżyc.

Znając rozmiary Ziemi, Słońca i Księżyca, ich wzajemne odległości i nachylenie orbity Księżyca do ekliptyki można obliczyć, że *zaćmienie Słońca* wystąpi, gdy punkt złączenia będzie w odległości nie przekraczającej 17.°6, zaś *zaćmienie Księżyca*, gdy punkt przeciwstawienia będzie w odległości nie większej niż 11.°9 od węzła.

Teraz możemy już sformułować podstawowe prawo rządzące następstwem zaćmień. Mianowicie, jeżeli w pewnej chwili nastąpiło jakieś zaćmienie, to takie samo zaćmienie powtórzy się po takim czasie, kiedy upłynie całkowita liczba miesięcy zarówno smoczych jak i synodycznych. Będzie to następne zaćmienie w tzw. serii zaćmień. Długości tych miesięcy są oczywiście niewspółmierne, lecz ich stosunek 29.530587/27.212219 można w przybliżeniu wyrazić jako np. 242/223. Zaćmienie zatem powtórzy się po upływie 242 miesięcy smoczych lub inaczej 223 synodycznych. Fakt ten znany był już astronomom babilońskim, a ów charakterystyczny okres czasu przez bizantyńczyka Suidasa został nazwany *sarosem*. Okres ten wynosi nieco ponad 18 lat, dokładniej 223 miesiące synodyczne trwają

6585.321 dni zaś 242 miesiące smocze liczą 6585.357 dni. W przybliżeniu zatem saros ma 6585 1/3 dnia, skąd widzimy, że po upływie sarosu następne w serii zaćmienie nastąpi w długości geograficznej o 120° bardziej na zachód, gdyż przez ową 1/3 dnia o tyle właśnie obróci się Ziemia. Wobec tego w jednym miejscu Ziemi zaćmienie powtórzy się po upływie dopiero trzech sarosów.

Jak powiedzieliśmy, saros jest okresem, w którym jedynie z pewnym przybliżeniem mieści się całkowita liczba miesięcy smoczych i synodycznych. W rzeczywistości 242 miesiące smocze minus 223 miesiące synodyczne daje 0.036 dnia. W takim czasie Księżyc przesuwa się o kąt $(360°/27.212219) \times 0.036 = 0.°48$, czyli jeżeli w pewnej chwili punkt koniunkcji (lub opozycji) Księżyca pokrywał się dokładnie z węzłem orbity, to po upływie sarosu te dwa punkty będą już rozsunięte na odległość 0.°48. Przez wiele sarosów nie będzie to miało znaczenia, ponieważ, jak wspominaliśmy, do zajścia zaćmienia nie jest potrzebne dokładnie prostoliniowe ustawienie Ziemi, Słońca i Księżyca. I tak kąt 0.°48 mieści się w kącie $2 \times 17.°6$ kilkadziesiąt razy, dlatego dana seria zaćmień Słońca trwa $(2 \times 17.°6/0.°48) \times 18.03 = 1320$ lat (18.03 jest to długość sarosu wyrażona w latach). Wreszcie jednak dany punkt złączenia (lub przeciwstawienia) opuści sąsiedztwo węzła i seria zaćmień się skończy. Wynika z tego, że przepowiednie zaćmień na podstawie sarosu z czasem stają się zawodne. Oczywiście w sąsiedztwie węzła znajduje się jednocześnie kilka punktów złączeń (lub przeciwstawień), czyli podczas trwania pewnej serii zaćmień trwają też i inne serie. Kiedy jedna się skończy to inne trwają nadal lub rozpocznie się jeszcze nowa, ponieważ inny punkt koniunkcji (lub opozycji) dostanie się w sąsiedztwo tego węzła. Łatwo właśnie pokazać, że serie zaćmień na siebie zachodzą. Mianowicie podczas sarosu Księżyc 223 razy jest w pełni i tyle samo razy w nowiu, zatem na orbicie Księżyca w ciągu sarosu można nanieść 223 punkty złączeń i tyleż punktów przeciwstawień. Średnia odległość punktów jednego typu wynosi $360°/223 = 1.°61$, a to w łuku $2 \times 17.°6$ czy $2 \times 11.°9$ mieści się wiele razy. W dodatku trzeba wziąć pod uwagę, że istnieją dwa węzły orbity Księżyca i oba mają swoje „sąsiedztwo". Dlatego w ciągu sarosu zachodzi średnio $4 \times 17.6/1.61 = 44$ zaćmień Słońca oraz $4 \times 11.9/1.61 = 29$ zaćmień Księżyca, z których każde należy do innej serii. Jednocześnie zatem trwają 44 serie zaćmień Słońca i 29 serii zaćmień Księżyca. Zauważmy, że w ogólności zaćmienia Księżyca są rzadsze, ale

jeżeli zaćmienie Księżyca już nastąpi, to widoczne jest z całej półkuli Ziemi. Dlatego są one częstsze w danym miejscu Ziemi.

Skoro 223 miesiące synodyczne trwają krócej niż 242 miesiące smocze oznacza to, że po upływie sarosu punkt złączenia (lub przeciwstawienia) przesunął się względem węzła w stronę przeciwną niż ruch Księżyca. Wynika stąd, że w pobliżu węzła wstępującego punkty złączenia Księżyca ze Słońcem będą miały w serii zaćmień wpierw szerokość ekliptyczną dodatnią, a dopiero w drugiej połowie serii ujemną. Wskutek tego ta właśnie seria rozpocznie się zaćmieniami na północnej półkuli Ziemi, potem zaćmienia przeniosą się w strefę równikową i seria skończy się zaćmieniami na półkuli południowej. W sąsiedztwie węzła zstępującego proces ten będzie przebiegał oczywiście odwrotnie.

Pozostałoby na koniec wyjaśnić, dlaczego w ogóle rozważaliśmy współmierność miesięcy smoczego i synodycznego jako wyrażającą się w przybliżeniu ułamkiem 242/223, a nie dokładniej np. 777/716 czy jeszcze jakoś inaczej. Otóż okres $6585^1/_3$ dnia ma jeszcze inne ciekawe własności, mianowicie jest on z grubsza wielokrotnością także miesiąca gwiazdowego (i liczy ich 241) jak również, co już wiemy, roku (i liczy ich 18). Ponadto, co chyba jest nawet ważniejsze, wprowadzona przez Suidasa na oznaczenie charakterystycznego dla zaćmień okresu nazwa saros po prostu powszechnie się przyjęła. Tak więc głównie ze względu na tradycję pozostało we współczesnej astronomii pojęcie sarosu, jako że straciło ono swoje naukowe znaczenie jakie miało w astronomii starożytnej i średniowiecznej.

KRONIKA

Nadanie doktoratów honorowych na Uniwersytecie Mikołaja Kopernika w Toruniu

W dniu 7 września 1973 r., w czasie trwania Nadzwyczajnego Kongresu Międzynarodowej Unii Astronomicznej, odbyła się na Uniwersytecie Mikołaja Kopernika podniosła uroczystość nadania stopnia doktora honoris causa sześciu uczonym, znanym astronomom: akademikowi W. A. Ambarcumianowi (ZSRR), profesorowi P. Swingsowi (Belgia), profesorowi K. Wrightowi (Kanada), profesorowi M. Ryle'owi (W. Brytania), profesorowi H. Smithowi (USA) i profesorowi A. Zygmundowi (USA). Poniżej podajemy przemówienie akademika Ambarcumiana, wygłoszone w imieniu doktorów honorowych po otrzymaniu zaszczytnego stopnia.

J. HANASZ

Przemówienie akademika W. A. Ambarcumiana wygłoszone w czasie uroczystości nadania tytułu doktora honoris causa Uniwersytetu M. Kopernika w Toruniu w dniu 7 września 1973 roku

Wielce Szanowny Panie Rektorze Uniwersytetu Mikołaja Kopernika, Drodzy Koledzy.

Przede wszystkim proszę pozwolić mi podziękować Panu, Panie Rektorze, i Wam Panowie Profesorowie Uniwersytetu Mikołaja Kopernika, za niezwykły zaszczyt okazany mnie i moim Kolegom przez nadanie stopnia doktora honoris causa. Nagroda ta jest szczególnie dla nas cenna, bowiem przyznana została w dniach, kiedy astronomowie całego świata zebrali się na swoim nadzwyczajnym Kongresie w odrodzonej Polsce — na kongresie poświęconym 500-leciu Wielkiego Polskiego Uczonego.

Z pewnością wiadomo wszystkim, że okazanie takiego honoru powinno wywołać w człowieku, który poświęcił się całkowicie astronomii, najgłębsze uczucia i niepokój. Gdybym spróbował szczegółowo opisać moje odczucia, to tylko to jedno zajęłoby sporo czasu. Lecz o uczuciach nie mówi się, uczucia przeżywa się. Dlatego niechże mi wolno będzie po prostu powiedzieć, że moja wdzięczność jest bezgraniczna.

Nigdy w życiu nie interesowałem się zagadnieniami historii nauki. Chociaż to może nieskromnie, wydawało mi się, że ważniejszym jest rozwiązywać nowe problemy astronomiczne. Tak wydaje się i większości moich Kolegów. Ale w bieżącym roku prezes Akademii Nauk Związku Radzieckiego poprosił mnie o przygotowanie dla uroczystego zgromadzenia Akademii wykładu poświęconego Kopernikowi i jego znaczeniu dla współczesnej astronomii. Wykład ten wygłosiłem w Moskwie w marcu tego roku.

Nie zamierzam tutaj go powtarzać, ani nawet go streszczać. Chciałbym tylko powiedzieć, że najbardziej zainteresowało mnie naukowe oblicze Kopernika wtedy, gdy pracowałem nad wykładem. Właśnie to, że chociaż na ówczesnym etapie rozwoju jego teoria napotykała na wiele trudności, był on jej absolutnie pewien. Przedstawił on swoją koncepcję nauce nie jako możliwą, wynalezioną przez siebie alternatywę wyjaśnienia ruchów planetarnych, lecz jako to, co w sposób nieunikniony wynika z głębokiej analizy obserwacji. Powtarzam, on tak dalece był pewien prawidłowości swej koncepcji heliocentrycznej, że nie zatrzymały go pojawiające się trudności i fakty przeczące jego nieco uproszczonemu schematowi. Oczywiście, uważał on, że obserwacje dają bezpośredni dowód jego teorii, a przeciwności będą usunięte w miarę dalszego jej rozwoju.

Między innymi, w przejrzanych przeze mnie opracowaniach z zakresu historii astronomii spotkałem się ze stwierdzeniem, że w czasach Kopernika nie było jeszcze bezpośrednich dowodów jego teorii, że te bezpośrednie dowody pojawiły się dopiero później w wyniku: 1) odkrycia aberracji światła, a następnie 2) odkrycia rocznej paralaksy gwiazd.

We wspomnianym wykładzie starałem się wykazać, że to stwierdzenie zawiera elementarny błąd.

Przyjmijmy wraz z autorami tego stwierdzenia, że odkrycie rocznej paralaksy gwiazd stanowi bezpośredni dowód systemu Kopernika, co samo przez się jest całkowicie poprawne, i mając to na uwadze, przeprowadźmy następujący myślowy eksperyment.

Przedstawmy sobie samoświecącą planetę okrążającą Słońce po orbicie kołowej o promieniu 10 tysięcy jednostek astronomicznych. Okres obiegu takiej planety będzie wynosił około 1 miliona lat. Obserwatorzy odkrywszy tę planetę z początku przyjmą ją za gwiazdę. Wszakże ruch własny takiego obiektu wyniesie około 1″,2 na rok. Ale roczna paralaksa będzie całkiem spora, około 20″. Tak duża paralaksa z punktu widzenia wspomnianych autorów stanowi bardzo dobry, rzec można — przepiękny a przy tym najprostszy dowód systemu Kopernika. Oczywiście dla całkowitej pewności można sobie wyobrazić dwie takie planety, na dwóch różnych odległościach i z odpowiednimi okresami obrotów. Nie będę zatrzymywał się teraz nad szczegółami logicznymi.

Rzecz oczywista, że poruszający się w ten sposób obiekt jest w istocie planetą. W języku układu geocentrycznego jej paralaksa 20″ — to promień epicykla, opisywanego w ciągu jednego roku przez tę planetę.

W ten sposób dochodzimy do wniosku, że ruch zewnętrznej planety po epicyklu z okresem dokładnie równym jednemu rokowi (a tym bardziej istnienie dwóch zewnętrznych planet z tym samym okresem ruchu po epicyklu) stanowi naukowy, bezpośredni dowód koncepcji Kopernika. Zatem w istocie *Kopernik dysponował bezpośrednimi dowodami* na korzyść swego systemu. Właśnie dlatego Kopernik był jej tak głęboko pewien. Właśnie dlatego wykładał ją i bronił z literalnie bezgraniczną odwagą. Był skromny, jak prawdziwy uczony, a zarazem śmiały jak autentyczny rewolucjonista w nauce.

Widząc jak tutaj w Uniwersytecie Mikołaja Kopernika w wyniku niestrudzonego wysiłku naszego znakomitego Kolegi, Profesor Iwanowskiej, pracuje wielu młodych astronomów, chciałbym na zakończenie życzyć Im — młodym astronomom Torunia, wszystkim młodym astronomom Polski i w ogóle wszystkim astronomom naszej Planety — naśladować Wielkiego Polskiego Astronoma w odwadze, wtedy gdy idzie o obronę nowych idei i nowych koncepcji, których są pewni, kiedy przemawiają za nimi dane otrzymane z obserwacji.

Wszakże astronomia jest przede wszystkim nauką obserwacyjną.

Jeszcze raz dziękuję za zaszczycenie nas honorowym stopniem. Dziękuję za uwagę.

(tłum. J. HANASZ)

Efekt cieplarniany na Tytanie

Nie tak dawno pisaliśmy na temat składu chemicznego Tytana, w którego atmosferze występować ma molekularny wodór (*Urania* **44**, str. 116, 1973). Gdy znany planetolog C. Sagan z Cornell Uniwersity przedstawił swe modele atmosfery Tytana, podstawowym zastrzeżeniem przeciwko nim wydawało się to, że średnia prędkość kwadratowa molekuł gazu jest tego samego rzędu co i prędkość ucieczki, a więc Tytan musi nieustannie tracić swą atmosferę. Jakim więc cudem jeszcze ta atmosfera do dziś istnieje, a nie zdążyła się już rozwiać? Zdaniem Sagana istnieje kilka możliwości teoretycznych, odpowiadających (bądź wyłącznie, bądź też każda w części) za utrzymywanie się atmosfery na Tytanie. Może to być m. in. równowaga kinetyczna pomiędzy wypływem gazowego wodoru z atmosfery Tytana, a akrecją protonów wyparowujących z atmosfery Saturna, albo też stałe odtwarzanie uciekającego wodoru gazowego w wyniku parowania wnętrza, które by miało się składać z zestalonego wodoru. Rodzi się oczywiście pytanie: Czy w tym ostatnim przypadku wystarczy wodoru z wnętrza? Przeprowadź-

my proste oszacowanie, przyjmując wiek Tytana jako równy miliardowi lat. Jeśli ok. 10^9 (miliard) molekuł wodoru uchodzi z 1 cm^2 powierzchni Tytana w przestrzeń kosmiczną w ciągu sekundy, wtedy w ciągu swego istnienia Tytan utracił co najwyżej 100 kg wodoru z 1 cm^2. Jeśli w ciągu całego miliarda lat Tytan przeszedł tego rodzaju ewolucję, wtedy grubość warstwy zestalonego wodoru zdążyła się zmniejszyć tylko o kilka kilometrów.

Przedstawione przez Sagana modele atmosfery Tytana wskazują na możliwość występowania dość znacznych temperatur przy powierzchni (od 130 do 210°K). Wiąże się to ze specyficznymi właściwościami wodoru, odpowiedzialnymi za tzw. efekt cieplarniany: dużą nieprzezroczystością w podczerwieni, znacznym ciśnieniem pary oraz sporym rozpowszechnieniem wodoru w atmosferze. W związku ze stałą ucieczką wodoru z Tytana można się spodziewać istnienia halo wodorowego wokół Tytana. Nie da się wykluczyć też, że efekt cieplarniany w połączeniu z możliwymi wyładowaniami elektrycznymi w atmosferze oraz oddziaływaniem promieniowania ultrafiołkowego z przestrzeni kosmicznej prowadzić może do wytworzenia złożonych molekuł organicznych. Czy na tej podstawie wolno snuć rozważania o ewentualnym występowaniu prymitywnych form życia na Tytanie, pozostaje jeszcze sprawą wątpliwą, warto jednak i o takiej możliwości wspomnieć.

Wyniki obserwacji zamieszczonych w tym samym numerze Icarusa co i praca Sagana wskazują na istnienie nieprzezroczystej warstwy chmur na Tytanie, która stanowić miałaby wytłumaczenie przebiegu krzywej polaryzacji dla tego satelity Saturna. Czyżby były to obłoki etanowo-wodorowe?

Icarus 1973, **18**, 649, 657, 661.

BR. KUCHOWICZ

Brak tlenu gazowego w Mgławicy Oriona

W rezultacie przeprowadzonej analizy fotometrycznej linii niektórych pierwiastków w Mgławicy Oriona M. Dopita z Manchesteru otrzymał następujące obfitości względne tlenu i azotu tejże mgławicy:

$$N(O) = (2{,}2 \pm 0{,}2) \cdot 10^{-4}, \quad N(N) = (3{,}4 \pm 0{,}3) \cdot 10^{-5}$$

co jest kilkakrotnie mniej niż w przypadku obfitości tychże pierwiastków w Słońcu:

$$N(O) = 8{,}9 \cdot 10^{-4}, \quad N(N) = 1{,}1 \cdot 10^{-4}.$$

Należy zapytać się, skąd tak niska zawartość tlenu i azotu w Mgławicy Oriona, która znajduje się przecież w tym samym ramieniu naszej Galaktyki co Słońce. Okazuje się, że można to zjawisko objaśnić, umieszczając brakujący tlen w ziarnach pyłu (krzemiany i lód). Przy założeniu, że obfitość względna krzemu w Mgławicy Oriona jest taka sama jak w Słońcu, a krzem występuje tylko pod postacią krzemianów, dostaje się około 0,5% masy Mgławicy jako krzemiany, a 0,9% masy — jako lód.

Niedawno Isobe w wyniku obliczeń krzywej ekstynkcji międzygwiazdowej przewidział, że od 70 do 85% tlenu znajduje się w ziarnkach lodu w przestrzeni kosmicznej. Oszacowania Dopity wskazują z kolei na to, że już tylko 0,55% tlenu w Mgławicy Oriona znajduje się w ziarnkach lodu. Od początku istnienia tej mgławicy zniszczeniu uległa więc jedynie nieznaczna część kryształków lodu. Można przypu-

szczać, że większa część tych kryształków uległa zniszczeniu w starszych mgławicach, które powinny wobec tego charakteryzować się wyższą obfitością tlenu, większą wartością stosunku gaz/pył i niższą temperaturą elektronów.

Nature Physical Science 1973, **244**, 85.

BR. KUCHOWICZ

Antyprotony z przestrzeni kosmicznej

Od lat trwa dyskusja na temat możliwości istnienia gwiazd czy też galaktyk zbudowanych z antymaterii. Wykrycie antycząstek w docierającym do nas pierwotnym promieniowaniu kosmicznym nie może dać ostatecznego dowodu na istnienie „antygwiazd", gdyż antycząstki mogą się tworzyć w przestrzeni kosmicznej w wyniku oddziaływań elementarnych (kreacja par cząstka—antycząstka). Gaissner i Maurer podali ostatnio tzw. konserwatywną górną granicę na stosunek natężenia strumienia antyprotonów do protonów kosmicznych: $4{,}6 \cdot 10^{-4}$. Przy typowych energiach promieni kosmicznych od 2 do 10 GeV wartość tego stosunku może być o rząd wielkości niższa. Gdyby udało się stwierdzić obserwacyjnie, że wartość tego stosunku jest np. ok. 10^{-3}, wtedy istniałby argument obserwacyjny na rzecz kosmicznych źródeł antymaterii. Obecna wartość górnej granicy wspomnianego stosunku jest ok. $6 \cdot 10^{-3}$ przy energiach rzędu kilku GeV.

Physical Review Letters 1973, **30**, 1264.

BR. KUCHOWICZ

Anomalne poczerwienienia sąsiednich galaktyk

Nieraz się zdarza spotkać grupę niewielkich galaktyk wokół dużej, jasnej galaktyki. Gdy Halton Arp z Obserwatoriów im. Hale'a zauważył, że owe galaktyki satelitarne odznaczają się w kilku przypadkach większą wartością poczerwienienia z (przesunięcia linii widmowych ku czerwieni) niż galaktyka centralna, wysunął hipotezę o wyrzuceniu tychże mniejszych galaktyk z jądra galaktyki centralnej. Hipoteza ta pobudziła obserwatorów z francuskiego obserwatorium w Meudon do szczegółowego przebadania problemu. Wybrali oni dwadzieścia jasnych galaktyk, w pobliżu których znajdowały się mniejsze galaktyki satelitarne (tych ostatnich było łącznie 54), a następnie wyznaczyli dokładnie różnicę prędkości pomiędzy galaktyką centralną (według hipotezy Arpa: macierzystą) a jej satelitami. Gdyby wybrana próbka par galaktyk była całkowicie przypadkowa, wtedy należałoby oczekiwać histogramu prędkości symetrycznego względem prędkości zerowej. Obserwacje wspomnianej próbki galaktyk wskazały jednakże na istnienie maksimum histogramu wokół prędkości 90 km/s. Zjawisko to wydaje się być sprzeczne z hipotezą o wyrzucie niewielkich galaktyk satelitarnych z jąder galaktyk centralnych, gdyż w tym ostatnim przypadku powinno być średnio tyle samo galaktyk satelitarnych o prędkościach ujemnych co i dodatnich względem galaktyki centralnej. Wspomniane już obserwacje wskazują w gruncie rzeczy na anomalnie duże poczerwienienie w widmach galaktyk satelitarnych. Poczerwienienie to, interpretowane w sposób konwencjonalny, wywołuje wrażenie większej

prędkości małych galaktyk. Z drugiej strony, przy objaśnianiu poczerwienienia kwazarów zwykło się niekiedy odwoływać do anomalii (spowodowanych np. silnym polem grawitacyjnym kwazara). Czyżby ten efekt odgrywał we wspomnianym przypadku jakąś rolę?

Astronomy and Astrophysies 1973, **26**, 85.

BR. KUCHOWICZ

Nowej kwazarologii ciąg dalszy

We wrześniowym numerze *Uranii* (str. 260) pisałem o nowym podejściu do problematyki kwazarów. Zdaniem J. Kristiana kwazary miałyby stanowić zjawiska w jądrach galaktyk, podobne w charakterze do zjawisk w jądrach galaktyk N bądź galaktyk seyfertowskich. Kristian poszukiwał śladów galaktyk wokół zarejestrowanych kwazarów; wyniki jego poszukiwań omówiłem już we wzmiankowanej notatce. Obecnie pragnę wspomnieć o poszukiwaniach innego typu: poszukiwaniach kwazarów w jądrach galaktyk typu N. Wyniki takiego poszukiwania przedstawili niedawno Michał i Margareta Penstonowie z Royal Greenwich Observatory dla galaktyki 3C 390.3. Przeprowadzona przez nich analiza rozkładu jasności światła z wnętrza tej galaktyki (która należy do typu N) pozwoliła na wyciągnięcie wniosku, że jest to całkiem normalna galaktyka, zawierająca w swym wnętrzu niewielki kwazar. Byłoby niezwykle istotne dla rozwoju wiedzy o kwazarach, gdyby okazało się, że stwierdzenie to da się rozciągnąć na dalsze galaktyki klasy N.

W pracy swej Penstonowie zajęli się także innym, nader interesującym obiektem kosmicznym, oznaczonym symbolem BL Lac. Obiekt ten uważano niegdyś za gwiazdę, niezwykłe jednak jego właściwości w zakresie tak optycznym jak i radiowym (patrz notatka w *Uranii*, nr 2 z 1970 r., str. 56) sprawiły, że począł uchodzić za kwazar, niedość jednak typowy, bo pozbawiony wszelkich linii widmowych. Ze względu na brak linii nie udało się dotąd w niezbity sposób sprawdzić, czy jest to obiekt pozagalaktyczny. Pewne charakterystyki tego obiektu zdawałyby się wskazywać, że może to być kwazar, wystrzelony z dużą prędkością z jądra sąsiedniej galaktyki. Poszukiwania takiej galaktyki w sąsiedztwie BL Lac przyniosły Penstonom sukces: zauważyli rozciągły obiekt o niskiej jasności powierzchniowej. Być może. jest to galaktyka otaczająca (dziś jeszcze, albo tylko w przeszłości) BL Lac. Jeśli pomiędzy tymi dwoma obiektami istnieje jakaś więź genetyczna, wkrótce będziemy znali już odległość do BL Lac.

Mon. Not. Roy. Astron. Soc. 1973, **162**, 109.

BR. KUCHOWICZ

OBSERWACJE

Prawidłowość w zmianach długości cykli plamotwórczej aktywności Słońca

Średni czas trwania cyklu plamotwórczej aktywności Słońca za ostatnie 32 cykle wynosi 11,05 lat. Długości poszczególnych cykli wykazują jednak znaczne różnice i wahają się od 8,2 do 15 lat. (tabela 1).

Nr. Nr. kelejne	Rok minimum	Długość cyklu	Nr. Nr. kolejne	Rok minimum	Długość cyklu
1	1610,8	8,2	17	1784,7	13,6
2	1619,0	15,0	18	1798,3	12,3
3	1634,0	11,0	19	1810,6	12,7
4	1645,0	10,0	20	1823 3	10,6
5	1655,0	11,0	21	1833,9	9,6
6	1666,0	13,5	22	1843,5	12,5
7	1679,5	10,0	23	1856,0	11,2
8	1689,5	8,5	24	1867,2	1[illegible],7
9	1698,0	14,0	25	1878,9	10,7
10	1712,0	11,5	26	1889,6	12,1
11	1723,5	10,5	27	1901,7	11,9
12	1734,0	11,0	28	1913,6	10,0
13	1745,0	10,2	29	1923,6	10,2
14	1755,2	11,3	30	1933,8	10,4
15	1766,5	9,0	31	1944,2	10,1
16	1775,5	9,2	32	1954,3	10,5

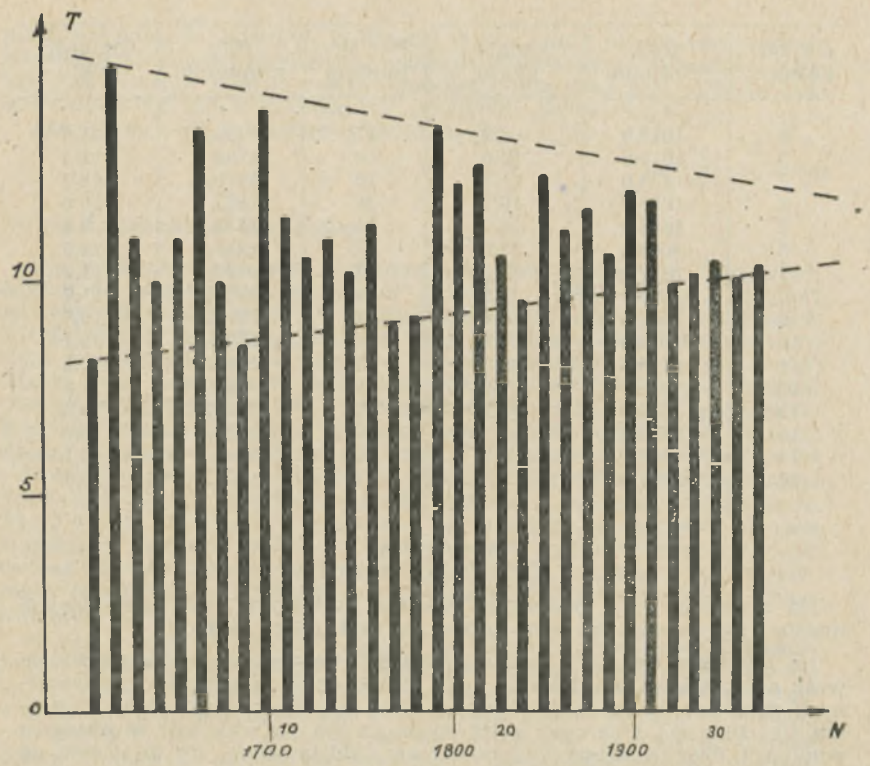
Na wykresie nr 1 podane są długości kolejnych cykli dla których można było obliczyć moment minimum, czyli od r. 1610.

Na wykresie tym, jak można zauważyć, występuje pewna prawidłowość dotycząca zmian długości cykli. Mianowicie: amplituda maksymalnych odchyleń od średniej wartości cyklu stopniowo, lecz stale zmniejsza się. Długości kolejnych cykli mieszczą się na wykresie w obszarze pomiędzy dwoma kreskowanymi liniami zbliżającymi się do siebie ze wzrostem czasu.

Przypuszczenie, że momenty minimum w dawnych cyklach mogły być niedokładnie obliczone i stąd przyczyna zmniejszania się dyspersji w długości kolejnych cykli, wygląda na mało prawdopodobne. Obliczony moment minimum wypadnie równie dokładnie jak z obserwacji współczesną lunetą doskonałą, tak i przy pomocy lunety słabej. Raczej odgrywa tu rolę ilość dni obserwacyjnych. Obserwacje w połowie dni w roku, oczywiście rozrzucone, pozwolą na wyznaczenie momentu minimum z dokładnością ± 2 miesiące, co jest dla omawianego zagadnienia zupełnie wystarczające.

Omawiane więc zjawisko wydaje się być realne przynajmniej od roku 1745, od kiedy możliwe było wyznaczenie średnich rocznych liczb Wolfa. Co do cykli jeszcze wcześniejszych, to dokładność wyznaczenia dla nich momentów minimum zależna jest oczywiście od ilości posiadanych do obliczenia obserwacji. Wartości przyjęte obecnie potwierdzają zjawisko.

Przyczyną zmniejszania się dyspersji w długościach cykli mogą być zarówno czynniki fizyczne, jak i obliczeniowe związane z metodą obserwacji. Niezależnie jednak od tego wydaje się, że przy rozważaniach dotyczących długości cykli zmniejszanie się ich ekstremalnych odchyleń należy brać pod uwagę.



O ile sygnalizowane przez ten artykuł zjawisko utrzyma się i nadal, można przypuszczać, że długość obecnie trwającego cyklu powinna mieścić się w granicach od 10 do 12 lat.

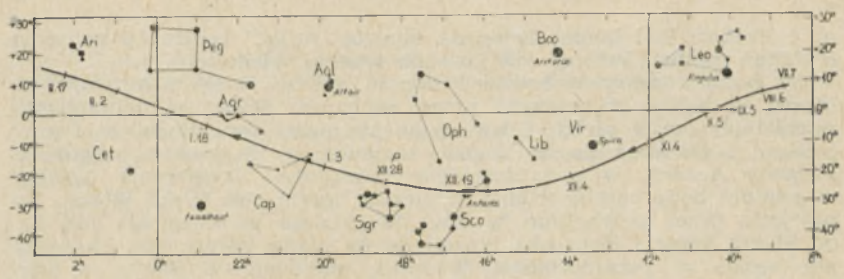
Dąbrowa Górnicza, lipiec 1973

WACŁAW SZYMAŃSKI

Kometa Kohoutka

Pod koniec roku pojawi się na niebie kometa oznaczona jako 1973f, odkryta przez Lubosa Kohoutka. Będzie to zjawisko przewyższające spektakularne przecież pojawienie się komety Benneta (1969i). Jego atrakcyjność powiększają korzystne warunki obserwacyjne: niebo poranne przed 28 grudnia (przejście przez peryhelium) i niebo wieczorne długo po tym terminie. Odkrycie komety na $9^1/_2$ miesiąca przed terminem przejścia przez peryhelium umożliwia szczegółowe opracowanie programu obserwacji.

Lubos Kohoutek odkrycia swego dokonał 7 marca w Obserwatorium Hamburskim, zaledwie ósmej nocy po odkryciu komety 1973e. W obu przypadkach posługiwał się 80-centymetrowym teleskopem Schmidta. Wykonywał na nim zdjęcia 50 nowoodkrytych przezeń planetoid znale-



Rys. 1. Ruch komety Kohoutka wśród gwiazdozbiorów od lipca 1973 do lutego 1974 r. 28 grudnia (P) jest datą przejścia przez peryhelium.

zionych przy okazji poszukiwań zagubionej periodycznej komety Bieli. Kometę 1973f odkrył na kliszy naświetlonej 28 stycznia 1973 r.

W marcu i kwietniu ten słabo jeszcze widoczny i odległy obiekt poruszał się wolno w kierunku północno-zachodnim w gwiazdozbiorze Hydra (Wąż Wodny). Na początku maja kierunek uległ zmianie na północno-wschodni. Kometa oddalona wtedy od Słońca o 4 j.a. miała jasność 15^m. W połowie maja zniknęła w wieczornym brzasku w pobliżu Słońca, by w nim pozostać niewidoczną aż do końca września, pojawiając się następnie na niebie porannym w konstelacji Sekstans wystarczająco jasna by zostać zauważoną przy pomocy niewielkich nawet instrumentów.

Poniżej podajemy współrzędne przybliżone komety (epoka 1950,0) do końca roku dla 0^h czasu uniwersalnego:

			α	δ	m
1973	październik	15	10^h55^m	— 3°,5	
		25	11 16	— 5,9	7,5
	listopad	4	11 42	— 8,8	6,5
		14	12 13	— 12,2	
		24	12 55	— 16,4	3,7
	grudzień	4	13 54	— 21,1	
		14	15 20	— 25,2	— 1,0
		24	17 22	— 25,3	— 6,4

W ostatniej kolumnie podana jest przewidywana jasność komety w wielkościach gwiazdowych.

Powyższa przybliżona efemeryda została obliczona na podstawie elementów wyznaczonych z obserwacji w pierwszym półroczu (obserwacje w okresie od 28 stycznia do 30 kwietnia). Oto one: T = 1973 grudzień 28,7, ω = 37°,8, Ω = 257°,9, i = 14,°3, q = 0,141 j.a. Kształt orbity nieznacznie tylko różni się od paraboli.

Na październikowym niebie porannym kometa będzie się poruszać w kierunku południowo-wschodnim. Jej jasność stale rośnie, a znaleźć ją będzie można *) w pobliżu miejsca gdzie graniczą ze sobą Lew, Pan-

*) Maszynopis wpłynął do redakcji po złożeniu nru październikowego do druku. Notatka uzupełniona świeższymi danymi, które nadesłał p. Andrzej Pilski.

na i Puchar. Pod koniec listopada kometa „mijać" będzie od południa α Panny (Spica), świecąc jak gwiazda trzeciej wielkości.

Od połowy listopada będzie widoczna dobrze okiem nieuzbrojonym Można ją będzie obserwować przed wschodem Słońca w południowo-wschodniej części nieba. Przesuwając się przez gwiazdozbiory Panny i Wagi, i zbliżając się do Słońca, znajdzie się 19 grudnia w pobliżu gwiazdy Antares w gwiazdozbiorze Skorpiona. Obserwacje komety w grudniu będą bardzo trudne, ponieważ będzie ona blisko Słońca. Po przejściu przez peryhelium w dniu 28 grudnia w odległości 0,14 j.a. od Słońca kometa Kohoutka pojawi się na niebie północnym. 15 stycznia będzie w gwiazdozbiorze Wodnika, oddalona od Słońca o prawie 40°.

Trudno w tej chwili określić jaka będzie jej maksymalna jasność. Oceny wahają się od —3 do —10 magnitudo. Możliwe więc, że będzie ona dostępna nieuzbrojonemu wzrokowi nawet w czasie dnia — po zwykłym przesłonięciu Słońca rozpostartą dłonią. Ostatnimi tak jasnymi ciałami były komety z lat 1843 i 1882.

Tak jasna kometa stwarza amatorom ogromne możliwości obserwacji wizualnych i fotograficznych. Szczególnie wartościowe będą systematyczne oceny całkowitego blasku komety. Porównuje się go z jasnością gwiazd, których obraz powinien być uprzednio „rozciągnięty" w plamę równą co do powierzchni obrazowi komety. Rozciągnięcia obrazu gwiazdy dokonuje się poprzez rozogniskowanie instrumentu obserwacyjnego. Pożądane są conocne oszacowania rozmiarów jądra komety i kątowej długości warkocza (przez naniesienie rysunku komety na mapę nieba). Posiadacze większych instrumentów obserwować będą mogli ewentualne zmiany w strukturze jądra (rozbłyski, etc.). Będą to zjawiska na tyle krótkotrwałe, że pożądane jest ciągłe śledzenie obiektu.

Szczególnie duże ożywienie spowodowała kometa wśród astronomów zawodowych. Prawie każde obserwatorium posiada już specjalny — na tą okazję ułożony — program badań. Nie dość tego — planuje się obserwacje promieniowania podczerwonego komety z samolotów odrzutowych lecących na dużych wysokościach. Umożliwi to przebadanie zakresu fal 50—100 mikronów, normalnie absorbowanych przez atmosfere Ziemi. Początkowo planowano w USA wysłanie na spotkanie komety specjalnej sondy kosmicznej, która przeprowadziłaby kompleksowe badania z niewielkiej odległości. Z projektu tego zrezygnowano (nie sprzyjający termin) a NASA „przeniosła" swój program obserwacyjny na pokład Skylaba oraz OAO-3 i OSO-7 (główny punkt: badanie w nadfioletowym zakresie widma).

Wg *Sky and Telescope*, 1973, **46**, 2.

ZBIGNIEW PAPROTNY

KALENDARZYK ASTRONOMICZNY

Opracował G. Sitarski **Listopad 1973 r.**

Słońce

Stale obniża się pod płaszczyznę równika niebieskiego, w związku z czym jego łuk dzienny na sferze niebieskiej jest coraz krótszy i w ciągu miesiąca dnia ubywa o półtorej godziny: w Warszawie 1 listopada

Słońce wschodzi o 6^h31^m, zachodzi o 16^h8^m,, a 30 listopada wschodzi o 7^h21^m, zachodzi o 15^h28^m. W listopadzie Słońce wstępuje w znak Strzelca.

W godzinach przedpołudniowych 10 listopada na tle tarczy Słońca przewędruje Merkury, widoczny w postaci maleńkiej, okrągłej, czarnej plamki.

Księżyc

Ciemne, bezksiężycowe noce będziemy mieli na samym początku i w ostatniej dekadzie miesiąca. W środku miesiąca Księżyc będzie świecił przez całą noc wysoko nad horyzontem. Kolejność faz Księżyca jest w tym miesiącu następująca: pierwsza kwadra 3^d7^h, pełnia 10^d15^h, ostatnia kwadra 17^d7^h, nów 24^d21^h. Najbliżej Ziemi znajduje się Księżyc 12, a najdalej 28 listopada. Podczas swej wędrówki po niebie tarcza Księżyca 13 listopada zakryje Saturna, ale zjawisko to będzie w Polsce niewidoczne.

Planety i planetoidy

W listopadzie przypadają wyjątkowo dobre warunki widoczności Merkurego. Odnajdziemy go w drugiej połowie miesiąca rankiem, nisko nad wschodnim horyzontem jako gwiazdę około zerowej wielkości. Ale do tego okresu widoczności trzeba dodać jeszcze jeden dzień: Merkury widoczny jeszcze będzie 10 listopada przechodząc *na tle tarczy Słońca!* Zjawisko to zdarza się co kilka lat i przypada zawsze albo w maju, albo w listopadzie. Obserwacje dokładnych momentów początku i końca przejścia, czyli tzw. kontaktów, mają duże znaczenie dla teorii ruchu Merkurego. Właśnie analiza tego rodzaju obserwacji doprowadziła do wykrycia ruchu peryhelium orbity Merkurego, który daje się tłumaczyć na gruncie teorii względności. Tegoroczne przejście widoczne będzie w Polsce w godzinach przedpołudniowych; dokładne momenty poszczególnych faz zjawiska (wg Rocznika Astronomicznego Inst. Geodezji i Kartografii w Warszawie) podajemy pod odpowiednią datą.

Wenus widoczna jest nad zachodnim horyzontem jako Gwiazda Wieczorna około −4 wielkości. Mars widoczny jest prawie całą noc (pod koniec miesiąca zachodzi dopiero nad ranem) i błyszczy jako czerwona gwiazda około −1.5 wielkości na granicy gwiazdozbiorów Ryb i Barana.

Jowisz widoczny jest tylko w ciągu kilku wieczornych godzin jako jasna gwiazda −1.8 wielkości w gwiazdozbiorze Koziorożca. Przez lunety możemy obserwować ciekawe zjawiska w układzie czterech najjaśniejszych księżyców Jowisza; dokładne momenty tych zjawisk podajemy w tekście Kalendarzyka. Saturn wschodzi wieczorem i widoczny jest potem na granicy gwiazdozbiorów Bliźniąt, Byka i Oriona jako gwiazda około zerowej wielkości. Uran, Neptun i Pluton są niewidoczne. Nie ma także nadal dogodnych warunków dla obserwacji planetoid.

Warto przypomnieć, że do Słońca zbliża się kometa Kohoutka i już w listopadzie powinna być widoczna gołym okiem. Pod koniec miesiąca możemy próbować odnaleźć ją rankiem, nisko nad horyzontem

w gwiazdozbiorze Panny, już jako obiekt około 4 wielkości. Kometa zbliża się dalej do Słońca i stale jaśnieje, ale niestety warunki jej widoczności pogarszają się. Dobry okres obserwacji przypada dopiero w styczniu przyszłego roku, ale największą jasność kometa osiągnie w grudniu i może będzie nawet widoczna w dzień w pobliżu Słońca. O dalszych losach komety będziemy informować Czytelników bądź w Kalendarzyku, bądź też w oddzielnych komunikatach w *Uranii*.

Meteory

W dniach od 15 do 19 listopada promieniują Leonidy, rój meteorów słynny z tego, że w latach 1833 i 1866 spowodował olbrzymie deszcze meteorów, ale w r. 1899 sprawił ogromny zawód nie wykazując prawie żadnej aktywności, podczas kiedy oczekiwano powtórzenia zjawiska z tamtych wspomnianych lat. Radiant meteorów leży w gwiazdozbiorze Lwa i ma współrzędne: rekt. 10^h8^m, dekl. $+22°$. W tym roku maksimum aktywności przypada 17 listopada około południa, nie należy więc oczekiwać jakichś specjalnych efektów wieczornych i nocnych obserwacji. W ciągu godziny możemy dostrzec kilka meteorów, wśród nich także jasne, pozostawiające w atmosferze ślady trwające pewien czas.

* *
*

1^d Od 16^h32^m do 20^h10^m księżyc 3 Jowisza ukryty jest za tarczą planety, jest więc tego wieczora praktycznie niewidoczny.

2^d20^h Księżyc w złączeniu z Jowiszem w odległości 4°.

5^d Księżyc 1 i jego cień przechodzą na tle tarczy Jowisza. Początek przejścia księżyca o 16^h58^m, jego cienia o 18^h16^m; koniec przejścia księżyca o 19^h15^m, a cienia o 20^h33^m.

6^d O 17^h43^m obserwujemy koniec zaćmienia 1 księżyca Jowisza. Księżyc ten pojawi się nagle z cienia planety w odległości równej promieniowi tarczy od jej prawego brzegu (patrząc przez lunetę odwracającą). W tym czasie do brzegu tarczy zbliża się księżyc 2; początek jego zakrycia nastąpi o 18^h1^m.

8^d Do 17^h50^m na tarczy Jowisza widoczny jest cień jego 2 księżyca, chociaż sam księżyc 2 dawno już ukończył swoje przejście na tle tarczy i także jest widoczny.

9^d8^h Mars w złączeniu z Księżycem w odległości 6°.

10^d12^h Dolne złączenie Merkurego ze Słońcem. Obserwujemy *przejście Merkurego na tle tarczy Słońca*, a kolejność faz zjawiska jest następująca:

wejście, kontakt zewnętrzny	8^h49^m
wejście, kontakt wewnętrzny	8^h51^m
środek przejścia	11^h33^m
wyjście, kontakt wewnętrzny	14^h16^m
wyjście, kontakt zewnętrzny	14^h18^m

Średnica kątowa tarczy Słońca wynosi 32′22″, tarczy Merkurego 10″.

$12^d5^h48^m$ Heliograficzna długość środka tarczy Słońca wynosi 0°; jest to początek 1608 rotacji Słońca wg numeracji Carringtona. Wieczorem od 16^h2^m do 19^h39^m po tarczy Jowisza wędruje cień jego 3 księżyca, a w tym czasie o 18^h55^m rozpoczyna przejście księżyc 1 (jego cień pojawi się na tarczy planety na krótko przed zachodem Jowisza w Polsce, o 20^h12^m).

13^d Księżyc 1 Jowisza ukryty jest za tarczą, a potem w cieniu planety. Początek zakrycia o 16^h6^m, a koniec zaćmienia o 19^h39^m. Tego dnia o 11^h Wenus znalazła się w największym wschodnim odchyleniu od Słońca, w odl. 47°, a o 18^h Saturn znalazł się w bliskim złączeniu z Księżycem; zakrycie Saturna przez tarczę Księżyca widoczne było w północnej części Azji oraz w północno-zachodniej części Ameryki Północnej.

14^d W tym samym momencie, o 16^h58^m, cień księżyca 1 i księżyc 4 kończą przejście na tle tarczy Jowisza.

15^d Księżyc 2 przechodzi na tle tarczy Jowisza. Jego cień pojawia się na tarczy planety o 17^h37^m i widoczny jest do 20^h27^m. Sam księżyc kończy przejście o 17^h57^m.

17^d14^h Maksimum aktywności meteorów z roju Leonidów.

19^d10^h Merkury nieruchomy w rektascensji. Wieczorem księżyc 3 przechodzi na tle tarczy Jowisza i kończy przejście o 18^h41^m; jego cień pojawi się na tarczy planety dopiero o 20^h3^m.

20^d O 18^h3^m obserwujemy początek zakrycia 1 księżyca Jowisza przez tarczę planety.

21^d Księżyc 1 i jego cień przechodzą na tle tarczy Jowisza. Obserwujemy koniec przejścia: księżyca o 17^h41^m, jego cienia o 18^h53^m.

22^d O 2^h Uran w złączeniu z Księżycem w odległości 6°. O 12^h Słońce wstępuje w znak Strzelca; jego długość ekliptyczna wynosi wówczas 240°. O 17^h50^m obserwujemy początek przejścia 2 księżyca Jowisza na tle tarczy planety.

23^d8^h Merkury w złączeniu z Księżycem w odległości 6°.

24^d Księżyc 2 Jowisza jest niewidoczny: o 18^h11^m obserwujemy koniec zaćmienia tego księżyca. Pojawi się on z cienia planety w odległości równej średnicy tarczy od jej prawego brzegu (w lunecie odwracającej).

26^d O 19^h21^m obserwujemy początek przejścia 3 księżyca Jowisza na tle tarczy planety.

27^d O 6^h Merkury w największym zachodnim odchyleniu od Słońca w odległości 20°. O 9^h Mars nieruchomy w rektascensji.

28^d Księżyc 1 i jego cień przechodzą na tle tarczy Jowisza. Obserwujemy początek przejścia: księżyca o 17^h23^m, jego cienia o 18^h32^m.

29^d O 5^h Wenus w złączeniu z Księżycem w odległości 5°. O 14^h złączenie Neptuna ze Słońcem. O 17^h58^m obserwujemy koniec zaćmienia 1 księżyca Jowisza (patrz opis przebiegu zjawiska pod datą 6^d).

30^d12^h Jowisz w złączeniu z Księżycem w odległości 4°. O 17^h37^m obserwujemy koniec zaćmienia 3 księżyca Jowisza. Księżyc ten pojawi się z cienia planety w odległości większej niż średnica jej tarczy od prawego brzegu (patrząc przez lunetę odwracającą).

Minima Algola (beta Perseusza): listopad $2^d2^h20^m$, $4^d23^h20^m$, $7^d19^h55^m$, $10^d16^h40^m$, $19^d7^h10^m$, $22^d4^h0^m$, $25^d0^h50^m$, $27^d21^h35^m$, $30^d18^h25^m$.

Momenty wszystkich zjawisk podane są w czasie środkowo-europejskim.

CONTENTS

J. Dziadosz, A. Kulak — Amateur radioastronomy,

T. Kwast — The Saros period and the eclipses,

Chronicle: Honoris causa doctors degree at the Toruń Copernicus University and the speech of the academician V. A. Ambartsumian — Greenhouse effect on Titan — Lack of gaseous oxygen in the Orion Nebula — Thirteen new pulsars — Antiprotons from space — Anomalous reddeining of nearby galaxies — Continuation of the new quasrology.

Observations: Regularities in the changes in duration of the solar spot cycles — Comet Kohoutek.

Astronomical Calendar.

СОДЕРЖАНИЕ

Я. Дзядош, А. Кулак — Любительская радиоастрономия.

Т. Кваст — О саросе и затмениях.

Хроника: Присвоение званий doctor honoris causa в Университете им. Коперника в г. Торунь и речь академика В. А. Амбарцумяна — Тепличный эфект на Титане — Отсутствие газообразного кислорода в Большой Туманности Ориона — Тринадцать новых пульсаров — Антипротоны из космического пространства — Аномальное красное смещение близких галактик — Продолжение новой квазарологии.

Наблюдения: Регулярность в изменениях длины цикла солнечной активности — Комета Кохоутка.

Астрономический календарь.

OGŁOSZENIE

Kupię zeissowski montaż paralaktyczny Ib lub podobny innego producenta. Oferty proszę kierować na adres: Jan Kasza, ul. Obrońców Wołgogradu 32, 41-700 Ruda Śląska 1.

Sprzedam lunetę fabrycznie nową produkcji NRF typ „Apollo", śr. obiektywu 60 mm, f = 910 mm, okulary f = 4 mm, 9 mm, 22 mm. Do kompletu wchodzi jeszcze pryzmat, ekran słoneczny, odwracacz, lunetka poszukiwawcza oraz podwajacz. Maksymalne powiększenie 456 razy. Cena sprzedaży — 15.500 zł. Zgłoszenia: Leszek Bugajczyk, ul. Jesionowa 15b, m. 7, 80-261 Gdańsk-Wrzeszcz.

CZYTELNIKU

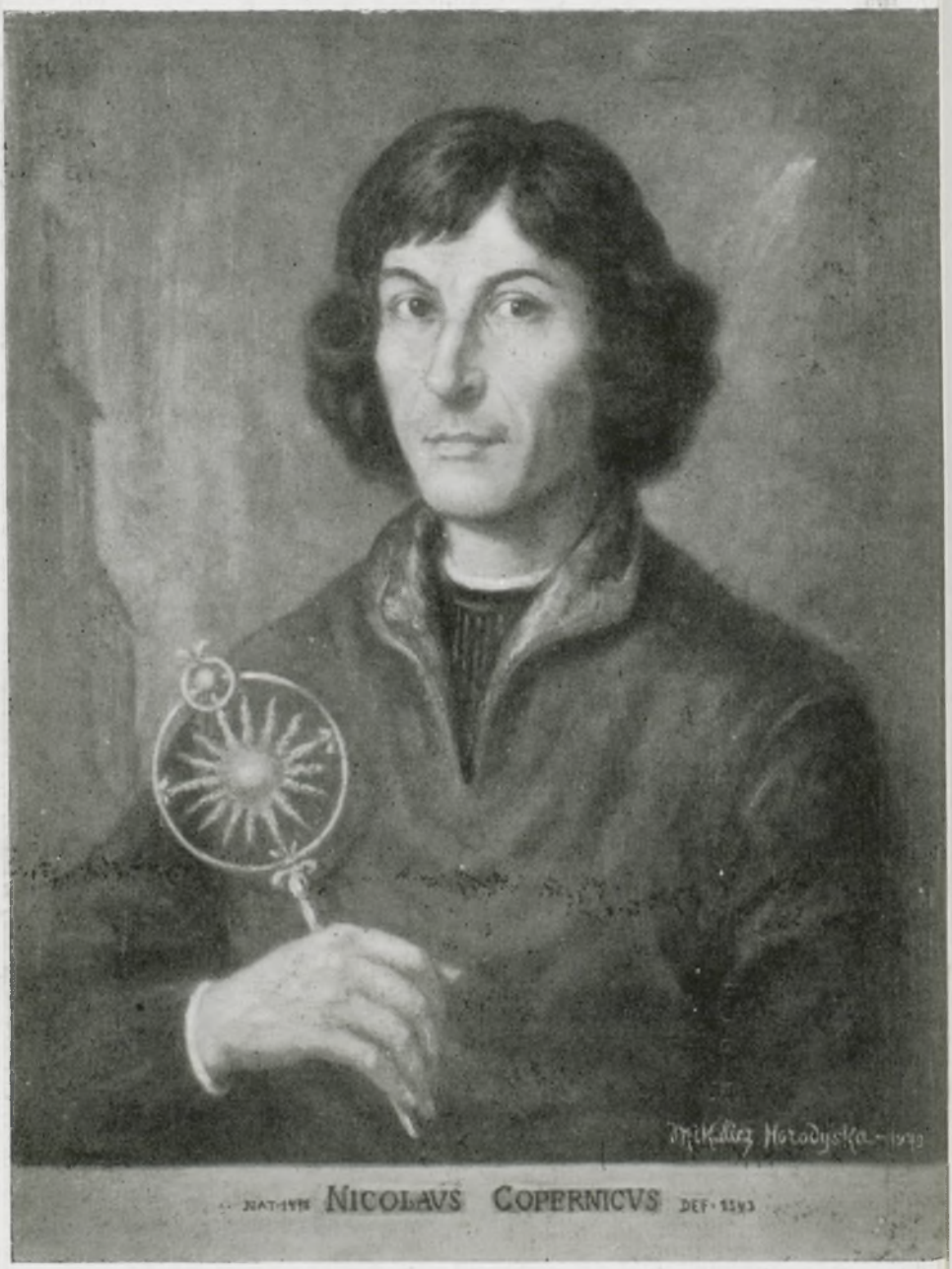
czy opłaciłeś już prenumeratę „Uranii" i składkę członkowską PTMA na rok 1974? Za dokonanie wpłaty na konto PKO I OM Kraków nr 4-9-5227 uprzejmie dziękujemy!

Redaktor naczelny: L. Zajdler 02-590 (Warszawa, Drużynowa 3, tel. 44-49-35). **Sekr. Red.:** K. Ziołkowski. **Red. techn.:** B. Korczyński. **Przewodn. Rady Redakcyjnej:** S. Piotrowski. **Wydawca:** Polskie Towarzystwo Miłośników Astronomii, Zarząd Główny, Kraków, ul. Solskiego 30/8, tel. 538-92. Nr konta PKO I OM 4-9-5227. **Warunki prenumeraty:** roczna — 72 zł, dla członków PTMA w ramach składki — 66 zł, cena 1 egz. — 6 zł.

Indeks 38151

PZG RSW „Prasa—Książka—Ruch", Kraków. Zam. 2121/73. 3000. B-6

NICOLAS KOPERNIK NÉ À THORN EN POLOGNE LE 19 FÉVRIER 1473 MORT EN 1543


NICOLAVS COPERNICVS