

08403/1927

Cena 1 zł. 60 gr

URANJA

**KWARTALNIK
TOWARZYSTWA MIŁOŚNIKÓW ASTRONOMJI**

№ 4

ROK VI.

TREŚĆ ZESZYTU:

	str.
Dr. E. RYBKA. Rozmiary Wszechświata	97
Prof. M. KAMIENSKI. Czas miejscowy słoneczny i sposób jego wyznaczania	112
Inż. B. RAFALSKI. Urban Le Verrier	122
Obserwacje	128
Wykaz składek na Nar. Inst. Astr. . . .	129
Kronika Astronomiczna	131
Kronika T. M. A.	134
Odezwa	136
Sprostowanie	136
DODATEK. Tajemnice Wszechświata. (Zaćmienia)	137

W A R S Z A W A

SKŁAD GŁÓWNY W KASIE IMIENIA J. MIANOWSKIEGO
NOWY-ŚWIAT 72 — PAŁAC STASZICA
1927.

Wydane z częściowego zasiłku Wydziału Nauki M. W. R. i O. P.

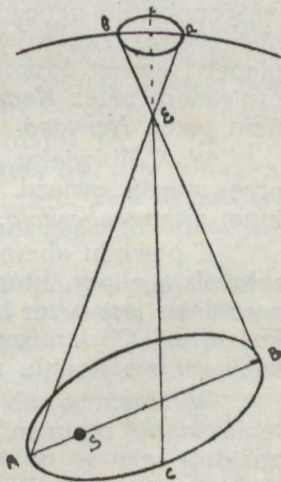
Dr. EUGENJUSZ RYBKA.

Rozmiary Wszechświata¹⁾.

(Paralaksy gwiazd stałych).

1. Pośród licznych pytań, jakie człowiek stawiał sobie, wpatrując się w nocne niebo, usiane mnóstwem gwiazd, naczelnym miejscem zajmowało zagadnienie, w jak wielkiej odległości od nas przebywają gwiazdy, czy są one w skończonych odległościach, czy też tak daleko, że wszelki pomiar lub ocena odległości przewyższa siły naszego umysłu. Długo to pytanie pozostawało bez odpowiedzi.

Zagadnienie odległości gwiazd stałych nabrało szczególnego znaczenia po *Koperniku*. Jako zarzut bowiem przeciwko ruchowi Ziemi dokoła Słońca przeciwnicy jej wysuwali twierdzenie, że ruch ten powinien odbić się na widomie położeniu gwiazd stałych. Gdyby bowiem Ziemia obiegała Słońce, wówczas gwiazdy musiałyby pozornie opisywać na niebie elipsy i to tem większe, im gwiazda leży bliżej Ziemi. Niech *A* oznacza położenie Ziemi w pewnym momencie na jej orbicie dokoła Słońca *S* (ryc. 31) *E* niech będzie położeniem gwiazdy w przestrzeni; z punktu *A* widzimy gwiazdę w kierunku *AE a*, z punktu *C* w kierunku *CE c* i t. d. W ciągu roku gwiazda opisywać będzie elipsę, której kształt zależeć będzie od nachylenia kierunku ku gwiazdzie do ekliptyki czyli płaszczyzny drogi Ziemi. Połowę kąta *AEB*, pod jakim z gwiazdy widać średnicę orbity Ziemi, nazywamy para-



Ryc. 31.

¹⁾ Według odczytu, wygłoszonego na zebraniu dyskusyjnym T. M. A. 29 maja 1926 r.

laksą gwiazdy; kątowni temu odpowiada na niebie połowa wielkiej osi pozornej elipsy, opisywanej przez gwiazdę w ciągu roku.

Napróżno astronomowie po *Koperniku* przez bardzo długi czas próbowali znaleźć te paralaktyczne przesunięcia gwiazd. Nie mógł tych elips zauważyć w swych obserwacjach słynny astronom duński, *Tycho de Brahe*, wobec tego orzekł on, że nauka *Kopernika* jest błędna. Utworzył on własną koncepcję, według której nieruchoma Ziemia stoi w środku świata, dokoła niej obiegają Księżyc i Słońce, dokoła zaś Słońca pozostałe planety. Obserwacje jednak *Tycho de Brahe* były zbyt niedokładne, aby z nich można było wykryć powyższy ruch pozorny gwiazd; astronom ten bowiem obserwował jeszcze bez lunety, pozycje więc gwiazd wyznaczane były przez niego z dokładnością 3', większa oś zaś pozornej elipsy najbliższej gwiazdy wynosi 1".8, czyli 100 razy mniej, niż dokładność obserwacji *Tycho de Brahe*. Swoją drogą ta mała dokładność obserwacji ówczesnych była pomyślnym faktem dla teorii Kopernikańskiej; gdyby wówczas obserwacje były dokładne do 0".1 i wykryto, jak obecnie wiadomo, że najbliższa gwiazda odległa jest od nas 230000 razy dalej, niż Słońce, którego odległość od nas, wynosząca 149500000 km jest olbrzymią w porównaniu z rozmiarami Ziemi, — odrzuconoby teorię *Kopernika*, jako fantastyczną, i powróconoby do geocentrycznej teorii *Ptolemeusza*. Na szczęście nie przeczuwano wówczas tych olbrzymich odległości, biegi zaś planet i komet doskonale się zgadzały z prawem ciężenia, przeczuwanem przez *Kopernika* i *Keplera*, a genialnie wypowiedzianem przez *Newtona*.

W XVIII wieku *Bradley* próbował znaleźć paralaktyczne przesunięcia gwiazd, zamiast jednak tych przesunięć znalazł inne, zwane *aberracją*.

Z powodu aberracji wszystkie gwiazdy na niebie pozornie zakreślają elipsy, których oś wielka wynosi 41"; przesunięcie wywołane jest przez fakt, że światło biegnie ze skończoną prędkością 300000 km./sek., prędkość zaś ta nie jest nieskończenie wielka w porównaniu z prędkością orbitalną Ziemi (30 km./sek.).

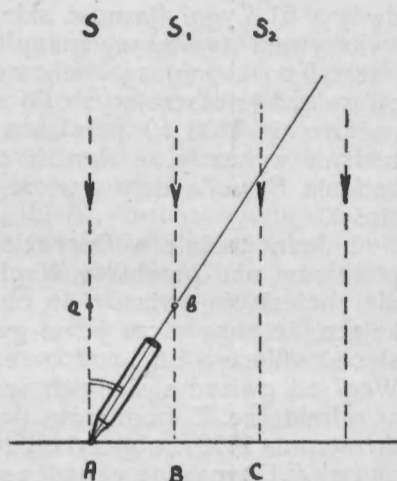
Wyobraźmy sobie, że gwiazda *S* wysyła do nas równoległą wiązkę promieni *SA*, *S,B*... (ryc. 32) W chwili t_1 , kiedy Ziemia znajduje się w punkcie *A*, promienie gwiazd znajdują się w punktach *a*, *b*... W tym czasie, w jakim światło przejdzie od punktów *a*, *b* do Ziemi, Ziemia przesunie się z *A* do *B*; aby więc obserwator mógł ujrzeć gwiazdę, musi skierować lunetę nie w kierunku *Aa*, lecz w kierunku *Ab*, promień bowiem światła nie bierze udziału w ruchu Ziemi. Z tego powodu położenie pozorne gwiazdy, którą ujrzemy w kierunku *Ab* za-

miast w AS , będzie odchylone o kąt α , w ciągu roku zaś gwiazda zakreśli na niebie elipsę.

Odkrycie aberacji miało wielkie znaczenie dla astronomji, sprawa jednak znalezienia odległości gwiazd stałych przez to się nie posunęła. Po *Bradley'u* wielu astronomów, między innymi *W. Herschel*, starało się wykryć odległości gwiazd, jednak bezskutecznie. Gwiazdy wydawały się w odległościach nieskończenie wielkich, dla ludzkich pomiarów niedostępnych. W badaniach *Herschel'a* podobnie jak u *Bradley'a*, powtórzył się fakt, że przy badaniu pewnego zjawiska otrzymujemy odkrycia zupełnie nieoczekiwane. *Bradley* nieoczekiwanie, szukając odległości gwiazd, wykrył zjawisko aberacji, *W. Herschel* zaś wykrył ruch gwiazd podwójnych. Widząc bowiem liczne układy podwójne na niebie, sądził, że mamy do czynienia z układami podwójnymi optycznie, t. j. że gwiazdy tylko pozornie są blisko siebie, w rzeczywistości zaś, leżąc w jednym prawie kierunku, mogą być od siebie znacznie odległe. W ciągu roku więc pozorna odległość między gwiazdami na niebie powinna ulegać okresowym zmianom. Istotnie, gwiazdy te wykazywały takie ruchy, jednak bez okresu rocznego; były to bowiem istotne ruchy gwiazd podwójnych po ich orbitach dokoła wspólnego środka ciężkości.

2. W pierwszej połowie XIX wieku podjęli zagadnienie znalezienia paralaks gwiazd stałych *Bessel* w Królewcu i *W. Struve* w Dorpacie. Zanim przystąpili oni do żmudnych długotrwałych pomiarów, musieli dokonać wyboru takiej gwiazdy, która wykazywałaby prawdopodobieństwo, że paralaksa jej jest dostępna do zmierzenia. Takie kryteria mogą być różne; możemy np. śledzić przemieszczenia kątowe gwiazdy na niebie, t. zw. jej *ruch własny*, i przypuszczać, że te gwiazdy, które mają duży ruch własny, powinny leżeć bliżej, niż gwiazdy z małym ruchem własnym. Jako drugie zaś kryterjum może służyć przypuszczenie, że gwiazdy jaśniejsze naogół leżą bliżej, niż gwiazdy słabsze.

Bessel do wyboru gwiazdy do obserwacji paralaksy użył pierwszego kryterjum; poddał on bowiem badaniu gwiazdę po-



Ryc. 32.

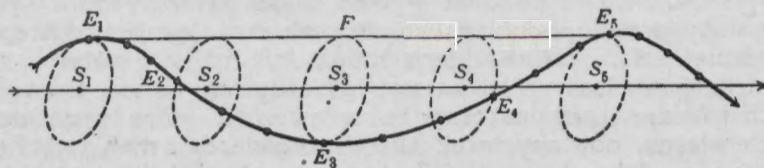
dwójną 61 Cygni (jasność składników wynosi $5^m.6$ i $6^m.3$), która wykazywała największy znany wówczas ruch własny, $5''$ rocznie. Mierzył on zapomocą heljometru odległości kątowne 61 Cygni od gwiazd je otaczających. Po roku pomiarów (sierpień 1837 r. — październik 1838 r.) paralaksa wypadła równa $0''.35$. Późniejsze badania wykazały, że wartość ta wynosi $0''.30$, a więc pierwsze badania *Bessel'a* dały wartość znacznie zbliżoną do rzeczywistości.

Jednocześnie w Dorpacie *W. Struve* również dokonywał pomiarów nad paralaksą Wegi (α Lyrae). Wybrał on bowiem dla znalezienia gwiazdy do obserwacji drugie kryterjum, orzekające, że zasadniczo jasne gwiazdy powinny leżeć bliżej, niż słabe. Mierzył on, podobnie jak *Bessel*, odległości kątowe Wegi od gwiazd sąsiednich zapomocą mikrometru nitkowego w refraktorze. Z pomiarów, dokonywanych od listopada 1835 r. do sierpnia 1838 r., obliczył on, że wartość paralaksy α Lyrae wynosi około $1/4''$. Obecnie na wartość paralaksy α Lyrae przyjmujemy $0''.13$; jakkolwiek więc ona jest 100 razy jaśniejsza od każdego ze składników 61 Cygni, leży jednak tylko przeszło 2 razy dalej, niż ten układ podwójny.

Zasłona z tajemnicy, otaczającej odległości gwiazd, została zdarta; odtąd astronomowie wdzierali się coraz głębiej swym umysłem w przestrzeń wszechświata, docierając aż poza nasz układ gwiazdowy do potężnych mgławic spiralnych.

Metoda, użyta przez *Bessel'a*, i *Struve'go* nosi nazwę *trygonometrycznej*; ponieważ zaś mierzymy tu różnice między współrzędnymi gwiazd, więc ją nazywamy *różniczkową*.

3. Teoretycznie metoda trygonometryczna jest bardzo prosta, w praktyce jednak obserwacje bywają skomplikowane przez to, że gwiazda posiada ruch własny, gwiazdy zaś sąsiednie mogą również wykazywać ruchy paralaktyczne. Poza tem Słońce również nie jest nieruchome, lecz biegnie w przestrzeni z prędkością około 20 km'sek. Niech S_1 wyobraża nam pozycję gwiazdy, widzianą ze Słońca, E_1 niech będzie pozycją tej gwiazdy, zaobserwowaną z Ziemi (ryc. 33). Gdyby Słońce i gwiazda



Ryc. 33^a).

^a) Rysunek zapożyczono z książki Russel, Dugan, Stewart, *Astronomy* Vol. II str. 630.

były nieruchome, wówczas w ciągu roku gwiazda opisałaby elipsę dokoła punktu S_1 ; w rzeczywistości i Słońce i gwiazda mają ruch własny, wskutek czego kierunek ze Słońca ku gwiazdzie przesunie się na niebie w ciągu roku z punktu S_1 do S_5 . Jednocześnie zaś gwiazda opisywać będzie elipsę dokoła posuwającego się środka S . W rezultacie gwiazda opisze w ciągu roku na niebie krzywą $E_1 E_2 E_3 E_4 E_5$, uwidocznioną na rysunku grubą linią. E_1 , E_3 i E_5 będą położeniami gwiazdy na niebie w odstępach półrocznym; biorąc średnią z położen E_1 i E_5 otrzymamy położenie punktu F . $E_3 F$ będzie podwójną wartością szukanej paralaksy. Niech $S_3 E_3 = S_3 F = p$; wówczas do obliczenia odległości gwiazdy, którą oznaczamy przez D , mamy wzór:

$$D = \frac{R}{\text{Sin} p},$$

gdzie R jest promieniem drogi Ziemi dokoła Słońca ($R = = 149500000$ km.), $E_1 E_5 = S_1 S_5$ jest ruchem własnym gwiazdy w stosunku do Słońca.

Gwiazdy porównania, otaczające daną gwiazdę, są również przesuwane paralaktycznie w tę samą stronę, co i dana gwiazda, średnio jednak, biorąc dużo gwiazd, przesunięcie to wyrażać się będzie w tysiącznych częściach sekundy.

Kształt elipsy paralaktycznej zależy od stopnia nachylenia prostej, łączącej gwiazdę ze Słońcem do płaszczyzny drogi Ziemi, czyli od szerokości ekliptycznej gwiazdy³⁾. Gwiazdy, leżące w okolicy bieguna ekliptyki, zakreślają elipsy zupełnie podobne do elipsy orbity Ziemi, czyli że są prawie kołami, bo elipsa Ziemi ma niewielki mimośród. Jeżeli szerokość gwiazdy się zmniejsza, wówczas oś mniejsza elipsy paralaktycznej maleje, wreszcie w płaszczyźnie ekliptyki staje się równa zeru. Gwiazda opisuje łuk, poruszając się po nim pół roku w jedną stronę, pół roku w drugą stronę.

Z pierwszych pomiarów paralaks gwiazd wynikała potrzeba wyznaczenia pewnej jednostki do mierzenia odległości kosmicznych. Ze względu na olbrzymie oddalenie od nas kilometry tu się nie nadawały, gdyż do napisania odległości gwiazd w kilometrach trzeba byłoby użyć 14 cyfr. Również rozmiary drogi Ziemi dokoła Słońca są znikomo małe wobec odległości gwiazd, najbliższa bowiem gwiazda, jak wspomniałem, leży od nas 230.000 razy dalej, niż Słońce.

Odległości gwiazd oznaczamy w *latach światła*, to jest wskazujemy, ile czasu światło zużywa, aby, biegnąc z prędkość-

³⁾ Patrz Uranja № 2 z 1926 r., Tajemnice Wszechświata str. 11.

cią 300.000 km. na sek., przebyć drogę z gwiazdy do Ziemi. Od najbliższej gwiazdy Proxima Centauri, leżącej na południowym niebie, światło idzie do nas 3 lata i 7 miesięcy; paralaksa tej gwiazdy wynosi $0''90$.

Obecnie coraz bardziej wchodzi w użycie inna jednostka mierzenia odległości gwiazd, t. zw. *parsek*; jest to odległość, z której promień orbity Ziemi widoczny jest pod kątem $1''$. Jednostka ta jest równoważna 3·258 lat światła. Aby dać wyobrażenie, jak mały jest kąt $1''$, pomyślmy, że jest to kąt, pod jakim widzimy 1 milimetr z odległości przeszło 200 metrów. Wszystkie paralaksy gwiazd są mniejsze od $1''$.

Pomiary wizualne przez lunety mają względnie niewielką dokładność; przy bardzo dokładnych pomiarach błąd bywa rzędu $0''1$; o wiele lepsze wyniki daje metoda fotograficzna. Przedewszystkiem za pomocą fotografii łatwo możemy wykryć gwiazdy, których paralaksa jest dostatecznie duża. W tym celu, stosując metodę *Kapteyna*, fotografujemy pewną część nieba, pozostawiamy kliszę niewywołaną, i po upływie pół roku znów fotografujemy na tej samej kliszy tę samą część nieba, aby obrazy gwiazd wypadły tuż przy dawnych. Wówczas gwiazdy, których paralaksy mogą być zmierzone, oddalą się od pierwotnych położeń bardziej, niż inne.

Do zdjęć gwiazd dla wyznaczenia paralaks używać trzeba wielkich lunet z długimi ogniskowemi. W ten sposób osiągać możemy dużo gwiazd na kliszy; im dłuższa zaś bywa ogniskowa, tem większe odległości na kliszy odpowiadają kątom na niebie. Zdjęcia fotograficzne powinny być wykonywane w jednych i tych samych kątach godzinnych, aby warunki atmosferyczne w przybliżeniu były jednakowe. Gwiazdy jasne osłabiane bywają przez umieszczenie w ich kierunku zasłony szybko obracającej się ze szparą, której szerokość możemy regulować. W ten sposób obrazy jasnych gwiazd można porównywać ze słabemi, np. Syrjusza z gwiazdami 12-ej wielkości. Dla otrzymania paralaksy dokonywamy od dwunastu do dwudziestu zdjęć; paralaksę stąd wyznaczyć możemy z błędem prawdopodobnym $\pm 0''009$.

Metodą fotograficzną możemy wykryć paralaksy do $0''02$, czyli więc mierzymy odległość do 50 parseków. W ostatnich czasach astronom amerykański *Frank Schlesinger*, dyrektor obserwatorium w Yale, pracował szczególnie wydawnie na polu wyszukiwania paralaks drogą fotograficzną. Ostatni katalog, ogłoszony przez niego w 1924 r., zawiera paralaksy 1870 gwiazd,

Znajomość paralaks gwiazd daje możność porównywania istotnego blasku gwiazd; wiemy bowiem, że natężenie promieniowania zmienia się odwrotnie proporcjonalnie do kwadratu

odległości, możemy więc obliczyć łatwo, znając paralaksę gwiazdy, jaką jasność miałaby gwiazda w pewnej określonej odległości. Za taką zasadniczą odległość uważamy 10 parseków, czyli 32.6 lat światła; jasność, jaką miałyby gwiazdy, gdyby je umieścić w tej odległości, nazywamy *jasnością bezwzględną*. Najjaśniejsze gwiazdy nie leżą jednak najbliżej, wiele bowiem z jasnych gwiazd ma bardzo małe paralaksy; do takich odległych gwiazd należy α Carinae (Canopus), β Orionis (Rigel) i α Cygni (Deneb). Leżą one w odległości mniej więcej 600 lat światła lub jeszcze dalej.

Poniżej podaję spis gwiazd najbliższych, których paralaksy są większe od $0''\cdot3$.

Gwiazda	Jasność pozorna	Jasność bez- względna	Paralaksa	Odległość w latach światła	Ruch własny na rok
	m	m	"		"
Proxima Centauri	10.5	15.2	0.90	3.6	3.85
α Centauri	{ 0.3 1.7	{ 4.7 6.1	0.76	4.3	3.68
Gwiazda Barnard'a	9.7	13.3	0.54	6.1	10.25
Lalande 21185	7.6	10.6	0.39	8.3	4.78
Syrjusz	-1.6	1.3	0.37	8.8	1.32
Anonyma	12	14.6	0.34	9.6	2.69
Gwiazda Kapteyna	9.2	11.7	0.32	10.3	8.76
π Ceti	3.6	6.1	0.32	10.3	1.92
Procyon	0.5	3.0	0.31	10.4	1.24
ϵ Eridani	3.8	6.2	0.31	10.5	0.97
61 Cygni	{ 5.6 6.3	{ 8.0 8.7	0.30	10.9	5.20

Jasność bezwzględna naszego Słońca wynosi $4^m\cdot8$.

Wyżej opisanymi metodami możemy sięgnąć do odległości około 160 lat światła; odległość ta jednak obejmuje bardzo niewielką ilość gwiazd. Aby sięgnąć głębiej we wszechświat, trzeba było znaleźć inne metody, polegające na badaniu fizycznych własności gwiazd.

Jedną z takich metod, zasługująca na szczególną uwagę, jest metoda *spektroskopowa*.

Gwiazdy można podzielić na dwie grupy: *olbrzymy* i *karły*; pierwsze z nich mają wielką objętość a małą gęstość, drugie zaś posiadają niewielką objętość za to mają stosunkową znaczną gęstość. Wśród gwiazd jednego i tego samego typu widmowego znajdujemy zarówno olbrzymy jak i karły, widma ich jednak różnią się nieco od siebie. Wprawdzie, linje absorbcyjne występują jedne i te same, jednakże pewne z nich są wyraźniejsze u gwiazd-olbrzymów, inne zaś mają silniejsze na-

teżenie u gwiazd-karłów. Ustalono wogóle, że natężenie pewnych prążków absorbcyjnych zależy od jasności bezwzględnej gwiazdy. [Badając widma gwiazd o znanych paralaksach, ustalono związek między natężeniem pewnych prążków absorbcyjnych a jasnością bezwzględną. Znając teraz natężenie prążków absorbcyjnych pewnej gwiazdy i jej zaobserwowaną jasność, możemy na zasadzie omówionej wyżej zależności znaleźć dla niej bezwzględną jasność. Mając zaś jasność bezwzględną i pozorną, łatwo obliczyć już paralaksę gwiazdy.

Metoda spektroskopowa jest dość dokładna, gdyż błąd prawdopodobny odległości, tą metodą znalezionych, nie jest większy od 20%. Dla gwiazd bliskich dokładniejsza jest metoda trygonometryczna, o ile jednak paralaksa jest mniejsza od 0"05, wówczas spektroskopowe paralaksy są pewniejsze. Metoda ta ma jeszcze tę wielką zaletę, że możemy wyznaczać odległości gwiazd bardzo dalekich, byleby tylko widmo ich można było badać. Nie stosuje się ona do gwiazd o bardzo wysokiej temperaturze z klas widmowych $A-F5$ ⁴⁾.

6. Wspomnę jeszcze o jednej metodzie, która szczególnie w ostatnich latach znalazła bardzo liczne zastosowania, mianowicie o mierzeniu odległości skupień gwiazd i mgławic za pomocą gwiazd zmiennych cefeid ⁵⁾. Gwiazdy te wykazują bardzo regularne zmiany blasku; zwykle blask szybko wzrasta od minimum do maximum, po jego zaś osiągnięciu znacznie wolniej się zmniejsza. Typową przedstawicielką tego rodzaju gwiazd zmiennych jest δ Cephei, od której ten typ zmiennych otrzymał nazwę cefeid. Poza zmianą blasku znajdujemy ściśle w tym samym okresie zmiany prędkości w promieniu widzenia i zmiany typu widmowego. Okres zmiany blasku jest prawie stały dla każdej gwiazdy i wynosi od ułamka dnia (przeważnie $\frac{1}{2}$ dnia) do kilkudziesięciu dni.

Gwiazdy zmienne typu δ Cephei spotykamy nie tylko wśród oddzielnie leżących gwiazd na niebie, lecz również w niezmiernie odległych od nas gromadach gwiazd i w mgławicach. *Miss Leavitt* w obserwatorium Harvardzkim w Ameryce znalazła bardzo dużo gwiazd zmiennych typu δ Cephei w skupieniu gwiazd, znanem pod nazwą Mniejszego Obłoku Magellana; okresy zmienności tych gwiazd wahały się od 15 godzin do stu dni i więcej. Wykryta została przytem bardzo ważna zależność między jasnością gwiazd i okresem zmienności; mia-

4) patrz artykuł dr. M. Łobanowa „Chemja Gwiazd“ Uranja № 3 z 1926 r.

5) patrz artykuł prof. dr. F. Kepińskiego „Gwiazdy zmienne typu δ Cephei“ Uranja 1927 № 2 str. 33-51.

nowicie gwiazdy o najkrótszym okresie były najślabsze, wraz ze wzrostem okresu wzrastał również blask gwiazd. Ponieważ zaś badane gwiazdy leżały w jednym skupieniu, więc można było założyć, że są one wszystkie w jednakowej od nas odległości, a więc można twierdzić, iż zależność wykryta przez *Miss Leavitt*, zachodzi między jasnością bezwzględną i okresem zmienności. (ryc. 34).

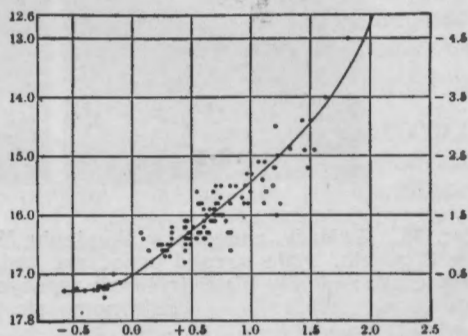
Na zasadzie ruchów własnych jasnych cefeid *Shapley* obliczył ich jasności bezwzględne, a więc i paralaksy. Stąd można było już łatwo znaleźć jasność bezwzględną gwiazdy, zależnie od jej okresu zmienności. Przechodząc następnie do gwiazd zmiennych typu δ Cephei, które w obfitości znalezione zostały w mgławicach i skupieniach gwiazd, dla każdego okresu zmienności można było znaleźć jasność bezwzględną gwiazdy. Mając zaś bezwzględną jasność gwiazdy i jej jasność pozorną, zmierzoną na kliszy fotograficznej, łatwo obliczyć możemy jej paralaksę, którą otrzymujemy ze wzoru:

$$5 \log p = M - m - 5,$$

gdzie p jest wyrażone w sekundach łuku, M jest jasność bezwzględna gwiazdy, a m jej jasność pozorna.

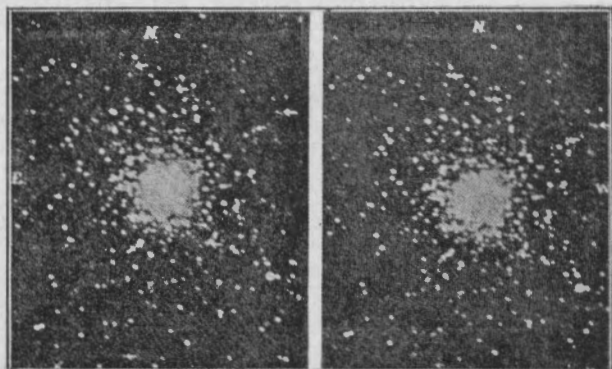
Cefeidy okazały się gwiazdami bardzo jasnymi. Jasność bezwzględna fotograficzna gwiazd o okresie mniejszym, niż 1 dzień, okazała się $-0^m.2$, zaś gwiazdy o okresie 100-dniowym mogą dochodzić do jasności bezwzględnej -6^m , a więc są około 20.000 razy jaśniejsze od naszego Słońca.

Cefeidy w małym Obłoku Magellana miały jasność pozorną fotograficzną od $17^m.3$ dla krótkookresowych gwiazd zmiennych do $13^m.0$ dla długookresowych. Stąd na zasadzie wzoru, wyżej podanego, paralaksa tego skupienia gwiazd okazała się $0''.000032$, czyli Obłok ten leży od nas w odległości 102.000



Ryc. 34. Krzywa, wykazująca zależność między okresem zmienności blasku i jasnością bezwzględną cefeid. Cyfry u dołu oznaczają logarytm okresu, z prawej strony — jasność bezwzględną⁶⁾.

6) Russel, Dugan, Stewart, *Astronomy*, str. 764.



Ryc. 35. Gwiazdy zmienne w skupieniu M5. Zdjęcia wykonano w odstępie 2 godzin. Małe strzałki oznaczają gwiazdy zmienne, które w ciągu tego czasu zmieniły blask (rysunek zapożyczono z Russel, Dugan, Stewart *Astronomy* str. 763).

lat światła. Odległości zaś mgławic spiralnych okazały się o wiele większe.

7. Trzy wyżej podane metody mierzenia odległości gwiazd pozwoliły nam zagłębić się we Wszechświat do olbrzymich odległości i poznać w przybliżeniu jego budowę. Okazało się, że gwiazdy leżą od nas w tak olbrzymich odległościach, że rozmiary naszego układu planetarnego okazały się znikome. Światło bowiem ze Słońca do Ziemi biegnie przeszło 8 minut, ze Słońca do Neptuna, który jest najdalszą planetą naszego układu, idzie przeszło 4 godziny, do najbliższej zaś gwiazdy musi to światło iść blisko 4 lata. W tak więc wielkich odstępach gwiazdy rozrzucone są w przestrzeni; w sąsiedztwie Słońca jedna gwiazda przypada średnio na 16 sześciennych parseków, t. j. na objętość sześciannu, którego każdy bok wynosi 2,5 parseków, czyli 8,2 lat światła.

Gwiazdy nie są rozrzucone bezładnie w przestrzeni; o tem poucza nas widok nieba gwiazdzistego; widzimy bowiem na niem, że najczęściej gwiazd jaśnieje w sąsiedztwie Drogi Mlecznej, im bardziej zaś oddalać się od niej będziemy, tem rzadziej gwiazdy będą rozrzucone. Sama zaś Droga Mleczna składa się z niezliczonego mnóstwa gwiazd, rozrzuconych w wielkiej przestrzeni w sąsiedztwie jej głównej płaszczyzny.

Wszystkie gwiazdy, które dostrzegamy jako oddzielnie świecące na niebie, stanowią jedną wspólną gromadę, daleko rozciągającą się w płaszczyźnie Drogi Mlecznej. Już *Herschel*

przypuszczał, że gromada ta ma kształt spłaszczonej soczewki, według zaś amerykańskiego astronoma *Shapley'a*, dyrektora Obserwatorium Harvardzkiego, średnica tego układu w płaszczyźnie Drogi Mlecznej wynosi około 50.000 lat światła, w kierunku zaś prostopadłym około $\frac{1}{4}$ tej liczby. Rozmiary te uważać jednak trzeba jako bardzo przybliżone, gdyż materiał obserwacyjny jest jeszcze niewielki. Wnioski *Shapley'a* opierają się głównie na badaniu cefeid, które znajdujemy jeszcze w odległości 16.000 lat światła. Dalsze odległości oszacować możemy na podstawie licznych metod statystycznych, w których szczegóły wchodzić tu jednak nie mogę.

Układ Drogi Mlecznej, zawierający około 30.000.000.000 gwiazd (według *Seares'a*), otoczony jest wspaniałym wieńcem gromad kulistych, których główna płaszczyzna mniej więcej zlewa się z płaszczyzną Drogi Mlecznej. Badania odległości gromad kulistych były przeprowadzone przez *Shapley'a*, który układ ten nazwał *Wielką Galaktyką* w odróżnieniu od *Małej Galaktyki* — naszej gromady gwiazd. Odległości *Shapley* wyznaczał głównie zapomocą gwiazd zmiennych typu δ Cephei (cefeid). Okazało się na podstawie badań *Shapley'a*, że układ Wielkiej Galaktyki w płaszczyźnie Drogi Mlecznej rozciąga się na 350.000 lat światła. Środek tego układu leży w znanych chmurach gwiazdowych w gwiazdozbiornie Strzelca, w odległości 60.000 lat światła od naszego Słońca.

Gdybyśmy mogli spojrzeć na naszą lokalną gromadę gwiazd (Małą Galaktykę) z odległości kilku milionów lat światła, to ujrzelibyśmy ją jako mgielkę, otoczoną grupą innych gromad gwiazd. Nie jesteśmy jednak jedyną gromadą gwiazd, leżącą wewnątrz Wielkiej Galaktyki. Na największą uwagę zasługują tu 2 gromady nieba południowego, znane pod nazwą Obłoków Magellana. Gromady te zostały doskonale zbadane w Obserwatorium Harvardzkim szczególnie przez *Shapley'a* i *Miss Leavitt*. Wykryto w nich, jak już wspominałem, bardzo dużo gwiazd zmiennych typu δ Cephei, i na zasadzie zachowania się ich *Miss Leavitt* wyprowadziła słynną zależność między jasnością bezwzględną gwiazdy i okresem zmienności (patrz wyżej str. 105), przez co stało się możliwym zastosowanie cefeid do badania paralaks. Na podstawie tych badań okazało się, że Większy Obłok Magellana odległy jest od nas o 112.000 lat światła, Mniejszy zaś Obłok — o 102.000 lat światła.

Badania spektroskopowe wykazały nadzwyczaj wielką prędkość Obłoków w promieniu widzenia, jakiej nie spotykamy u gwiazd układu Drogi Mlecznej. Przeciętnie bowiem gwiazdy biegną w przestrzeni z prędkością od 10 do 30 kilometrów na sekundę, Obłoki zaś Magellana poruszają się z olbrzymią



Ryc. 36. Mały Obłok Magellana i skupienie gwiazd 47 Tucanae (Russel, Dugan, Stewart *Astronomy* str. 801).

prędkością 608 km./sek. Dwie te gromady tworzą zapewne jeden układ, gdyż drogi ich ruchu w przestrzeni są równoległe.

Obłoki Magellana mają wygląd taki, jakby zostały oderwane od Drogi Mlecznej. Istotnie, według obliczeń *Shapley'a* w epoce geologicznej paleozoicznej znajdowały się w płaszczyźnie Drogi Mlecznej i nie wyróżniały się z ogólnego jej tła. Teraz zaś odbiegają od tej płaszczyzny.

8. Nowoczesne badania astronomiczne pozwoliły nam więc wnikać głęboko w przestrzenie międzygwiazdowe i ocenić, w jakich olbrzymich odległościach od siebie znajdują się miljarde gwiazd, zgrupowane w gromadach gwiazdnych, wyżej opisanych. Na nich jednak wszechświat się nie kończy.

Prócz gwiazd bowiem znamy jeszcze bardzo dużo mgławic, których na gwiazdy albo wcale nie można rozdzielić, lub też poszczególne gwiazdy w nich z trudem dostrzegamy. Mgławice dzielimy na dwie kategorie: *galaktyczne* i *pozagalaktyczne*. Pierwsze z nich dają widmo gazowe (prążkowane) i składają się z mas gazowych, rozrzuconych w przestrzeni międzygwiazdowej naszego układu Drogi Mlecznej. Kształt ich bywa przeważnie nieregularny, częstokroć nie widzimy wyraźnie ograni-

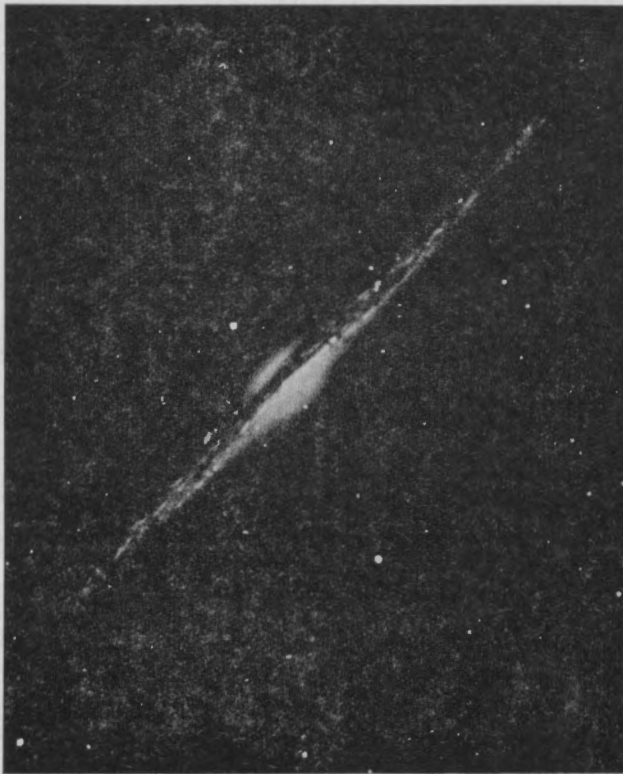


Ryc. 37. Mgławica spiralna w Psach Gończych
(Eddington Stellar movements Pl.4).

czeń. Mgławice te należą do naszego układu i znajdują się w odległościach tego rzędu, co i gwiazdy.

Mgławice zaś drugiego typu pozagalaktyczne, o wiele liczniej rozsiane na niebie, niż galaktyczne, dają przeważnie widmo ciągłe, wobec tego możemy przypuścić, że składają się one z rojów gwiazd w wielkich od nas odległościach. Wśród mgławic pozagalaktycznych przeważa typ spiralny, świadczący o ruchach obrotowych rojów gwiazd.

Światy te gwiazd wykazują nadzwyczaj duży ruch; z badań bowiem widm według zasady *Dopplera* wynika, że prędkość w promieniu widzenia niektórych z nich przekracza 2000 km/sek, położenie zaś ich na niebie nie ulega prawie zmianom. Ten fakt świadczy o wielkiej odległości od nas mgławic spiralnych;



Ryc. 38. Mgławica spiralna w Warkocz Bereniki. Promień widzenia leży w płaszczyźnie spirali, wskutek czego mgławica ma wygląd wrzcionowaty (Eddington Stellar movements Pl. 4).

gdyby one leżały w odległościach takich, jak gwiazdy, to przy nadzwyczaj wielkiej prędkości radialnej moglibyśmy również zaobserwować duży kątowy ruch własny na niebie.

W najjaśniejszych z pośród mgławic: Wielkiej Mgławicy Andromedy i M 33⁷⁾, znaleziono nieco gwiazd zmiennych typu δ Cephei, jednakże gwiazdy o okresie 40 dniowym nie dochodziły w maximum do 18-ej wielkości. Wynika stąd, że odległość tych mgławic wynosi około 870.000 lat światła, a są to zapewne najbliższe mgławice spiralne (ryc. 37). Odległości dalszych mierzymy już na miliony lat światła.

Szacowanie odległości słabych mgławic spiralnych nastęrcza wielkie trudności; stosować się tu dają jedynie metody statystyczne, których z powodu braku miejsca nie mogę wyłożyć. Przytoczę tylko wyniki, które pozwoliły na utworzenie imponującej teorii „wszechświatów — wysp”. — Mgławice spiralne stanowią bowiem układy, analogiczne do naszego układu Drogi Mlecznej; są to więc gromady miliardów gwiazd i licznych mgławic gazowych. Ilość zaś mgławic spiralnych w części wszechświata, dostępnej dla największych lunet, liczy się już na miliony. Poszczególne „światy - wyspy” oddzielone są od siebie olbrzymimi odległościami, średnio o 2 miliony lat światła.

Bardzo często mgławice występują gromadami; jedną z ciekawszych gromad jest grupa około 100 mgławic spiralnych na granicy gwiazdozbiorów Panny i Warkocza Bereniki. *Shapley* i *Hubble* niezależnie od siebie ocenili odległość do tej grupy na mniej więcej 10.000.000 lat światła. Astronom niemiecki, *Wolf*, znalazł w pobliżu bieguna ekliptyki zbiorowisko mgławic spiralnych złożone z 1500 tych olbrzymów „światów - wysp”. Odległość ich astronom szwedzki *Lundmark* ocenia na 800.000.000 lat światła.⁸⁾

Przy tych cyfrach stajemy już wobec zagadnienia, czy świat jest skończony, czy też kresów nie posiada. Jak wiadomo, teoria względności zakłada, że świat jest skończony, z najnowszych zaś badań wynika, że promień jego powinien wynosić 27.000.000.000 parseków, czyli 88.000.000.000 lat światła. Zagadnienie to jednak długo jeszcze może pozostać bez odpowiedzi, największe bowiem teleskopy pozwalają nam na wgląd we wszechświat tylko na bardzo drobny ułamek jego promienia. Jak dotąd, świat dla nas jest jeszcze bezgraniczny i przygniata nas swym ogromem i majestatem.

7) Litera M jest skrótem katalogu mgławic Messier'a; liczba oznacza numer mgławicy w tym katalogu.

8) Arkiv för Matematik, Astronomi och Fysik Bd 19 B, № 9, str. 6.

Prof. M. KAMIĘŃSKI.

Czas miejscowy słoneczny i sposób jego wyznaczenia.

1. Odległe już są czasy, kiedy każde większe miasto żyło według własnego zegara. Nie sprawiało to wówczas wielkich niedogodności, gdyż ani koleje żelazne, ani telegraf elektryczny nie były jeszcze znane. Komunikacje pomiędzy miastami odbywały się zapomocą powozów konnych, nikt bardzo się nie spieszył — i kilka, a nawet kilkanaście minut czasu nie stanowiły wielkiej różnicy w życiu ówczesnem.

Z wprowadzeniem kolei żelaznych i telegrafu stan rzeczy zaczyna stopniowo się zmieniać. Konieczność ułożenia rozkładów jazdy według czasu jakiegokolwiek jednego południka, przeważnie południka stolicy danego państwa, zmusza państwo do wprowadzenia czasu urzędowego; tego samego wymaga również służba telegraficzna. Lecz czas taki narazie jest obowiązujący tylko dla kolei i telegrafu, miasta zaś żyją jeszcze według czasu miejscowego; różnice zaś czasów miejscowych różnych miejscowości są, jak wiadomo, różnicami ich długości geograficznej.

W miarę rozwoju komunikacji oraz stosunków pomiędzy narodami kuli ziemskiej, zaczynającemi żyć wspólnem życiem ekonomicznem, utrzymywanie czasu miejscowego staje się coraz większym anachronizmem. Powstaje dążenie do posługiwania się jakimkolwiek wspólnym czasem, np. czasem stolicy danego państwa. Lecz to prowadzi za sobą jeszcze większe komplikacje w życiu społecznem, szczególnie dla krajów, rozciągających się znacznie w kierunku równoleżników (Syberja, Kanada). Np. różnica czasu miejscowego między Władywostokiem i dawnym Petersburgiem wynosi 7 godz.; o tyle godzin wcześniej południe następuje we Władywostoku niż w Petersburgu.

2. W poszukiwaniu kompromisu pomiędzy czasem miejscowym, a czasem *ogólno-państwowym*, powstaje idea używania czasu strefowego. Idea ta nie jest nowa; powstała ona już przeszło 40 lat temu, ale systematyczne wprowadzanie czasu strefowego na całej kuli ziemskiej uskutecznione zostało dopiero po Wielkiej Wojnie Narodów.

Zasada czasu strefowego polega na tem, iż całą powierzchnię kuli ziemskiej dzielimy na 24 strefy, schodzące się u biegunów w odstępach 15° długości na równiku; odstęp ten odpowiada dokładnie jednej godzinie czasu. Normalne czyli średnie południki każdej strefy przechodzić muszą pośrodku tej strefy

lub przynajmniej blisko do środka. We wnętrzu każdej strefy wszystkie zegary powinny wskazywać czas jednakowy, a więc jednakową godzinę, minutę i sekundę. W strefie sąsiedniej, położonej na wschód od danej strefy, zegary wskazują o jedną godzinę więcej, w strefie zachodniej — o jedną godzinę mniej. Przytem największe odchylenie czasu średniego słonecznego od czasu, obowiązującego w danej strefie, nie przekroczy wogóle 30 minut, co praktycznie nie ma wielkiego znaczenia.

Główny podstawowy południk, od którego obecnie są liczone długości geograficzne, przechodzi przez słynne Obserwatorium Astronomiczne w Greenwich około Londynu, leżące z tego powodu pośrodku strefy zerowej. Normalny południk strefy pierwszej na wschód od Greenwich przechodzi przez wyspę Bornholm, strefy drugiej — około dawnego Petersburga i t. d. Państwa przyjmują czas obowiązujący tej strefy, do której wchodzi terytorjalnie większa część danego państwa; państwa zaś, zajmujące znaczny obszar w kierunku z zachodu na wschód, mają kilka czasów, jak np. Stany Zjednoczone Ameryki Północnej. Czas strefy zerowej nazywa się czasem „zachodnio-europejskim“ czyli (obecnie) „czasem uniwersalnym“. Czas ten obowiązuje w Anglii, Francji, Belgji, Hiszpanji, Marokko i Kolonii Złotego Brzegu w Afryce. Czas strefy pierwszej nosi nazwę „czasu środkowo-europejskiego“; różni się on od czasu w Greenwich, jak już zaznaczyliśmy, o jedną godzinę. Czas ten przyjmują: Niemcy, Danja, Szwecja, Norwegja, Polska, Litwa, Szwajcaria, Włochy, Austrija, Węgry, Czecho-Słowacja, Jugosławja, Malta, Tunis, Portugalska Afryka Zachodnia, Nigerja i t. d. Polska, rozciągająca się między południkami 16° i 28° na wschód od Greenwich, przyjęła czas środkowo-europejski jako obowiązujący, urzędowy, na mocy uchwały sejmowej z dnia 11 maja 1922 r. W ten sposób Polska podkreśliła swą łączność kulturalną i ekonomiczną z Europą zachodnią; chociaż więc nieco większa część jej terytorjum należy do strefy drugiej, jednakże stolica państwa, Warszawa, leży w strefie pierwszej.

3. Zaznaczyliśmy, że w granicach danej strefy lub państwa obowiązuje jeden i ten sam czas strefowy. Czas ten jest różny od czasu prawdziwego słonecznego z dwóch przyczyn: po pierwsze — wskutek różnicy długości, po drugie zaś — wskutek tego, że ruch Słońca po sklepieniu niebieskiem nie jest jednostajny.

Dlatego też długości prawdziwych dni słonecznych, czyli odstępów czasu między dwoma kolejnymi górowaniami Słońca, nie są wogóle sobie równe. Ażeby uniknąć powstających stąd niedogodności, wprowadzono pojęcie „średniego Słońca“. Jest to punkt fikcyjny, poruszający się po równiku niebieskim ruchem

jednostajnym i wykonywujący cały obieg w ciągu roku¹⁾. Ponieważ od 1 stycznia 1925 r. astronomowie uzgodnili swoją rachubę dobową z rachubą cywilną, przy której początek doby przypada o północy, czyli w chwili dołowania Słońca średniego, więc przyjmujemy, iż obecnie początek doby prawdziwej słonecznej też przypada o północy. Różnica między czasem średnim słonecznym T i czasem prawdziwym słonecznym T_{\odot} nosi nazwę „równania czasu”. Różnicę tę będziemy oznaczali dalej przez R . A więc:

$$R = T - T_{\odot}$$

Można wykazać łatwo, że równanie czasu jest jednocześnie różnicą między wznoszeniem prostem A Słońca prawdziwego i wznoszeniem prostem A_0 Słońca średniego.

Równanie czasu ma okres roczny i z dokładnością do ułamka minuty może być znalezione z tablicy następującej:²⁾

Data	Równanie czasu	Data	Równanie czasu	Data	Równanie czasu
	m.		m.		m.
Styczeń 1	+ 3.3	Maj 1	- 2.9	Wrzesień 8	- 2.1
11	+ 7.8	11	- 3.7	18	- 5.6
21	+ 11.2	21	- 3.6	28	- 9.1
31	+ 13.5	31	- 2.6		
Luty 10	+ 14.4	Czerwiec 10	- 0.9	Październik 8	- 12.2
20	+ 13.9	20	+ 1.2	18	- 14.6
		30	+ 3.3	28	- 16.1
Marzec 2	+ 12.4	Lipiec 10	+ 5.1	Listopad 7	- 16.3
12	+ 10.1	29	+ 6.1	17	- 15.1
22	+ 7.2	30	+ 6.3	27	- 12.6
Kwiecień 1	+ 4.2	Sierpień 9	+ 5.5	Grudzień 7	- 8.8
11	+ 1.3	19	+ 3.7	17	- 4.2
21	- 1.1	29	+ 1.1	27	+ 0.8

Dokładniejsze (do $0^s.1$ lub do $0^s.01$) wartości równania czasu na każdy dzień można znaleźć w kalendarzach astronomicznych, w szczególności w Kalendarzu Towarzystwa Miłośników Astronomii na r. 1928.

¹⁾ Vide artykuł dr. E. Rybki p. t. „Tajemnice Wszechświata“ w № 3 Uranji z 1926 r.

²⁾ Tablica odnosi się do r. 1927. Równanie czasu dla innych lat w tych samych datach może się różnić najwyżej o kilka dziesiątych części minuty.

Otrzymując czas prawdziwy słoneczny zapomocą zegara słonecznego lub w jakikolwiek inny sposób, musimy najpierw dodać do niego *algebraicznie* równanie czasu. W ten sposób otrzymamy czas średni słoneczny miejscowy, czyli w skróceniu czas średni miejscowy. Ażeby od czasu średniego miejscowego przejść do czasu uniwersalnego, trzeba różnicę długości względem Greenwich, wyrażoną w czasie, odjąć, jeżeli miejsce obserwacji znajduje się na wschód od Greenwich, dodać zaś, — jeżeli znajduje się na zachód. Przejście od czasu uniwersalnego do strefowego odbywa się przez odjęcie (względnie dodanie) całkowitej ilości godzin, o które dana strefa różni się od strefy zerowej (Greenwich'skiej).

4. Czas strefowy tak dalece zastąpił obecnie czas miejscowy i czas prawdziwy, iż pojęcie o tych ostatnich zaczyna zanikać w naszym społeczeństwie. Przyczyniają się do tego w bardzo znacznym stopniu między innymi radjostacje, które kilka razy na dobę nadają dokładny czas. Czas, nadawany przez radio, jest czasem uniwersalnym, albo strefowym. W Polsce warszawska radjostacja podaje dokładny czas środkowo-europejski (niestety, z dokładnością tylko do 15 sekund!). Czas, nadawany przez radjostacje innych państw, jest dokładny do ułamka sekundy.

Jednakże w całym szeregu wypadków zachodzi potrzeba posługiwania się czasem średnim miejscowym lub nawet czasem prawdziwym słonecznym. Tak, na przykład, obserwacje meteorologiczne, nadzwyczaj ważne dla takiego kraju rolniczego, jakim jest Polska, muszą być dokonywane *wogóle* w czasie miejscowym (a więc np. w Warszawie w terminach 6^h 36^m, 12^h 36^m, 20^h 36^m), gdyż cała przyroda (z wyjątkiem człowieka) żyje właściwie podług czasu miejscowego. Nadto, często zachodzi potrzeba wyznaczenia dokładnego czasu słonecznego prawdziwego. Na podstawie tego, co powiedzieliśmy wyżej, ten czas dla Polski łatwo jest otrzymać ze wzoru następującego:

$$T_{\odot} = T_{SE} - R + (\lambda - 1^h),$$

gdzie T_{SE} oznacza czas środkowo-europejski, a λ długość geograficzną od Greenwich.

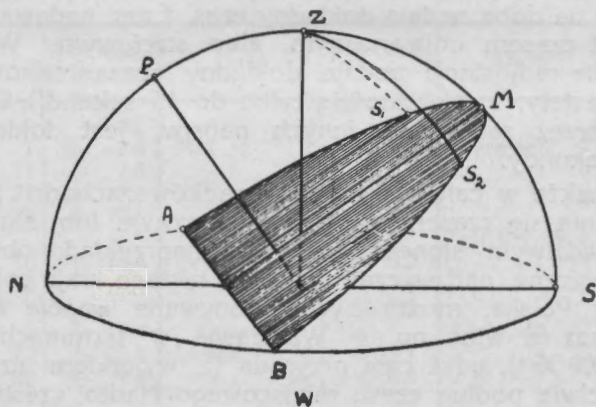
5. Jeżeli czas środkowo-europejski oraz długość miejsca są znane, wyznaczanie czasu prawdziwego nie sprawi żadnej trudności; trzeba tylko uważnie uwzględnić równanie czasu. Odwrotnie, mając czas prawdziwy i znając długość miejsca, można znaleźć czas środkowo-europejski ze wzoru:

$$T_{SE} = T_{\odot} + R - (\lambda - 1^h).$$

W ten sposób można sprawdzić swój zegarek, czyli wyznaczyć jego „poprawkę“, pod którą rozumiemy ilość minut i sekund, jakie trzeba *algebraicznie* dodać do wskazania zegarka, aby otrzymać czas dokładny.

Zauważmy, że astronomowie wyznaczają dokładny czas zapomocą obserwacji gwiazd, posługując się t. zw. „czasem gwiazdowym“¹⁾. Czas ten utrzymują precyzyjne zegary obserwatorów; inne zaś zegary wskazują dokładny czas średni i są codziennie porównywane z zegarami gwiazdowymi. Sygnały czasu, nadawane przez radio, są właśnie oparte na dokładnych zegarach Obserwatorów.

6. Z wielu sposobów wyznaczania dokładnego czasu ograniczymy się tylko jednym, mianowicie sposobem, opartym na obserwacji Słońca na jednakowych wysokościach, czyli w jednakowych odległościach zenitalnych. Niech na ryc. 39 *NZS*



Ryc. 39.

oznacza płaszczyznę południka, *S* — punkt południa, *N* — punkt północy. Niech dalej *P* oznacza biegun północny osi świata, *Z* — zenit miejsca obserwacji, a *AMB* — drogę dzienną Słońca na sklepieniu niebieskim. Wyobraźmy sobie, że zanotowaliśmy na zegarze, wskazującym czas średni, dwie chwile: T_1 (na wschodzie), kiedy odległość zenitalna Słońca była ZS_1 , oraz chwilę T_2 (na zachodzie), kiedy odległość zenitalna Słońca ZS_2 była dokładnie taka sama, jak i na wschodzie.

¹⁾ V. artykuł dr. E. Rybki o czasie w № 3 Uranji z 1926 r. (Cykl Tajemnice Wszechświata).

Przypuśćmy dalej, że deklinacja Słońca pozostaje w ciągu dnia niezmienną (jak np. bywa w przybliżeniu około 21 czerwca lub około 21 grudnia), i że poprawka naszego zegara nie ulega zmianie w ciągu dnia. Wówczas chwila na zegarze:

$$\frac{1}{2} (T_1 + T_2)$$

będzie momentem, kiedy Słońce znajdowało się *dokładnie* w płaszczyźnie południka *NZS* w punkcie *M*, czyli chwilą *górowania* Słońca prawdziwego.

Z podanego wyżej wzoru:

$$T - T_{\odot} = R,$$

gdzie *T* oznacza teraz dokładny czas średni *miejscowy*, liczony od północy, będziemy mieli dla chwili *prawdziwego* południa ($T_{\odot} = 12^h$)

$$T - 12^h = R.$$

Ale, jak widzieliśmy wyżej, chwila ta na naszym zegarze będzie:

$$\frac{1}{2} (T_1 + T_2).$$

Jeżeli $\frac{1}{2} (T_1 + T_2)$ nie równa się *T*, oznacza to, że zegar ma pewną poprawkę *u*. A więc ostatecznie będzie:

$$\frac{1}{2} (T_1 + T_2) + u = T = 12^h + R,$$

skąd

$$u = T - \frac{1}{2} (T_1 + T_2) = 12^h + R - \frac{1}{2} (T_1 + T_2).$$

Lecz wogóle deklinacja Słońca jest zmienna, dlatego też chwila $\frac{1}{2} (T_1 + T_2)$ nie będzie wogóle odpowiadała chwili górowania Słońca. Wprowadzając oznaczenia:

$$t = \frac{1}{2} (T_2 - T_1);$$

φ = szerokość geograficzna miejsca obserwacji;

δ = deklinacja Słońca;

$\Delta \delta$ = zmiana tej deklinacji w ciągu 1 godziny czasu średniego (w sekundach łuku);

$$A = \frac{1}{15} t^h \operatorname{cosec} t; \quad B = \frac{1}{15} t^h \operatorname{cotg} t,$$

będziemy mieli wzór następujący, podany przez *Gaussa*:

$$\Delta M = \Delta t = (-A \operatorname{tg} \varphi + B \operatorname{tg} \delta) \Delta \delta.$$

Wyprowadzenie tego wzoru znaleźć można w kursach astronomji praktycznej. Tutaj $\Delta M = \Delta t$ nosi nazwę „poprawki

na prawdziwe południe“, moment zaś $\frac{1}{2}(T_1 + T_2)$ nosi nazwę „południa niepoprawionego“.

Jeżeli deklinacja Słońca zwiększa się ($\Delta \delta > 0$), co zachodzi w okresie od 21 grudnia do 21 czerwca, wówczas, dla naszych szerokości, ΔM jest ujemne. Znaczy to, że największą wysokość Słońca osiąga już po przejściu przez południk. W okresie zaś od 21 czerwca do 21 grudnia, kiedy $\Delta \delta < 0$, moment najwyższej wysokości przypada przed południem.

Dodając do chwili niepoprawionego południa $\frac{1}{2}(T_1 + T_2)$ poprawkę południa $\Delta M = (-A \operatorname{tg} \varphi + B \operatorname{tg} \delta) \Delta \delta$, otrzymamy chwilę (na danym zegarze)

$$M = \frac{1}{2}(T_1 + T_2) + (-A \operatorname{tg} \varphi + B \operatorname{tg} \delta) \Delta \delta,$$

w której prawdziwe Słońce znajduje się w południku. Innymi słowy, w chwili prawdziwego południa dany zegar powinien wskazywać chwilę M . Z drugiej zaś strony, dodając algebraicznie do chwili prawdziwego południa ($T_{\odot} = 12^{\text{h}}$) równanie czasu R , otrzymamy czas średni miejscowy T . Ponieważ zaś dany zegar może mieć wogóle pewną poprawkę u , więc będzie:

$$[\frac{1}{2}(T_1 + T_2) + u] + (-A \operatorname{tg} \varphi + B \operatorname{tg} \delta) \Delta \delta = T = 12^{\text{h}} + R.$$

Znając zaś czas średni miejscowy T oraz długość miejsca λ względem Greenwich, natychmiast otrzymamy czas uniwersalny U :

$$U = T \mp \lambda,$$

gdzie znak $-$ powinien odnosić się do miejsc, położonych na wschód od Greenwich (jak np. Polska), a znak $+$ dla miejsc, położonych na zachód.

Ze wzoru powyższego natychmiast otrzymamy poprawkę u naszego zegara:

$$u = 12^{\text{h}} + R - [\frac{1}{2}(T_1 + T_2) + \Delta t].$$

Jak widzimy, najważniejszą częścią rachunków jest obliczenie poprawki na prawdziwe południe. Dla ułatwienia tych obliczeń istnieją tablice, które według argumentu $t = \frac{1}{2}(T_2 - T_1)$ lub $2t = T_2 - T_1$ podają już $\lg A$ i $\lg B$. Tablice takie znajdują się między innymi na str. 23 Kalendarza T. M. A. na r. 1928, potrzebną zaś do obliczeń deklinację δ Słońca i jego zmianę $\Delta \delta$ na 1 godzinę można znaleźć na str. 2 — 13 wspomnianego wyżej Kalendarza T. M. A.

Dla lepszego zrozumienia podamy przykład. Przypuśćmy, iż w Warszawie w szerokości $52^{\circ} 13'.1$, w dniu 13 marca 1928 r.

obserwowano Słońce na jednakowych wysokościach i zanotowano dwa odpowiednie momenty: $T_1 = 9^h 55^m 0^s.0$, $T_2 = 14^h 19^m 20^s.0$. Znaleźć poprawkę zegara.

$$\begin{aligned} \text{Mamy } 2t &= 4^h 14^m 20^s, & \Delta \delta &= + 59''.2, \\ \delta &= - 2^\circ 30' 55'' - 59''. 2 \times 1^h.4 = - 2^\circ 32'.3. \\ R &= + 9^m 20^s.0 + 0^s.70 \times 1^h.4 = + 9^m 21^s.0. \end{aligned}$$

$$\begin{aligned} \text{Z tablicy znajdujemy: } & - \lg A \dots 9.4285 & \lg B & \dots 9.3578 \\ & \lg \operatorname{tg} \varphi \dots 0.1106 & \lg \operatorname{tg} \delta & \dots 8.6467 \\ & - A \operatorname{tg} \varphi = - 0.3460 \\ & + B \operatorname{tg} \delta = - 0.0101 \\ & - A \operatorname{tg} \varphi + B \operatorname{tg} \delta = - 0.3561 \\ \Delta M^s &= - 0.3561 \times 59.2 = - 21^s.1. \end{aligned}$$

A więc będziemy mieli:

$$\begin{aligned} \text{chwila południa niepoprawionego } \frac{1}{2} (T_1 + T_2) &= 12^h 7^m 10^s.0 \\ \text{poprawka południa } \Delta M &= - 21.1 \\ \text{prawdziwe południe według zegara} &= 12 \quad 6 \quad 48.9 \end{aligned}$$

Ale w chwili prawdziwego południa czas średni miejscowy T powinien być $T = 12^h + R = 12^h 9^m 21^s.0$, skąd poprawka zegara będzie:

$$u = + 2^m 32^s.1.$$

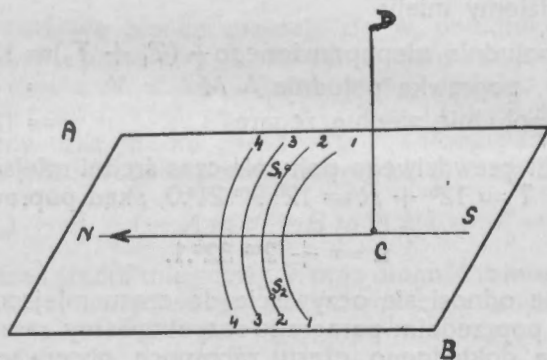
Poprawka ta odnosi się oczywiście do czasu miejscowego.

7. W poprzednim paragrafie rozpatrzyliśmy zasadę metody wyznaczenia dokładnego czasu zapomocą obserwacji Słońca, dokonanych na jednakowych wysokościach, oraz podaliśmy schemat obliczeń poprawki zegara. Powiemy teraz kilka słów o samym sposobie obserwacji Słońca.

W zależności od dokładności, która jest wymagana, sposobów tych istnieje dużo. Można obserwować Słońce zapomocą narzędzia uniwersalnego, wprowadzając cały szereg poprawek (libella, zmiana refrakcji i t. d.), których rozpatrzenie należy do kursu astronomii praktycznej. Metoda ta jest dość dokładna, aczkolwiek znacznie ustępuje metodzie Zingera obserwacji gwiazd na jednakowych wysokościach. Marynarze obserwują Słońce na jednakowych wysokościach przed południem i po południu zapomocą sekstansa, nastawiając alidadę na jednakowe odczytania. Obserwacje te są niezbędne dla wyznaczenia długości na morzu (dla wyznaczenia szerokości trzeba obserwować Słońce około chwili jego górowania).

Można jednakże obmyśleć narzędzia zupełnie proste, zapomocą których poprawka zegara z obserwacji Słońca może być otrzymana z dokładnością do ułamka minuty. Jeżeli np.

wyobrazimy sobie szereg długich prętów żelaznych, zgiętych dokładnie w kształcie łuku koła i umocowanych poziomo jedno pod drugim — to, umieszczając oko na linii pionowej, przechodzącej przez wspólny środek tych kół przed małym otworkiem, który może obracać się naokoło osi pionowej, można dokładnie (do kilku sekund) zaobserwować¹⁾ chwilę, kiedy jasna tarcza słoneczna będzie przecięta na dwie równe części linją prętu. Można także, co będzie jeszcze prościej, na zupełnie poziomej płaszczyźnie AB ustawić pion CD z otworem w górnym końcu D , a na płaszczyźnie nakreślić szereg kół 1, 2, 3, 4, mających wspólny środek w C . Notując chwile T_k i T_l przejścia obrazu Słońca S_1 i S_2 przez te koła, można znacznie zwiększyć dokładność obserwacji (ryc. 40).



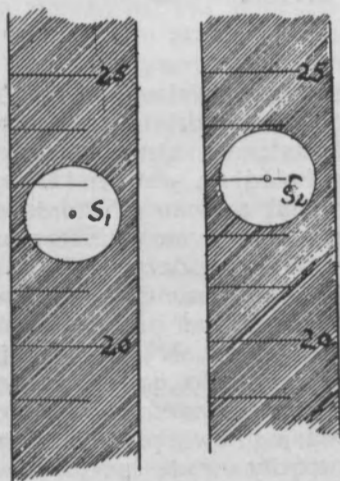
Ryc. 40.

8. Najlepszym jednak z prostych przenośnych narzędzi do wyznaczenia poprawki zegara z obserwacji Słońca na jednakowych wysokościach jest pierścień słoneczny prof. *S. Glasenappa*; pomysł takiego przyrządu podany był jeszcze przez *Argelander*. Pierścień prof. *S. Glasenappa* może być drewniany lub metalowy (ryc. 41); może on być zawieszany na stożkowym ostrzu; na tem ostrzu opiera się gniazdko, zrobione w wewnętrznej części pierścienia. Pierścień posiada podziałki z numerami, które są zupełnie dowolne; pożądanym jest jednak, aby znajdowały się one w równej odległości od siebie. Dla większej stałości i oporu względem słabych podmuchów wiatru, w dolnej części pierścienia zawieszają się ciężarek. Pierścień ma stożkowy otwór, przez który przechodzą promienie Słońca i dają mały

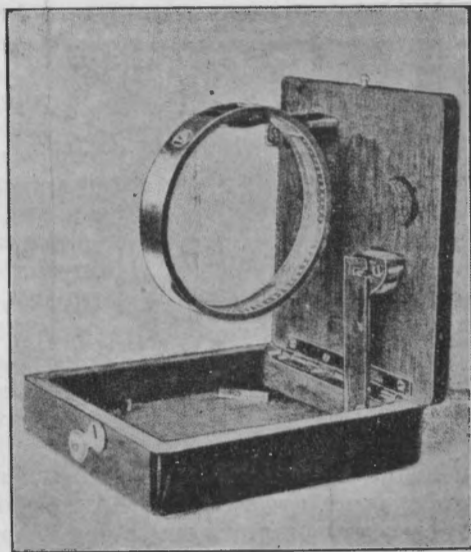
¹⁾ Przez ciemne szkiełko.

jego obraz na podziałkach. Obracając pudełko z pierścieniem i sam pierścień tak, aby strona wewnętrzna z podziałkami była zakryta cieniem z tej strony pierścienia, która zwrócona jest ku Słońcu, ujrzymy pośrodku pierścienia obraz Słońca (ryc. 42). Notując chwile, kiedy ten obraz przed południem zajmuje symetryczne położenia względem pewnych podziałek (np. S_1 na podziałce 22.5, lub S_2 na podziałce 23.0) i powtarzając to samo po południu na tych samych podziałkach, będziemy mieli dwie chwile T_1 i T_2 , w których Słońce znajdowało się na jednakowych wysokościach.

Przyrząd ten może dać bardzo znaczną dokładność (do



Ryc. 42.



Ryc. 41. Pierścień słoneczny Glasenappa.

1 sekundy a nawet i więcej), o ile przy obserwacjach będą poczynione pewne ostrożności. Przedewszystkiem nie należy obserwować przez szybę, lecz tylko na otwartem powietrzu. Dla uniknięcia wahań pierścienia wskutek wiatru można zakryć go ze wszystkich stron (z wyjątkiem przedniej) małym domkiem z tektury. Pomiedzy obserwacją poranną i wieczorną lepiej nie zdejmować pierścienia z ostrza, a ostrożnie obrócić całe pudełko.

Zwykle notujemy kilka (5 - 8) momentów na wschodzie i tyleż na zachodzie, starając się notować te chwile do sekundy, aczkolwiek, oczywiście, dokładnie

sekundy nie da się odnotować. Lecz można być pewnym, że w wyniku starannych obserwacji zawsze otrzymamy poprawkę zegarka z dokładnością do dwóch, a nawet i jednej sekundy czasu.

Cały przyrząd umieszcza się w małym pudełku, które można włożyć do kieszeni. Jest więc bardzo dogodny i byłoby bardzo pożądane, aby miłośnicy astronomji i młodzież szkolna zapoznali się z tym przyrządem, gdyż obserwacje takiego rodzaju mogą być uważane jako wstęp do przyszłych dokładnych obserwacji astronomicznych.

Obecnie projektowane jest rozpoczęcie wyrobu w Polsce pierścieni *Glaserappa* na większą skalę. Pozostaje tylko wyrazić nadzieję, aby projekty te urzeczywistniły się, gdyż wówczas każdy prawdziwy miłośnik Nieba będzie mógł nabyć ten przyrząd prosty, niedrogi, a zarazem dość dokładny, zapomocą którego można otrzymać doskonałe wyniki. W ten sposób miłośnik astronomji będzie mógł na podstawie własnych obserwacji porównywać poprawki swego zegarka (który powinien być dobrze uregulowany przez zegarmistrza) z radjosygnalami czasu, podawanymi przez obserwatorja zagraniczne.

Warszawa. Grudzień 1927.

Inż. Br. RAFALSKI.

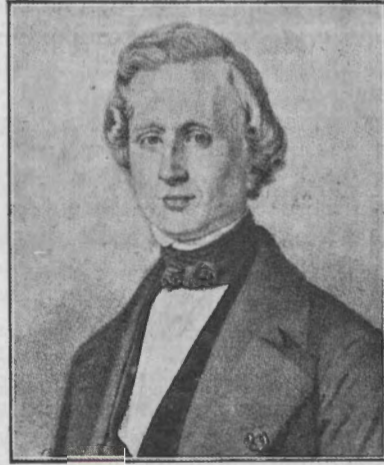
Urban Le Verrier.

(Z powodu 50-o letniej rocznicy śmierci).

Urban Jan Józef Le Verrier przyszedł na świat w m. Saint-Lô (Dep. Manche) w dn. 11 Marca 1811 r. w rodzinie urzędnika dóbr państwowych. Początkowe wykształcenie otrzymał w kolegium rodzinnego miasta, później w kolegium w Caen i w kolegium Ś-go Stanisława w Paryżu. Od lat dziecinnych zdradzał zamiłowanie do nauk matematycznych, to też na wyższe studia wstąpił do Szkoły Politechnicznej, którą ukończył w 1831 r.

Chcąc pogłębić swą wiedzę matematyczną, co najłatwiej zdawało mu się do osiągnięcia w Paryżu, przyjął posadę w państwowym monopolu tytoniowym, gdzie pracował jako chemik w pracowni badawczej monopolu. To zetknięcie go ze znakomitym *Gay Lussac'iem* i być może pod jego wpływem i kierownictwem zaczął chlubną karierę w chemji; jego dwie prace o związkach fosforu z wodorem i tlenem zwróciły uwagę specjalistów. Lecz nie w pięknej dziedzinie dociekań chemicznych leżała

przyszłość *Le Verrier'a*, powrócił on ku umiłowanej matematyce i został wykładowcą przedmiotów matematycznych w kolegium Ś-go Stanisława. W r. 1837 mianowano go korepetytorem astronomji w Szkole Politechnicznej i jak sam mówi o sobie „pośluszny okolicznościom“, poświęca się ostatecznie astronomji. Wkrótce daje się poznać, jako gruntowny znawca i samodzielny badacz w trudnej dziedzinie astronomji teoretycznej, a mianowicie w mechanice nieba, przedstawiając Akademię Nauk w 1839 r. swą pierwszą pracę: „O wiekowych nierównościach orbit planetarnych“, którą w parę tygodni później uzupełnia drugim liczbowym memorjałem. W pracach tych *Le Verrier* rozwija i pogłębia poprzednie badania w tym kierunku *La place'a* i wykazuje, że chociaż biegi planet podlegają zakłóceniom pod wpływem wzajemnych przyciągań, lecz wywoływane przez to zmiany kształtów i rozmiarów orbit oraz wzajemnych nachyleń płaszczyzn biegu mają charakter okresowy i nie wychodzą z pewnych, zresztą dosyć wąskich granic, a to zapewnia wieczną stałość ustroju słonecznego.



Ryc. 43. U. J. Le Verrier.

Te dwie prace zwróciły na *Le Verrier'a* uwagę znanego i wielce wpływowego astronoma *Arago*, ówczesnego Dyrektora Obserwatorium w Paryżu. *Arago* zachęcił młodego uczonego do przejrzenia i poprawienia tablic ruchu Merkurego, gdyż ówczesne tablice tej trudnej do dostrzeżeń planety, opracowane jeszcze przez *Baily'ego* głównie z obserwacji ks. *Poczobuta*, dyrektora obserwatorium w Wilnie, dawały znaczne różnice z biegiem rzeczywistym. Tę pracę podjął *Le Verrier* i zakończył z zupełnym powodzeniem w 1843 r. i zaraz zajął się obszernymi badaniami dróg komety *Faye'a* z 1843 r. i komety *de Vico* z 1844 r. Głębokie prace nad temi kometami otworzyły mu podwoje Akademji Nauk, gdzie w sierpniu 1846 r. zajął w sekcji astronomji fotel, opróżniony przez *Cassiniego*. Tymczasem *Arago*, pomny powodzenia *Le Verrier'a* w badaniu ruchu Merkurego, znowu zachęca go do zajęcia się ruchem Urana. Wielka ta planeta, odkryta w r. 1781 przez *W. Herschela*, była pod względem swego biegu opracowana przez *Bouvard'a*, który

ułożył tablice jego ruchów. Tablice początkowo dawały dostateczną zgodność położenia planety na niebie z obserwacjami, lecz z biegiem czasu zaczęły zjawiać się różnice, które ciągle wzrastały i opracowanie nowych dokładniejszych tablic stało się aktualnym. Przystąpił do niego *Le Verrier* i po bardzo dokładnych obliczeniach przyszedł do wniosku, że obserwowane różnice nie mogą być objaśnione wpływem najbliższych wielkich planet Saturna i Jowisza i że musi być jakaś inna nieznaną jeszcze przyczyna, zakłócająca bieg Urana. Odrzuciwszy przypuszczenie, że prawo *Newtona* inaczej się wyraża w tak odległych od Słońca okolicach, w jakich krąży Uran, *Le Verrier* skłania się ku myśli, którą zdaje się wcześniej wypowiedział *Bessel*, że za Uranem może znajdować się jakaś wielka, a nieznaną planeta, zakłócająca jego bieg. Próbne rachunki przekonały *Le Verrier'a* o możliwości tej koncepcji i wtedy wypłynęła nadzwyczaj ponętna myśl, czyby nie można z tych zmian, które powoduje nieznaną planetę w ruchu Urana, wywnioskować o niej czegoś więcej.

Zadanie to przedstawiało olbrzymie trudności, szczególnie pod względem rachunkowym, gdyż odchylenia w biegu Urana od danych tablic, aczkolwiek niewątpliwe, jednak były stosunkowo niewielkie: gdybyśmy mogli ustalić na niebie linię rzeczywistego biegu Urana oraz linię biegu taką, jaka powinna być według tablic, to z pewnością gołym okiem nie odróżnilibyśmy jednej linii od drugiej. Więc z tak drobnych ilości należało wyprowadzić ściśle wnioski! Jednak genjusz *Le Verrier'a* przewyciężył wszystkie trudności; obliczył on elementy biegu przypuszczalnej planety, określił jej masę, wyznaczył położenie na niebie w określonym czasie, a nawet wskazał wielkość gwiazdową, w jakiej ona może przestawić się obserwatorowi, i dane swe zakomunikował Akademii Nauk w dniu 31 sierpnia 1846 r. Wkrótce potem zwrócił się do *Galle'go*, astronoma obserwatorium astronomicznego w Berlinie, prosząc o poszukanie planety we wskazanym miejscu. Wybór *Le Verrier'a* na Berlin wypadł tu dla tego, że Obserwatorium Berlińskie właśnie wypracowywało wtedy mapę gwiazd, leżących około ekliptyki, a więc poszukiwania tam miały więcej widoków powodzenia, szczególnie wobec tego, że planeta mogła się przedstawić, jako gwiazdka zaledwie ósmej wielkości. *Galle* otrzymał list *Le Verrier'a* dnia 23 września i tegoż dnia wieczorem znalazł przepowiedzianą planetę w odległości zaledwie 25', t. j. mniej niż widoma średnica Księżyca, od wskazanego mu miejsca. Nowej planecie nadano imię Neptun i jest ona i dotychczas najdalszą znaną planetą układu słonecznego.

Historja nauki,*) zdaje się, nie zna równie błyskotliwego, równie efektownego odkrycia i trudno opisać ten entuzjazm wśród cywilizowanych społeczeństw, który został wywołany przez odkrycie Neptuna, przez co *Le Verrier* ze skromnego uczonego, znanego tylko w nielicznym kole specjalistów, wyrósł nagle na znanego całemu światu kapłana tryumfującej wiedzy: naczelnicy państw przysyłały mu z powinszowaniami order i odznaczenia, ciała akademickie zagraniczne zaliczały *Le Verrier'a* w poczet swych członków; Petersburska Akademia Nauk nadała mu niezwołocznie po odkryciu Neptuna godność członka korespondenta, lecz nie mając narazie wolnego etatu, zarezerwowała dla niego pierwsze miejsce zaraz po zawakowaniu. We Francji *Król Ludwik Filip* mianował *Le Verrier'a* oficerem Legji Honorowej, choć ten nie był jeszcze jej kawalerem, i powierza mu nadzór nad edukacją hrabiego Paryża. Wreszcie został zaproszony na wykłady mechaniki nieba przez Uniwersytet Paryski, a Biuro Długości mianowało go swym adjunktem - astronomem; z polecenia Ministra Oświaty został wykonany biust *Le Verrier'a*. Burzliwe dla Francji pod względem politycznym lata środka XIX-go stulecia nie przeszły bez wpływu koło *Le Verrier'a* i on został częściowo wciągnięty w wir pracy politycznej. W r. 1849 departament Manche wybrał go na członka Zgromadzenia prawodawczego; nie zostawił jednak *Le Verrier* śladów swej działalności w tej dziedzinie, gdyż wogóle nie miał on daru słowa, zwłaszcza gdy nie chodziło o sprawy, bliskie jego umysłowości.

Rząd drugiej republiki mianował *Le Verrier'a* senatorem oraz jeneralnym inspektorem wyższego wykształcenia, a nieco później członkiem komisji ulepszenia Szkoły Politechnicznej. W charakterze pedagoga na tak wybitnych stanowiskach *Le Verrier* przeprowadził pewne swe postulaty, mające na celu ulepszenie wykładów matematyki. Lecz wprowadzone przez niego reformy nie okazały się praktycznymi i po paru latach na ogólne życzenie społeczeństwa zostały zaniechane. W r. 1854 po śmierci *Arago* rząd *Napoleona III-go* mianował *Le Verriera* dyrektorem Obserwatorium w Paryżu. W tej roli *Le Verrier* przystąpił do szeregu reform, które jednak przeprowadzał tak bezwzględnie i z takim uporem, że naraził sobie cały szereg

*) Sprawiedliwość każe zaznaczyć, że młody wówczas student angielski *Adams*, zupełnie niezależnie i nawet nie wiedząc o badaniach *Le Verrier'a*, drogą bardzo zbliżoną przepowiedział również nową planetę i wskazał jej miejsce na niebie, o czym zawiadomił Obserwatorium w Greenwich przed tem, nim zrobił swe odkrycie *Le Verrier*. Angielscy astronomowie zbagatelizowali widocznie wskazówki *Adamsa* i tem pozbawili go prawa pierwszeństwa w odkryciu Neptuna. Cała wina w tym wypadku spada na personel obserwatorium w Greenwich i ta okoliczność w niczem nie zmniejsza wielkiej naukowej zasługi *Adamsa*.

wybitnych działaczy nauki francuskiej; starcia jego z innymi członkami obserwatorjum znalazły nawet oddźwięk w senacie; w r. 1870 *Le Verrier* został odwołany ze stanowiska Dyrektora i był zastąpiony przez *Delauney'a*, głośnego badacza ruchu Księżyca. Niezapomnianą jednak zasługą *Le Verrier'a* z tych czasów jest organizacja państwowej sieci meteorologicznej, centralizacja zapomocą telegrafu obserwacji meteorologicznych i organizacja przewidywania pogody w punktach nadmorskich. Już za czasów III-ej republiki w r. 1873 po tragicznej śmierci *Delauney'a* został *Le Verrier* powtórnie powołany na stanowisko Dyrektora Obserwatorjum w Paryżu, lecz dla umożliwienia współpracy z nim utworzony został specjalny komitet, który w znacznej części łagodził zbyt dyktatorskie metody dyrektora; na tem stanowisku pozostawał *Le Verrier* do śmierci.

Jeszcze w 1849 r. *Le Verrier* złożył Akademii Nauk memoriał, w którym naszkicował olbrzymi plan skorygowania tablic biegu wszystkich planet układu słonecznego, motywując potrzebę podjęcia tej pracy tem, że tablice ruchów wszystkich planet za wyjątkiem może Merkurego i Ziemi (względnie Słońca), nie przedstawiają dostatecznej zgodności z rzeczywistością, i położenia planet, wynikłe z rachunku, w porównaniu z obserwacjami, dają znaczne różnice, które wciąż wzrastają.

Teorje *Laplace'a*, na podstawie których tablice były obliczane, są bez zarzutu, lecz odpowiednie wzory nie zostały rozwinięte przez *Laplace'a* w dostatecznej mierze, a nawet to nie było celem w jego czasach, kiedy niewielka stosunkowo ilość ścisłych obserwacji nie dawała pola do zastosowania tak ścisłych wzorów. Trzeba więc powrócić na drogę *Laplace'a*, trzeba dalej rozwinąć i opracować jego wzory, wykorzystać kilkadziesiąt tysięcy ścisłych obserwacji, które posiada astro-mja od czasów *Bradley'a*, wyprowadzić z nich odpowiednie stałe astronomiczne i ułożyć nowe tablice ruchów planetarnych z całokształtu wiedzy teoretycznej i praktyki astronomicznej, które dopiero wtedy mogą zadowolnić potrzeby nauki.

Tak postawiona kwestja jest tem więcej pociągająca, że każde odchylenie praktyki od teorii wykazuje, że teoria nie przewidziała wszystkich możliwych czynników w rachunku, a więc każde odchylenie wskazuje na możliwość nowych odkryć, jak to się sprawdziło na historii odkrycia Neptuna. Podjąć to olbrzymie zadanie w owe czasy, przynajmniej we Francji, mógł jedynie *Le Verrier*; i rzeczywiście praca ta była treścią jego życia do samej śmierci w ciągu 28-u lat; o ogromie jej świadczą jedenaście wielkich tomów Rocznika Obserwatorjum Paryskiego, gdzie są pomieszczone jej rezultaty, a o zaletach najlepiej mówi fakt, że obecnie, po 50-u latach od czasu ukończenia badań

Le Verrier'a, choć mamy nowsze tablice w opracowaniu *Hill'a* i *Newcomb'a*, jednak tablice *Le Verrier'a* są zupełnie aktualne.

Praca nad teorią układu słonecznego zajęła całe życie *Le Verrier'a* i już w przededniu niemal śmierci, nurtowany przez ciężką niemoc, skończył on korektę ostatnich tablic.

Zmarł *Le Verrier* w dniu 23 września 1877 roku, dziwnym trafem ściśle w 31-ą rocznicę odkrycia Neptuna.

Z tego krótkiego przebiegu życia *Le Verrier'a* widocznym jest, że cała jego naukowa działalność od czasów korepetycyj w Szkole Politechnicznej do ostatniego prawie tchnienia poświęcona była opracowaniu teorii ustroju słonecznego, inne zaś jego wystąpienia miały zaledwie epizodyczny charakter. Zdaje się nawet, że ten główny cel w życiu *Le Verrier'a* był przyczyną tych niepowodzeń, które spotkały go, jako pedagoga i jako Dyrektora Obserwatorium, gdyż zbyt go absorbował i nie dozwalał wielkiemu uczonemu przystosowywać swój ciężki z natury charakter do wymagań otaczającej rzeczywistości. A współcześni, znający dobrze *Le Verrier'a*, uskarżają się na wielkie trudności współpracy z nim. Będąc bardzo wymagającym co do siebie samego, stawiał *Le Verrier* wygórowane wymagania i innym; nie znosząc jakiegos innego punktu widzenia, bezwzględnie dążył do zmuszenia swego otoczenia do swoich metod i poglądów. Cenił tylko nauki ścisłe, a szczególnie rachunek, i powiadają, że nigdy nawet nie spojrzął przez lunetę na Neptuna, którego biegowi tyle poświęcił czasu i tyle osobiście zawdzięczał jego odkryciu. Nie znosił poezji i wszelkich, chociażby naukowych, fantazji; to też ciężko na to się uskarża *Flammarion*, ten astronom-poeta, który rozpoczął swą astronomiczną karierę w Obserwatorium Paryskim i musiał się z niem rozstać wobec ujemnego stosunku do niego ze strony *Le Verrier'a*, właśnie z powodu literackich aspiracji *Flammariona*. Te ujemne cechy charakteru *Le Verrier'a* długo pamiętano i, gdy powstała myśl uczczenia zasług wielkiego uczonego przez wystawienie mu pomnika, gmina miasta Paryża odmówiła miejsca na pomnik. Ostatecznie spiżowy pomnik, ufundowany drogą publicznych składek, stanął w r. 1889 w zacisznym ogrodzie paryskiego Obserwatorium.

Dla nas obecnie z perspektywy półwiecza obojętnymi są stosunki *Le Verriera* do jego współczesnych i nawet nie wiele nas obchodzą jego osobiste przeżycia. Dla nas pozostaną wiecznym wspomnieniem o tym genjuszu jego nieśmiertelne prace, w których on dał najwyższy wyraz potędze ludzkiego rozumu, mała zaś gwiazdka 8-mej wielkości, świecąca obecnie w gwiazdozbiornie Lwa, a w rzeczywistości olbrzymia planeta Neptun,

wymowniej, niż wszelkie pomniki rąk ludzkich, przypomina nam chwałę rodu ludzkiego — *Urbaną Le Verrier!*

W bieżącym roku świat naukowy obchodził rocznice zgonów trzech wielkich astronomów: 200-letnią *Izaaka Newtona*, 100-letnią *Piotra Laplace'a* i 50-o letnią *Urbaną Le Verrier'a*. Jeżeli do tej trójcy dodamy wielkopomne imię *Mikołaja Kopernika*, to otrzymamy cztery węgly wielkiego gmachu Astronomii teoretycznej, gdyż *Kopernik* odkrył rzeczywistą budowę układu słonecznego, *Newton* podał kardynalne prawo, rządzące nim, *Laplace* wyjaśnił, jakie konsekwencje wypływają z prawa *Newtona* w ruchach ciał układu słonecznego, наконец, *Le Verrier* dał pełną teorię tych ruchów, uzupełnił i w dwójnasób rozszerzył jego granice przez odkrycie Neptuna i to nie drogą zwykłą wizualną, lecz wychodząc z harmonji świata, określonej przez prawo *Newtona*, i tem ostatecznie ugruntował prawidłowość poglądów swoich wielkich poprzedników. Przy budowie wielkiego gmachu Astronomii teoretycznej niezłomowanie pracowały setki, jeśli nie tysiące uczonych, wszystkie prawie historyczne narody miały swoich przedstawicieli w tej zbożnej pracy, a my, Polacy, winniśmy szczególną wdzięczność losom, że dane było i nam zająć tak poczesne miejsce przy budowie tego wielkiego dorobku ludzkości. Niech wspomnienie o zasługach *Kopernika* w nowoczesnej Astronomii będzie dla nas ciągłym bodźcem w pielęgnowaniu tej pięknej nauki, która wynosi nas na szczyty inyśli, jak żadna inna gałąź przyrodoznawstwa, i daje wysokie zadowolenie z poznawania bezmiaru i harmonji Wszechświata.

Obserwacje

częściowego zaćmienia Słońca 29 czerwca 1927 r. w Warszawie.

Obserwacje te zostały dokonane przy nadzwyczaj sprzyjających warunkach atmosferycznych. Żadna chmurka nie zakryła tarczy słonecznej w przeciągu całego zjawiska, które trwało od 5 godz. 21 min. do 7 godz. 22 min.; lekka tylko mgła przyćmiewała dolną część błękitu nieba.

Zostały zaobserwowane momenty pierwszego kontaktu czyli pierwszego zetknięcia tarczy Księżyca ze Słońcem, oraz momenty czwartego kontaktu, kiedy tarcza Księżyca ostatecznie porzuciła Słońce. Nadto w ciągu całego przebiegu zjawiska fotografowano Słońce na refraktorze Heyde'go (dr. M. Łobanow i p. T. Karłowicz) oraz zapomocą specjalnej astrokamery, umocowanej na refraktorze Cooke'a (Inż. Z. Chełmoński i p. J. Mergentaler).

Podczas zaćmienia asystent Obserwatorium p. W. Jędrzejewski dokonywał co 10 — 15 minut obserwacji meteorologicznych.

Wszystkie te obserwacje są obecnie w opracowaniu. Po ukończeniu opracowania będą ogłoszone drukiem w jednym z następnych numerów *Uranji*.

W obserwacjach brał udział personel Obserwatorium Warszawskiego, słuchacze astronomji w Uniwersytecie Warszawskim oraz grono osób z Towarzystwa Miłośników Astronomji.

Przy zestawianiu momentów kontaktów, zaobserwowanych przez różne szkła kolorowe, p. J. Wasułyński zauważył wyraźny wpływ zabarwienia szkieł na chwilę kontaktu. Bliższe szczegóły będą podane w specjalnym artykule p. J. Wasułyńskiego.

M. K.

P. Wiktor Herwich, stud. Polít. Gdańskiej, zaobserwował w dniu 17.XII.1927 w godz. 12⁵⁰—14⁰⁰ w Nowymporcie zjawisko słupa nad Słońcem oraz lewe Słońce poboczne. Pierścień 22⁰ naokoło Słońca (halo) nie był widoczny, zaś symetryczne Słońce poboczne z prawej strony było zasłonięte przez warstwę chmur A-St. Zjawisko optyczne było bardzo piękne dzięki intensywnemu zabarwieniu Słońca pobocznego barwami tęczy.

W drugiej połowie grudnia obserwował również p. Herwich komętę Skjellerupa przy pomocy prymitywnej lunetki, sporządzonej ze szkieł sekstansu. Kometą była dość dobrze widoczna wkrótce po zachodzie Słońca na zachodniej stronie nieboskłonu.

E. S.

Wykaz

dalszych składek na Narodowy Instytut Astronomiczny imienia Mikołaja Kopernika.

Od czasu ostatniego wykazu ofiarodawców, wydrukowanego na okładce Calendarium Rocznika Astronomicznego Obserwatorium Krakowskiego na rok 1927, następujące osoby złożyły ofiary na Nar. Inst. Astr., konto Nr. 6600 w P. K. O. (w porządku chronologicznym).

Janusz Pagaczewski, Mieczysław Kowalczewski, Pedagogjum Wielkopolskie z Bydgoszczy (za 550 obywateli), Zygmunt Konopka, Olgierd Zacharewicz, Mikołaj Łobanow, Maksymiljan Białecki, Wacława Szelałowska, Wincenty Stokowski, prof. Ignacy Radziszewski (za 250 obywateli), Izaak Jakobi (za 250 obywateli), Izaak Goldman (za 1250 obywateli), A. F. Rochmiński (za 250 obywateli), Wydział Oświaty i Kultury Magistratu m. stoł. Warszawy (za 75000 obywateli, na pawilon m. stoł. Warszawy), Stanisława Kosłńska-Bartnicka (za 300 obywateli), Jan Cybulski, Natalia Hedziówna z Bielicy, Zygmunt Konopka, Olgierd Zacharewicz, Mikołaj Łobanow, Maksymiljan Białecki, Wacława Szelałowska, Jan Michalski współwłaściciel księgarni Trzaska, Ewert i Michalski (za 250 obywateli), prof. Ludomir Wolfke, dr. Stefan Böbr, dr. med. Stanisław Szelałowski, Jan Gniewkowski, A. F. Rochmiński (za 250 obywateli), F. Kiełbik z Tarnowa na błoczek № 4 powierzony p. I. Goldmanowi (2375 obywateli), Wydział Oświaty i Kultury Mag. m. stoł. Warszawy (za 175000 obywateli, jak wyżej), Józef Witkowski (za 500 obywateli), Ks. Antoni Wilczkiewicz infułat z Bochni (za 5000 obywateli), zebrano w Bochni po odczycie dr. J. Gądomskiego (za 412 obywateli), zebrano do puszek w Klecach po odczycie dr. J. Gądomskiego (za 422 obywateli), Dyrekcja Państwowego gimnazjum Im. Augusta Witkowskiego w Jarosławiu (za 625 obywateli), Łukaszewicz, Władysław Niebrzydowski (za 250 obywateli), Zofja Chromińska, Zygmunt

Konopka, Olgierd Zacharewicz (za 250 obywateli), Mikołaj Łobanow, Maksymilian Białecki, Wacława Szelągowska, prof. Franciszek Leja, dr. Stanisław Lam (za 250 obywateli), Kazimierz Zarankiewicz, prof. Tadeusz Banachewicz, architekt Teofil Luba, A. F. Rochmiński (za 500 obywateli), na błoczek powierzony dyr. J. Goldmanowi (1250 obywateli), dr. Stanisław Krzysik w Toruniu, Towarzystwo Mitośników Astronomii w Warszawie (za 1250 obywateli), prof. S. Kollupajłto, Józef Wojtynek w Mikołowie, Antoni Kresopolski w Zakopanem, Wydział ofiar Kurjera Warszawskiego (9100 obywateli), Zygmunt Konopka, Olgierd Zacharewicz (za 250 obywateli), Wacława Szelągowska, lekarz Adam Lande, Stanisława Ziemiańska, Halina Fleckówna, Irena Fleckówna urzędniczka Centrali P. K. O., Irena Kępińska, na błoczek powierzony dyr. I. Goldmanowi (625 obywateli), Zygmunt Konopka, Olgierd Zacharewicz, M. Białecki, Józef Kamiński, Ch. M. Mładzyrzecki, J. Bratt (za 500 obywateli), M. Wertheim (za 750 obywateli), Wacława Szelągowska, Halina Blumenthal, Kasyno Urzędnicze firmy Alfa w Rypnem (za 250 obywateli), Michał Baran (za 433 obywateli), kpt. Zbigniew Górski (za 250 obywateli), z wydziału ofiar Ilustrowanego Kurjera Codziennego (250 obywateli), prof. Henryk Arctowski (za 570 obywateli), prof. Kasper Weigel.

Z ofiar na konto P. K. O. № 6600, jak poprzednio, żadnych wydatków nie czyniono. Ze składanych pieniędzy P. K. O. zakupuje procentowe, zabezpieczone od dewaluacji papiery państwowe, które składa do depozytu Narodowego Instytutu Astronomicznego № 950 w P. K. O. W depozycie tym obecnie znajduje się:

6⁰/₀ pożyczki dolarowej na sumę nominalnie 2150 dolarów (wartość według kursu giełdowego około 15800 złotych),

8⁰/₀ pożyczki konwersyjnej na sumę nominalnie 5420 złotych (według kursu giełdowego około 9300 złotych).

Ze zaś wartość kuponów bieżących od powyższych pożyczek wynosi około 800 złotych, a na koncie 6600 P. K. O. znajduje się przeszło 150 zł., przeto uskładany kapitał Narodowego Instytutu Astronomicznego wynosi obecnie przeszło 26000 zł., co jest równoważne składce, przypadającej na 650,000 obywateli. Od wspomnianego wyżej wykazu przyrost kapitału wynosi 12,000 złotych.

Komitet do zbierania ofiar z wdzięcznością przyjmuje wszelkie ofiary, nawet najskromniejsze, gdyż z kropli tworzą się strumienie, ze strumieni zaś rzeki.

Od 1 stycznia 1927 roku wszyscy ofiarodawcy otrzymują numerowane podziękowania. Podziękowania te wystawiane są za dwoma podpisami (jeden z nich — prezesa Komitetu), względnie za jednym podpisem, o ile ofiarą wpływa bezpośrednio na konto 6600 P. K. O.

31 sierpnia 1927 roku.

Prof. Tadeusz Banachewicz
Prezes Komitetu.

M. Kamiński, Antoni Chromiński, Józef Witkowski
członkowie Komitetu.

Przyp: Redakcja: W miarę nadsyłania dalszych wykazów będą one drukowane w „Uranji”.

Kronika astronomiczna.

Kometa Skjellerupa—Maristany. Jedną z najciekawszych komet 1927 roku jest kometa Skjellerupa—Maristany, odkryta w dniu 3 grudnia w Melbourne przez Skjellerupa, a w trzy dni potem, zupełnie niezależnie, przez Maristany u La-Plata. Jest to już 10-a kometa z tych, jakie zaobserwowano w roku 1927.

Podczas odkrycia w dniu 3 grudnia kometa znajdowała się na półkuli południowej, w gwiazdozbiornie Norma (Węgielnica). Miała ona jasność gwiazdy 3-ej wielkości, warkocz długości około 3^o, i posuwała się szybkim ruchem na północ. Jasność jej zwiększała się: 6 grudnia, przy odkryciu przez Maristany, miała kometa jasność gwiazdy już 2-ej wielkości, a w dniu 17 grudnia była tak jasna, iż Dr. H. Wörner w Hannoverze widział ją już okiem nieuzbrojonym. Prof. K. Graff, który obserwował ją w Bergederfie (pod Hamburgiem) w dniu 17 grudnia, ocenia jasność ogólną tej komety na —1^m.5. Zapomocą 60 cm. refraktora, mógł on dostrzec nie tylko warkocz, ale nawet dwa strumienie materji, wypływającej z głowy komety. W dwa dni później, 20 grudnia, jasność komety już znacznie osłabła. Są to ostatnie wiadomości o komecie, jakie posiadamy w chwili oddania do druku (4 stycznia) niniejszej notatki.

W Polsce, dzięki panującej niepogodzie, komety, niestety, nie udało się zaobserwować.

Według obserwacji Graffa, kometa miała (18 grudnia) widmo ciągle, co świadczyłoby, iż składa się ona głównie z luźnych cząstek materji, znacznie od siebie oddalonych.

W ciągu tego okresu czasu, kometa znacznie przesunęła się na północ (od $\delta = -50^{\circ}.0$ do $\delta = -11^{\circ}.8$), biegnąc po orbicie, pochylonej do ekliptyki pod kątem 83^o. Przez periheljum (punkt przysłoneczny) przeszła ona w dniu 18 grudnia 1927 r.; wówczas jej odległość od Słońca wynosiła 0.3 jednostek astronomicznych czyli 45.000.000 km. Niektóre elementy drogi tej komety są bliskie do odpowiednich elementów orbity 4-ej komety 1846 r. (de Vico); dlatego też według zdania angielskiego astronoma, A. C. D. Crommelin'a oraz niemieckiego — H. Kobolda, jest to kometa okresowa, z okresem 81 lat. Ponieważ jednak dla komety de Vico odległość periheljum od Słońca wynosi 0.66 — więc twierdzenie o tożsamości tych dwóch komet wydaje się nam niedostatecznie uzasadnionem.

Dalsze obserwacje wykażą niewątpliwie ostateczny kształt drogi komety. Obserwacje te będą, oczywiście wyłącznie teleskopowe, gdyż obecnie niema już prawie wątpliwości, iż jasność komety znacznie się zmniejszyła.

M. K.

Kometa Schaumæss'ea (1927 g.) W roku bieżącym zaobserwowano powrót komety okresowej Schumasse'a. Odnalazł ją Van Biesbroeck 4 października r. b. w Williams Bay pod Chicago. W chwili odnalezienia kometa miała jasność 12^m.0. Przejście tej komety przez punkt przysłoneczny nastąpiło 1 października r. b.

E. R.

Nowy rój meteorów. Roje meteorów mają ścisły związek z kometami, które rozpraszają swą materję wzdłuż orbity. Gdy orbita komety przecina się z orbitą Ziemi, wówczas materja, rozsiana w szerokim pierścieniu, powoduje przenikanie cząstek tej materji do naszej atmosfery. Zjawisko to jest znane pod nazwą „gwiazd spadających“. Niedawno W. F. Denning ustalił związek nowego roju meteorów z kometą

Giacobini'ego-Zinnera, odkrytą w 1900 r. Ziemia znalazła się w punkcie przecięcia swej orbity z orbitą komety 9 października 1926 r.

Okolo tego dnia zauważono w Anglii kilka jasnych bolidów, z których najjaśniejszy pozostawił ślad, trwający 30 minut. Prócz tego zaobserwowano wiele słabszych meteorów, odnoszących się do tego samego radjantu. Kometa zaś przeszła przez punkt przecięcia się orbit na początku grudnia 1926 r. Radjant, obliczony z elementów komety ($\alpha = 261^{\circ}$, $\delta = +53^{\circ}$), zgadza się z zaobserwowanym, związek więc meteorów z kometa Giacobini'ego-Zinnera nie ulega wątpliwości.

(Mirowiedzenie XVI. str. 118).

E. R.

Temperatura Marsa w 1926 r. Coblenz i Lampland kontynuowali w r. 1926 obserwacje promieniowania Marsa. Znaleźli oni zapomocą termoelementu, że temperatura na Marsie w 1926 r. wahała się od -40°C do $+30^{\circ}\text{C}$. Dane te nie odbiegają znacznie od otrzymanych w r. 1924¹⁾.

(L'astronomie 1927, str. 279).

E. R.

Potężna podwójna gwiazda Boss 46. Bardzo ciekawe własności wykazała podwójna gwiazda, oznaczona w katalogu Boss'a numerem 46 i posiadająca współrzędne: $\alpha_{1900.0} = 0^{\text{h}} 12^{\text{m}} 5^{\text{s}}$, $\delta_{1900.0} = +50^{\circ} 53'$. Charakter podwójny tej gwiazdy został stwierdzony w r. 1915 na drodze spektroskopowej. Jasność gwiazdy wynosi $6^{\text{m}} 22$, widmo waha się między typem O8 i O9, należy więc do gwiazd o temperaturze najwyższej. Ostatnio w Obserwatorium Kanadyjskiem w Victorii przeprowadził J. A. Pearce szczegółowe badania nad tą gwiazdą. Widmo gwiazd podwójnych, których składniki leżą bardzo siebie, jest wynikiem nakładania się widm obu gwiazd; w chwili więc, gdy jedna z nich się oddala od nas, a druga się zbliża, następuje rozdwojenie prążków widmowych na zasadzie Dopplera-Fizeau; te i inne przesunięcia prążków u gwiazd podwójnych powtarzają się bardzo regularnie i z okresowości ich znaleźć możemy okres obiegu gwiazd dokoła wspólnego środka masy.

J. A. Pearce znalazł z licznych spektrogramów, że okres obiegu gwiazd w układzie podwójnym Boss 46 wynosi $3^{\text{d}} 52341$. Z rozdwojenia prążków widmowych wynikało, że względna prędkość gwiazd dochodzi do 453 km/sek. — W widmie gwiazdy dostrzegamy prążki wapnia, które nie biorą udziału w periodycznym przesuwaniu się pozostałych prążków; oczywiście, nie pochodzą one z gwiazdy, lecz z położonej w kierunku tego układu podwójnego chmury kosmicznej wapnia²⁾.

Prócz badań spektroskopowych znane są również badania fotometryczne, dokonane przez Guthnicką w Babelsbergu. Amplituda zmienności blasku okazała się nieco mniejszą od $0^{\text{m}} 19$; krzywa blasku należy do typu β Lyrae.

Łącząc wyniki badań fotometrycznych i spektrograficznych, Pearce wyprowadził następujące wielkości, charakteryzujące układ Boss 46. Odległość między środkami gwiazd $a = 28.000.000$ km.; promień jaśniejszej gwiazdy jest 23.8 razy większy od promienia Słońca, promień zaś słabszej gwiazdy wynosi 15.5 promieni Słońca. Dla wyrażenia promieni tych w kilometrach, należy pomnożyć te wielkości przez długość promienia Słońca $= 695\,500$ km. Masy tych gwiazd są również znacznie większe od masy Słońca; jaśniejsza gwiazda posiada masę, większą 36.3 razy od masy Słońca, masa zaś słabszej gwiazdy wynosi 33.8 mas Słońca. Znając promienie

1) patrz Uranja 1926 str. 79.

2) patrz Uranja Nr. 1 z 1927 r. str. 26. Kosmiczne chmury wapnia.

gwiazd, możemy łatwo obliczyć objętość gwiazd, z objętości i masy otrzymujemy gęstość. Na zasadzie danych, wyżej przytoczonych, znajdziemy, że gęstość tych gwiazd wynosi 0.003 gęstości Słońca (jaśniejsza gwiazda) i 0.009 gęstości Słońca (słabsza gwiazda).

Gwiazdy leżą tak blisko siebie, że powierzchnie ich prawie się stykają; dzieli je najwyżej kilkaset tysięcy kilometrów. Obie gwiazdy należą do kategorii olbrzymów, czyli gwiazd o wielkiej objętości a małej gęstości. Absolutna temperatura ich jest nadzwyczaj wysoka, wynosi bowiem około 28.000°. Paralaksa układu ³⁾ wynosi 0^m.00032; odległość więc do gwiazd Boss 46 równa jest 10.000 lat światła. Jasność ich absolutna, czyli blask, jakiby gwiazdy miały w odległości 10 parseków (32.6 lat światła) od Słońca, wynosi — 5^m.94 i — 4^m.83. A więc gwiazdy te, umieszczone w powyższej odległości, przewyższyłyby znacznie blaskiem Wenus.

Z badań ruchu własnego wynika ponadto, że środek ciężkości tego układu posiada prędkość w przestrzeni 146 km./sek.

(Public. of the Dom. Astroph. Observ. Victoria B. C. Vol. III. № 13)

E. R.

Duża mgławica w południowej części Drogi Mlecznej. Melotte zwraca uwagę na dużą nieregularną mgławicę w gwiazdozbiorach Centaura i Muchy na niebie południowym. Mgławica ta, leżąca na południe od ciemnej mgławicy przy podstawie Krzyża Południowego, ma współrzędne $\alpha = 13^h 18^m$, $\delta = -63^{\circ} 5'$; średnica jej wynosi 2^o.5. Mgławica jest przecinana smugami ciemnych mgławic, których w części Drogi Mlecznej między α Centauri i η Carinae spotykamy bardzo dużo. W mgławicy oraz w jej sąsiedztwie nie widać jasnych gwiazd. (Harv. Bull. 843)

E. R.

Długookresowe gwiazdy zmienne. Badania długookresowych gwiazd zmiennych mają wielkie znaczenie dla astrofizyki. Ze względu na odbywające się ciągle wewnątrz tych gwiazd zmiany, mogą być one nazywane wielkimi gwiazdowymi laboratorjami świata, „tyglami kosmicznymi“, jak je określa Hale. P. W. Merrill w Popular Astronomy 1927 r. str. 221 podaje zestawienie średnich odległości gwiazd zmiennych długookresowych. Gwiazdy, które w maximum blasku dochodzą do 3^m.0, oddalone są od nas przeciętnie o 130 lat światła, gwiazdy osiągające w maximum blasku 6^m.0, odległe są od nas średnio o 520 lat światła, słabe zaś gwiazdy, dochodzące w maximum blasku do 10^m.0, leżą w odległości od nas średnio 3300 lat światła. Odnosi się do typów widmowych Me i Se ⁴⁾, które stanowią 85% wszystkich znanych gwiazd długookresowych.

Widma gwiazd zmiennych długookresowych wykazują bardzo ciekawe osobliwości i zmiany, świadczące o potężnej działalności gazów, z których gwiazda jest utworzona. Długookresowe gwiazdy mają przeważnie niską temperaturę na powierzchni; w maximum blasku temperatura absolutna dochodzi do 2300° w minimum blasku jest o kilkaset stopni niższą. Pozatem gwiazdy te posiadają bardzo małą gęstość. W skrajnym przypadku, u gwiazdy χ Cygni, średnia gęstość jest rzędu $\frac{1}{1000000}$ gęstości Słońca. (Popular Astronomy, 1927, str. 220-222)

E. R.

3) patrz Uranja Nr. 4 z 1926 r. Tajemnice Wszechświata str. 18-19. Objasniono tam pojęcie paralaksy, roku światła i parseku.

4) Określenia typów widmowych podane zostały w artykule p. M. Łobanowa p. t. Chemja gwiazd. Uranja r. 1926 № 3 str. 57-66.

Kronika T. M. A.

1) Zebrania dyskusyjne.

Od 1 marca do 31 grudnia 1927 r. odbyło się 8 zebrań dyskusyjnych, na których wygłoszono następujące odczyty:

11 marca p. W. Wyczółkowski odczytem „Teoria Ia Rosy gwiazd zmiennych“ zaznajomił słuchaczy z poglądami Ia Rosy, który zmienność blasku gwiazd objaśnia jako efekt optyczny, pochodzący ze składania się światła przynajmniej dwóch gwiazd, obdarzonych względem obserwatora różnymi prędkościami w kierunku widzenia, co ma miejsce, jeżeli obserwowana gwiazda składa się z dwóch lub więcej gwiazd, obracających się około centralnego ciała w płaszczyźnie, nachylonej do promienia widzenia pod ostrym kątem.

29 kwietnia prof. M. Kamiński w bogato ilustrowanym przezroczami odczycie na temat „Zaćmienia Słońca“ wyłożył teorię i główne prawa zaćmień, dał obraz fizyczny tego pięknego zjawiska oraz wskazał, co dały i co mogą jeszcze dać astronomii obserwacje zaćmień Słońca.

20 maja dr. E. Rybka w odczycie p. t. „Droga Mleczna“ szeregiem pięknych zdjęć najciekawszych obiektów Drogi Mlecznej zaznajomił słuchaczy z tą, bodaj że najwspanialszą częścią nieba.

3 czerwca dr. S. Szczeniowski w odczycie p. t. „Widma pierwiastków chemicznych w atmosferach gwiazd“ dał zarys składu chemicznego gwiazd w zależności od ich klasy widmowej w oświetleniu nowych poglądów na budowę atomów.

17 czerwca inż. Br. Rafalski w odczycie p. t. „Izaak Newton — z powodu 200-letniej rocznicy śmierci“ skreślił obraz życia i naukowej działalności Newtona, przyczem dłużej zatrzymał się na znaczeniu jego prac dla rozwoju astronomii.

4 listopada dr. E. Rybka wygłosił odczyt „Zaćmienie Słońca 29 czerwca 1927 r.“. Jako uczestnik polskiej wyprawy do Laponii dla obserwacji zaćmienia prelegent podzielił się ze słuchaczami swymi osobistymi wrażeniami z wyprawy oraz z tymczasowymi wynikami jej prac, które zresztą są jeszcze w opracowaniu.

25 listopada dr. J. Gądomski w odczycie „Od ziemi, jako planety, do wszechświata — wysp“ dał zarys budowy i rozmiaru wszechświata zgodne z nowszymi danymi nauki.

14 grudnia inż. R. Niewiadomski w odczycie p. t. „Krytyka kosmogonicznej teorii Laplace'a“ wyłożył, że hipoteza kosmogoniczna Kanta-Laplace'a obecnie nie jest w stanie oprzeć się poważnej krytyce i posiada tylko znaczenie historyczne. Prelegent obiecał na jednym z dyskusyjnych zebrań wyłożyć teorię Chamberlina i Moultona, która lepiej, niż inne, wyjaśnia stopniowy rozwój systemu słonecznego z początkowej mgławicy.

2) Pokazy nieba.

Za wyjątkiem przerwy wakacyjnej, od 1 lipca do końca września, pokazy nieba odbywały się stale w poniedziałki, o ile dopisywała pogoda. Ponieważ dostrzegaliśmy T. M. A. w gmachu Państwowej Szkoły Kolejowej dotychczas jest niedostępna z powodu przebudowy domu Szkoły, T. M. A. korzystało z wysokiej przejmości p. Dyrektora Warszawskiego Obserwatorium i do późnej jesieni urządziło pokazy w jednym z ogrodowych pawilonów Obserwatorium zapomocą refraktora Cooke'a.

Od listopada pokazy odbywają się na południowym tarasie obserwatorium zapomocą własnych narzędzi oraz lunet obserwatorium. Pokazami kierowali pp. M. Białęcki, inż. Z. Chełmoński i dr. M. Łobanow.

Prócz tych regularnych pokazów liczne grono członków T. M. A. obserwowało częściowe zaćmienie Słońca 29 czerwca i całkowite zaćmienie Księżycy w dn. 8 grudnia.

3) Działalność wydawnicza.

W tym kierunku działalność T. M. A. ograniczała się wydawnictwem „Uranji“ oraz wydaniem Kalendarza Astronomicznego na 1928 r. Komitet Redakcyjny ostatniego składali pp.: dr. J. Gadoński, dr. M. Łobanow, inż. B. Rafalski i dr. E. Rybka, przy przewodniczącym Prof. M. Kamińskim.

4) Działalność propagandowo-popularyzacyjna.

T. M. A. w końcu każdego miesiąca rozsyłało do główniejszych gazet krótkie biuletyny o zjawiskach na niebie w ciągu następnego miesiąca.

Z inicjatywy członka Zarządu T. M. A. inż. Z. Chełmońskiego zapoczątkowane zostały przez niego odczyty w szkołach średnich, dające zasadnicze pojęcia o ustroju świata. Odczyty te spotkały się z wielkim uznaniem administracji szkół, w których były wygłaszane, oraz z widocznym zainteresowaniem młodocianych słuchaczy.

Członek T. M. A. dr. E. Rybka 6.XII.1927 r. wygłosił przez radio odczyt o zbliżającym się zaćmieniu Księżycy, a dr. J. Gadoński w li-stopadzie również przez radio mówił o ogólnej budowie wszechświata.

5) Nowi członkowie.

Wstąpiły do T. M. A. następujące osoby:

a) Na członków rzeczywistych

- 1) Jan Nowosielski — bankowiec.
- 2) Marja Radomska — żona inżyniera.
- 3) Wanda Dmowska — studentka.
- 4) Zdzisław Wawrykiewicz — kapitan W. P.
- 5) Izrael Szapiro — starszy rabin.
- 6) Marja Bielicka — studentka.
- 7) Stefan Dziuba — handlowiec.
- 8) Dr. Feliks Burdecki — nauczyciel.
- 9) Edward Sturm de Strem — urzędnik państwowy.
- 10) Ludwik Zajdler — student.
- 11) Stanisław Muszyński — lekarz.
- 12) Bronisław Maciński — student.

b) Do Koła Młodzieży

- 1) Tadeusz Janowski — uczeń szkół śr.

6) Nekrologja.

T. M. A. poniosło w 1927 r. dotkliwą stratę przez śmierć członka Komisji Rewizyjnej ś. p. Adolfa Dębczyńskiego. Zmarły Interesował się bardzo żywo sprawami naszego Towarzystwa i nie szczędził trudu, jako członek Komisji Rewizyjnej, aby wspierać rozwój T. M. A., śmierć Jego więc wywołała głęboki żal u wszystkich, którzy z Nim współpracowali.

Pozatem z grona członków T. M. A. zmarła śmiercią tragiczną ś. p. Walentyna Olechnowiczowa, zamordowana w swem mieszkaniu 1 maja przez złoczyńców.

Sprostowanie: W № 3 Uranji z r. b. na str. 80 (w. 2 od dołu) błędnie wydrukowano rok urodzenia Laplace'a; zamiast 1794 r. powinno być 1749.

Otrzymałmśmy następującą odezwę z prośbą o umieszczenie:

Odezwa Instytutu Mesjanicznego.

Zbliża się 150-ta rocznica urodzin Hoene-Wrońskiego, wielkiego filozofa, matematyka i oświeciciela ludzkości. — Instytut Mesjaniczny w Warszawie, który już wydał główne dzieła H.-Wrońskiego, zamierza wydać w najbliższym czasie inne dzieła z zakresu filozofji absolutnej. Lecz dotychczas w literaturze polskiej nie było pracy, wszechstronnie traktującej podstawowe odkrycie H.-Wrońskiego, Prawo Stworzenia. Praca taka świeżo ukazała się we Francji p. t.: *L'Armature Métaphysique établie d'après La Loi de Création de Hoene-Wroński*; autor tego dzieła, Francis Warrain, okazuje, że H.-Wroński osiągnął szczytów wiedzy ludzkiej i swem Prawem Stworzenia zapewnia postępy myśli ludzkiej na długi okres czasu.

Chcąc przyspieszyć wydanie tego dzieła w polskim przekładzie, Instytut Mesjaniczny otwiera prenumeratę na dzieło i zbieranie ofiar na to wydawnictwo. Przy niewielkim nakładzie cena egzemplarza (zawierającego 350 str. dużej 16-ki) w prenumeracie wyniesie 20 zł. (2 i pół doł.). Do dzieła dołączona będzie lista prenumeratorów i ofiarodawców, którzy przyczynili się do wydania tego dzieła, rozslawiającego w całym świecie cywilizowanym imię genialnego naszego rodaka.

Zapisy na przedpłatę przyjmuje Członek Instytutu Mesjanicznego Paulin Chomicz (Warszawa, Piękna 68, m. 7, godz. 5 — 7) oraz Bank Tow. Spółdzielczych w Warszawie, ul. Jasna № 1, konto Instytutu Mesjanicznego.

Sprostowanie.

Do artykułu mego „o ekspedycji astronomicznej do obserwacji całkowitego zaćmienia Słońca 29.VI, 1927 r. w Laponji” (*Uranja* № 3, 1927) wkradła się mimowoli pewna nieścisłość. Pisałem mianowicie (str. 69), że metodę chronokinematograficzną „z powodzeniem zastosował *Costa Lobo* podczas obserwacji zaćmienia słonecznego 1912 r. w Hiszpanji.” (Z powodu szczupłości miejsca pominąłem nazwiska dwóch biologów *Vlès'a* i *Carvallo*, którzy próby te wykonali). Wynikałoby z tego, że urzeczywistnienie metody chronokinematograficznej datuje się już od roku 1912.

Pisząc ów artykuł w Gdyni, gdzie byłem pozbawiony odpowiedniej literatury, nie mogłem stwierdzić, że dokonane w r. 1912 w Hiszpanji próby chronokinematografowania, o których zresztą wspomina *F. P. Liesegang* w swojej „*Wissenschaftliche Kinematographie*” (Lipsk 1920), nie dały wyników pozytywnych.

Ponieważ obecnie zwrócono moją uwagę na tę nieścisłość mego artykułu, uzupełniam go niniejszem sprostowaniem. Należy więc stwierdzić, że o ile kinematografowanie zaćmienia słonecznego było już stosowane w r. 1912, — metoda **chronokinematograficzna** wyznaczania momentów zaćmienia została poraz pierwszy urzeczywistniona, i to z powodzeniem, dopiero przez *prof. T. Banachewicza* podczas tegorocznej polskiej ekspedycji astronomicznej do Laponji.

EDWARD STENZ

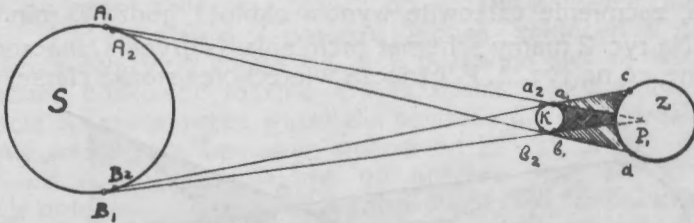
Warszawa, w październiku 1927 r.

Tajemnice Wszechświata.

Art. 9. Zaćmienia Słońca i Księżycy.

Do najefektowniejszych zjawisk astronomicznych, wywołujących silne wrażenie od niepamiętnych czasów u wszystkich ludzi, są *zaćmienia Słońca i Księżycy*. Zdarzają się one, gdy Księżyc znajduje się między Ziemią i Słońcem i zasłoni je, lub też naodwrot Ziemia nie dopuści światła słonecznego do Księżycy. W pierwszym wypadku mamy do czynienia z zaćmieniami Słońca, w drugim z zaćmieniami Księżycy.

Ziemia i Księżyc, jako bryły w przybliżeniu kuliste, rzucają cień w kształcie stożka, którego oś przechodzi przez środek Słońca oraz środek Ziemi lub Księżycy. Niech S oznacza Słońce (ryc. 1),



Ryc. 1.

Z —Ziemię, K —Księżyc. Jeżeli przeprowadzimy styczne zewnętrzne do kół S i K ($A_1 a_1$ i $B_1 b_1$), to przetną się one w punkcie p_1 , w wierzchołku stożka cienia. W chwili, gdy stożek cienia Księżycy dotknie się powierzchni Ziemi, wówczas w tym miejscu Słońce znika za tarczą Księżycy i nastaje całkowite zaćmienie Słońca. Ponieważ odległości Ziemi od Słońca i Księżycy od Ziemi ulegają zmianom, więc wierzchołek stożka cienia, rzucanego przez Księżyc, może znaleźć się przed powierzchnią Ziemi. W tym wypadku Księżyc nie może całkowicie zasłonić tarczy słonecznej i podczas centralnego zaćmienia, t. j. w chwili, gdy znajdujemy się na prostej, przechodzącej przez środek Słońca i Księżycy, widzimy jasny pierścień Słońca dokoła ciemnej tarczy Księżycy. Zaćmienie takie nazywamy *obrączkowem*.

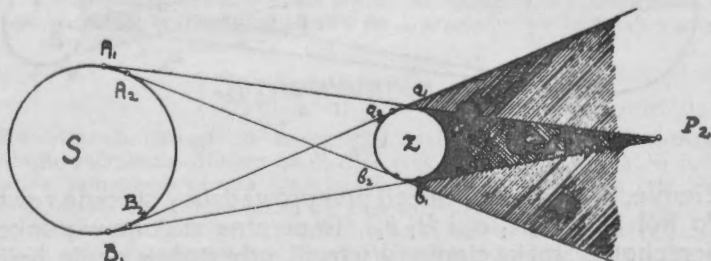
Podczas całkowitych zaćmień Słońca stożek zupełnego cienia przecina niewielką część powierzchni Ziemi. Szerokość pasa całkowitego zaćmienia rzadko kiedy przekracza 200 km., więc jakkolwiek całkowite zaćmienia Słońca są naogół częstym zjawiskiem, zdarza się ich bowiem około 60 na stulecie, jednakże w danym miejscu bywają widoczne bardzo rzadko, przeciętnie raz na kilkaset lat.

W częściach Ziemi, które leżą po za głównym stożkiem cienia, wewnątrz jednak stożka, utworzonego przez styczne wewnętrzne do Słońca i Księżyca ($A_2 b_2$ i $B_2 a_2$ na ryc. 1), widzimy tylko część tarczy słonecznej, zasłoniętą przez Księżyc; zaćmienie w tych miejscowościach bywa *częściowe*.

Całkowite zaćmienie Słońca trwa zwykle tylko kilka minut; zaćmienia, trwające dłużej, niż 5 minut, należą do rzadkich, najdłuższy zaś czas trwania całkowitego zaćmienia Słońca może wynosić 8 minut.

Natomiast *zaćmienia Księżyca* trwają znacznie dłużej, niż słoneczne. Ziemia jest znacznie większa od Księżyca, więc też średnica stożka jej cienia w odległości Księżyca od Ziemi ma taką wielkość, że Księżyc, przechodząc przez ten stożek, może długo przebywać w cieniu. W przypadku zaćmienia *centralnego*, t. j. wtedy, gdy środek Księżyca przechodzi przez oś stożka cienia, zaćmienie całkowite wynosi około 1 godz. 40 min.

Na ryc. 2 mamy schemat zaćmienia Księżyca. Oznaczenia są te same, co na ryc. 1. P_2 oznacza wierzchołek stożka cienia, który



Ryc. 2.

jest gęsto zakreskowany. Słabiej zakreskowany stożek, utworzony przez styczne wewnętrzne do Słońca i Ziemi $B_2 a_2$ i $A_2 b_2$ — jest dziedziną półcienia. Powierzchnia Księżyca podczas przebywania jego w stożku półcienia, świeci przyćmionym blaskiem; w chwili wejścia Księżyca w cień pokazuje się na jego tarczy ciemna szczyrba ze wschodniej strony. W ciągu mniej więcej godziny cień obejmuje całą tarczę Księżyca. W chwili, gdy zniknie w cieniu ostatni jasny punkt Księżyca, nastaje całkowite zaćmienie. Księżyc jednak zwykle nie staje się niewidocznym, lecz świeci czerwonym miedzianym blaskiem. Blask ten Księżyc zawdzięcza światłu Słońca, załamującemu się w naszej atmosferze i z powodu zakrzywienia toru dochodzącemu do Księżyca. Światło to po przejściu przez grubą warstwę powietrza, jest czerwone, natężenie zaś jego zależy od przezroczystości i zachmurzenia w tych miejscach atmosfery ziemskiej, które leżą na granicy

stożka cienia. Blask Księżyca więc podczas zaćmień ulega zmianom; niekiedy tarcza Księżyca bywa trudno dostrzegalna na niebie, lub nawet znika, innym razem zaś świeci jasnym czerwonym blaskiem.

Zaćmienia Słońca mogą przypadać tylko *podczas nowiu*, a zaćmienia Księżyca tylko podczas pełni. Gdyby droga Księżyca leżała w płaszczyźnie ekliptyki, wówczas zawsze podczas pełni nastawałoby całkowite zaćmienie Księżyca, a podczas każdego nowiu całkowite lub obrączkowe zaćmienie Słońca. W istocie jednak płaszczyzna drogi Księżyca jest nachylona pod kątem około 5° do ekliptyki, wskutek czego zaćmienia tylko wtedy mogą się zdarzać, gdy Księżyc znajduje się w pobliżu węzłów¹⁾ swej drogi, czyli punktów przecięcia orbity Księżyca z ekliptyką.

Gdyby orbita Księżyca nie zmieniała swego położenia względem ekliptyki, wówczas zawsze w jednakowych okresach czasu podczas zbliżenia Słońca do węzłów Księżyca mogłyby zdarzać się zaćmienia. Z powodu jednak zakłóceń w drodze Księżyca węzły jego cofają się, t. j. posuwają się ze wschodu na zachód blisko 20° rocznie. Okres czasu, który upływa od przejścia Księżyca przez węzeł do powrotu do tego węzła, nazywamy miesiącem *smoczym*; wynosi on $27^d 5^h 5^m 36^s$. Słońce zaś powraca do tych punktów po upływie $346^d 14^h 52^m 57^s$. 19 tych obiegów słonecznych wynosi $6585^d \cdot 780$, a 242 miesiące smocze = $6585^d \cdot 357$. Jednocześnie 223 miesiące synodyczne, t. j. okresy czasu od jednej pełni do następnej, wynoszą $6585^d \cdot 3212$. Po upływie więc $6585^d \cdot 321$ po zaćmieniu Słońca lub Księżyca oba te ciała znajdują się znów w pobliżu węzłów orbity księżycowej i nastąpi znów zaćmienie, podobne do pierwszego.

Okres ten $6585^d \cdot 3212 = 6585^d 7^h 42^m$ nazywamy okresem *Saros*. W latach wynosi on 18 lat 10 dni, o ile w ciągu tego czasu wypada 5 lat przestępnych, i 18 lat 11 dni, jeżeli będziemy w tym czasie mieli 4 lata przestępne.

Okres *Saros* od bardzo dawnych czasów odgrywał nadzwyczaj ważną rolę przy przepowiedni zaćmień Słońca i Księżyca. Jeżeli znamy datę jakiegoś zaćmienia, to dodając do tej daty 18 lat 11 dni, względnie 18 lat 10 dni, otrzymamy datę nowego zaćmienia, analogicznego do poprzedniego. Ponieważ *Saros* w przybliżeniu wynosi $6585\frac{1}{3}$ dni, więc nowe zaćmienia Słońca przypadają w innych miejscowościach Ziemi, niż poprzednie, po trzech zaś cyklach *Saros* zdarzają się znów mniej więcej w tych samych okolicach Ziemi.

Bardzo ważną rolę podczas zaćmień mają dokładne obserwacje *kontaktów*²⁾. I *kontakt* — oznacza początek zaćmienia; jest

¹⁾ patrz Uranja № 2 z 1927 r. str. 61.

²⁾ patrz Uranja № 3 z 1927 r. str. 95.

to chwila, kiedy Księżyc zetknie się z tarczą Słońca podczas zaćmienia Słońca lub też zetknie się on z cieniem Ziemi. *II kontakt* jest to chwila początku zaćmienia całkowitego; Księżyc wówczas całkowicie zasłania Słońce, ewentualnie sam kryje się w cieniu Ziemi. *III kontakt* oznacza chwilę końca zaćmienia całkowitego, *IV kontakt* — koniec zaćmienia częściowego. Podczas zaćmienia częściowego obserwujemy, oczywiście, tylko *I* i *IV* kontakt. Dokładne obserwacje momentów kontaktów mają duże znaczenie dla badania ruchu Księżyca.

Podczas całkowitych zaćmień Słońca szczególną wagę mają obserwacje korony słonecznej i warstw zewnętrznych Słońca, widocznych tylko wówczas bezpośrednio. W ciągu najbliższych 10 lat widoczne będą następujące całkowite zaćmienia Słońca:

Data	Czas trwania całk. zaćm.	Miejscowości, gdzie zaćmienie całk. będzie widoczne.
9 maja 1929	5 ^m .1	Sumatra, Malakka, Filipiny.
21 paźdz. 1930	1.9	Ocean Spokojny, Patagonja.
31 sierpnia 1932	1.5	Kanada.
14 lutego 1934	2.7	Borneo, Celebes.
19 czerwca 1936	2.5	Grecja, Azja Środkowa, Japonja.
8 czerwca 1937	7.1	Ocean Spokojny, Peru.

Do tego samego rodzaju zjawisk, co i zaćmienia, należą *zakrycia gwiazd przez Księżyc*. W biegu swym po niebie Księżyc zakrywa swą tarczą liczne gwiazdy, które znikają ze strony wschodniej, a ukazują się ze strony zachodniej tarczy. Ponieważ gwiazdy są w takiej odległości od nas, że nawet w największych lunetach świecą jako punkty, więc znikają za tarczą Księżyca momentalnie i również momentalnie się ukazują. Brak zaś atmosfery na Księżycu sprawia, że gwiazda znika od razu bez osłabienia blasku. Przed pełnią gwiazdy znikają przy ciemnym brzegu, po pełni zaś przy oświetlonym.

Obserwacje momentów zakryć gwiazd przez Księżyc z dokładnością do ułamka sekundy mają wielkie znaczenie przy badaniu ruchu Księżyca, pozwalają bowiem na dokładne wyznaczenie pozycji naszego satelity. Przepowiednie zakryć gwiazd przez Księżyc dla Krakowa, Lwowa, Poznania, Warszawy i Wilna ogłaszane są od 1922 r. w Roczniku Astronomicznym Obserwatorium Krakowskiego, wydawanym przez *prof. T. Banachewicza*.

E. R.



Towarzystwo Miłośników Astronomji.

Konto czekowe P. K. O. Nr. 5885.

Siedziba: Warszawa, Al. Ujazdowska 6/8, Obserwatorium Astronomiczne II-gie piętro. Sekretariat czynny w poniedziałki od godz. 18 do g. 20. Sekretarz w zastępstwie inż. B. Rafalski.

Dostrzegalnia i Biblioteka T-wa, Chmielna 88, IV piętro, czynne w poniedziałki, środy i piątki w wieczory pogodne, dla członków T. M. A. i publiczności. (Chwilowo nieczynna). Kierownik Dostrzegalni p. M. Białęcki.

Pokazy nieba dla członków T. M. A. w Obserwatorium Astronomicznem, Al. Ujazdowska 6/8, co poniedziałek w wieczory pogodne, lub we wtorki, w razie niepogody w poniedziałek.

„URANJA“

Komitet Redakcyjny: inż. Z. Chełmoński, dr. J. Gadoński, dr. M. Łobanow, inż. B. Rafalski, dr. E. Rybka, dr. E. Stenz.

Redakcja: Warszawa, Al. Ujazdowska 6/8, Obserwatorium Astronomiczne. Redaktor: dr. E. Rybka. Artykuły i korespondencje w sprawach redakcyjnych przysyłać należy do redakcji. Rękopisy nie są zwracane.

Administracja: Kierownik administracji Uranji dla członków T. M. A. p. inż. B. Rafalski; ekspedycję Uranji (bieżącego i poprzednich numerów) księgarniom i nieczłonkom T. M. A. załatwia Kasa im. J. Mianowskiego.

Składki za 1928 rok.

Składka członka rzeczywistego wynosi 10 zł. (wraz z prenumeratą Uranji), członka Koła Młodzieży 5 zł., czł. popierającego 40 zł. Wpisowe (jednorazowo) 2 zł.

Składki członkowskie można wpłacać na Konto P. K. O. Nr. 5885, w sekretarjacie T - wa lub przysyłać na ręce skarbnika T-wa p. M. Łobanowa (Warszawa, Mokotowska 23 m. 8).

Prenumerata:

Prenumerata Uranji wynosi 4 zł. rocznie, z przesyłką pocztową 4 zł. 50 gr.

