08483/1939

ROK XVII

URANIA

CZASOPISMO
POLSKIEGO TOWARZYSTWA
PRZYJACIÓŁ ASTRONOMII

NR 2
KWIECIEŃ
1939

LWÓW 1939

TREŚĆ Nr 2

str.

W. Zonn. Zaćmienie ζ Aurigae w 1939/40 21
— Dodatek 25
E. Rybka. Budowa 5-metrowego teleskopu 29
Kronika naukowa 33
Kalendarz astronomiczny na maj, czerwiec i lipiec 37

SOMMAIRE DU No 2

pg.

W. Zonn. L'éclipse de l'étoile ζ Aurigae 1939/40 21
— Supplément. 25
E. Rybka. Construction du télescope à miroir de 5 m. 29
Nouvelles de la science 33
Calendrier astronomique 37

URANIA CZASOPISMO POLSKIEGO TOWARZYSTWA PRZYJACIÓŁ ASTRONOMII

ROK XVII KWIECIEŃ 1939 R. Nr 2 (64)

Dr WŁODZIMIERZ ZONN (Warszawa)

Zaćmienie dzeta Aurigae w 1939/40

(Apel do polskich obserwatorów gwiazd zmiennych)

W końcu bieżącego roku nastąpi zaćmienie jednej z najciekawszych gwiazd zaćmieniowych ζ Aurigae. W Nrze 1 (53) „Uranii" (luty 1937) są podane ważniejsze dane dotyczące tego układu. Obecnie chciałbym bliżej zapoznać czytelników z techniczną stroną obserwacji tej gwiazdy i przez to być może zachęcić wszystkich obserwatorów, zarówno astronomów-fachowców jak i amatorów, do obserwowania tegorocznego zaćmienia. Jest to zjawisko dość rzadkie, dlatego też jest bardzo pożądanym, aby jak największa liczba obserwatorów uczestniczyła w jego obserwowaniu. A że jakość posiadanego narzędzia odgrywa tutaj całkiem drugorzędną rolę, dostępną staje się obserwacja ζ Aurigae dla wszystkich, którzy są w posiadaniu choćby lornetki lub średnich rozmiarów kamery fotograficznej.

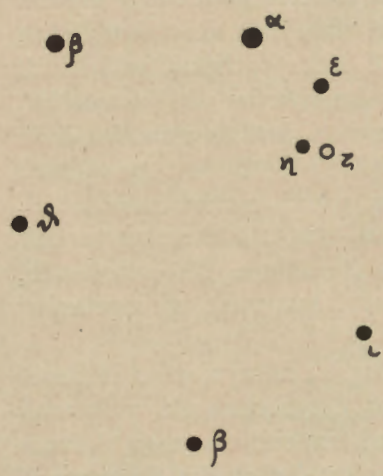
Do chwili zaćmienia mamy z górą $^1/_2$ roku, a więc ci nawet spośród czytelników „Uranii", którzy dotychczas nie próbowali swych sił na polu obserwacji gwiazd zmiennych, mają jeszcze dość czasu, aby tych rzeczy się nauczyć i z chwilą rozpoczęcia zaćmienia wziąć udział w jego obserwacji. Gdyby jednak przeczytanie tego artykułu i ewentualna lektura innych prac (wspomnianych w dalszym ciągu tej notatki) nie wystarczyła lub nasuwała jakieś wątpliwości, proszę o zwracanie się pisemne lub osobiste do autora tej notatki, który w miarę swoich możliwości udzieli wyjaśnień lub wskaże odpowiednią lekturę.

Warunki geometryczne tegorocznego zaćmienia ζ Aurigae są wyjątkowo pomyślne. Zaćmienie rozpocznie się około 20 grudnia 1939 r., skończy się zaś około 28 stycznia 1940, a więc całe zjawisko będzie miało miejsce wówczas, gdy ζ Aurigae prawie przez całą noc jest wysoko nad horyzontem. Ze względu na to, że obliczone momenty mogą być obarczone pewnym błędem, należy rozpocząć obserwacje nieco wcześniej, niż to przewidują

BIBLIOTEKA UNIWERSYTECKA W TORUNIU

obliczenia. Tak więc najlepiej rozpocząć obserwacje już około 16 grudnia i w okresie od 16 do 24 grudnia obserwować możliwie często (przynajmniej 10—15 razy w ciągu nocy), w tym bowiem okresie nastąpi spadek jasności tej gwiazdy (trwający około 1 doby). Od 24 grudnia r. b. do 24 stycznia 1940 jasność ζ Aurigae będzie prawie niezmienną, wobec tego w tym okresie można ograniczyć się do kilku zaledwie obserwacyj w ciągu nocy. Pomiędzy 24 stycznia a 2 lutego nastąpi szybki wzrost jasności ζ Aurigae (trwający również około 1 doby), wobec tego pożądanym jest w tym okresie znowu jak najczęściej obserwować tę gwiazdę Po 2 lutego można obserwacyj zupełnie zaprzestać.

Amplituda wizualna tej gwiazdy jest niestety bardzo mała — około 0·1 wielkości gwiazdowej, wobec tego zwykłe obserwacje są tutaj prawie bez wartości. Obserwując natomiast tę gwiazdę w promieniach niebieskich będziemy mieli znacznie większą amplitudę — około 0·7 wielkości, tak że błędy obserwacji w tym wypadku nie będą już odgrywały tak wielkiej roli. Obserwować więc musimy przez niebieski filtr. Jasność ζ Aurigae, obserwowana przez niebieski filtr, będzie w maksimum około $4^m.7$, w minimum zaś około $5^m.4$, a więc z trudem tylko będzie można ją obserwować bez żadnego narzędzia; jeżeli jednak dobierzemy sobie stosunkowo jasny filtr i będziemy mieli dobrą pogodę, wówczas być może uda nam się wykonać wszystkie obserwacje ζ Aurigae bez narzędzia, obserwując wprost okiem przez filtr. Najlepiej jednak użyć tutaj lornetki, umieszczając filtr przed okularem.



Ryc. 1. Mapka okolicy Woźnicy (Aurigae)

Aby nie narażać amatorów na kupno gotowego filtru, podaję tani sposób wykonania niebieskiego filtru: zwykłą kliszę fotograficzną wprost z pudełka kładziemy do utrwalacza (czynność tę wykonywamy w ciemności). Po dokładnym usunięciu emulsji (sprawdzić to możemy przy czerwonym świetle) należy kliszę starannie wypłukać (kąpiąc ją przynajmiej 2 godziny w wodzie bieżącej) i wysuszyć. Przygotowujemy następnie roztwór jakiegoś barwika (w tym wypadku niebieskiego) i kładziemy do niego

Zbiory Zabezpieczone Bytom

kliszę. Po kilku minutach (kliszę musimy wraz z wanienką przez cały czas lekko kołysać), gdy żelatyna dobrze się zabarwiła, wyjmujemy kliszę i w ciągu kilkunastu sekund płuczemy w wodzie bieżącej. Następnie kliszę kładziemy poziomo warstwą żelatynową do góry, aby żelatyna dobrze wyschła. Suszyć należy w miejscu możliwie wolnym od kurzu. Aby warstwa żelatyny nie uległa porysowaniu lub zadrapaniu, lepiej jest taki filtr skleić za pomocą balsamu kanadyjskiego z czystą szybką szklaną (otrzymaną np. z innej kliszy położonej poprzednio do gorącej wody, aby żelatyna zeszła) lub z tak samo sporządzonym innym filtrem niebieskim (oczywiście żelatyną do środka). Jako niebieski barwnik może służyć np. tzw. „błękit etylenowy" (Ethylenblau) proszek, który nabyć można prawie w każdej aptece, lub jakikolwiekbądź inny barwnik niebieski rozpuszczalny w wodzie. Posiadacze amatorskich kamer fotograficznych mogą dokonywać zdjęć ζ Aurigae kierując wprost kamerę na odpowiednie miejsce na niebie i robiąc ekspozycje 1—10 minut (zależnie od średnicy posiadanej soczewki) przy aparacie nieruchomym. Wprawdzie zamiast obrazów punktowych, otrzymają oni gwiazdy w postaci kreseczek, jednak ta okoliczność nie będzie przeszkodą przy ocenie jasności ζ Aurigae na kliszach, wszystkie bowiem gwiazdy porównawcze będą miały taki sam wygląd. Ponieważ, jak już mówiliśmy, wskazanym jest obserwować ζ Aurigae w promieniach niebieskich, należy więc użyć tutaj tzw. klisz „ślepych" (to znaczy nie uczulonych dodatkowo na żadną barwę). Niestety dziś w Polsce trudno jest znaleźć w handlu tego rodzaju klisze (jedyne klisze „ślepe" istniejące w handlu są bardzo mało czułe np. fotomechaniczne, lub reprodukcyjne),

Ryc. 2. Mapka najbliższego otoczenia ζ Aurigae

wobec tego można od biedy zastąpić klisze „ślepe“ kliszami ortochromatycznymi, w żadnym jednak wypadku nie należy używać tutaj klisz panchromatycznych (które są czułe na czerwień), gdyż będziemy mieli wówczas bardzo małą amplitudę jasności ζ Aurigae.

W jaki sposób wykonuje się obserwacje jasności gwiazd, zarówno na niebie jak i na kliszach, o tym niejednokrotnie już pisano w różnych książkach i czasopismach popularnych [1]). Dla tych czytelników, którzy nie mieli, lub nie mają możności zapoznać się z odpowiednią lekturą, podajemy w końcu niniejszej notatki wyjątek z artykułu o odpowiedniej treści.

Ze względu na to, że indywidualne wyniki mogą być mało dokładne, zestawienie tylko większej ilości obserwacyj może dać dokładny obraz przebiegu zaćmienia ζ Aurigae. Wobec tego autor prosi wszystkich obserwatorów o łaskawe nadesłanie na jego ręce swoich obserwacyj „in extenso“. Musi być podane miejsce obserwacji, data (z dokładnością do minuty), ocena jasności ζ Aurigae oraz uwagi o pogodzie. Poza tym musi być do tego dołączona mapka, na której byłoby zaznaczone, jakie gwiazdy użyto do obserwacji i jakimi literami je oznaczone w dzienniku obserwacyjnym. Dla zwiększenia dokładności obserwacji lepiej byłoby w tym przypadku porównywać nie z jedną parą gwiazd (jak to najczęściej jest praktykowane), lecz jednocześnie z dwiema parami. Ci z czytelników, którzyby zrobili szereg zdjęć ζ Aurigae, a nie chcieli, lub nie umieli ocenić jej jasności na kliszach, proszeni są o przysłanie tych klisz na ręce autora niniejszej notatki, załączając jednocześnie wszystkie dane co do momentu, miejsca obserwacji i t. d.

Nadesłany materiał obserwacyjny będzie zestawiony i, w wypadku uzyskania jakiegoś zadowalniającego wyniku, opublikowany w którymś z polskich wydawnictw astronomicznych.

Obserwatorium Astronomiczne
Warszawa, Al. Ujazdowskie 6/8.

---

[1]) J. Gadomski: „Gwiazdy zmienne i ich obserwacja“. Kalendarz Astronomiczny Towarzystwa Miłośników Astronomii, część stała, str. 32 i następne. Warszawa 1928.

S. Kaliński: „O obserwacjach gwiazd zmiennych metodą Argelandera“, Urania Nr 1, str. 17, Warszawa 1922.

Obie broszurki można nabyć w Polskim Towarzystwie Przyjaciół Astronomii, Warszawa, Al. Ujazdowskie 6/8. Pomijam tu cały szereg książek w językach obcych.

DODATEK[1])

Metoda Argelandera

Metodą obserwacji dostępną dla każdego amatora jest t. zw. metoda Argelandera. Polega ona na tym, że przede wszystkim w pobliżu gwiazdy zmiennej, którą zamierzamy badać, wybieramy możliwie blisko dwie lub trzy gwiazdy o stałej jasności takiej, by jasność gwiazdy zmiennej była zawsze zawarta pomiędzy ich jasnościami. Czasami mogłaby wystarczyć nam tylko jedna para gwiazd do porównań (jeżeli zmienna nigdy nie przekracza ich jasności), najczęściej jednak użyć musimy trzech a nawet czterech gwiazd porównawczych. Położenie gwiazdy zmiennej i gwiazd porównawczych musimy dokładnie narysować na papierze lub zaznaczyć na specjalnie przygotowanej mapce, by na przyszłość nie mylić ich między sobą i tylko ich używać do obserwacji. Oznaczamy je zazwyczaj literami np. *a*, *b*, *c*, *d*, samą zaś zmienną — literą *v* (variabilis). Przy wyborze gwiazd porównawczych musimy starać się o to, by różnice jasności gwiazdy zmiennej i gwiazd porównania były możliwie małe. Wpływa to w dużym stopniu na dokładność obserwacji. Przypuśćmy więc, że wybraliśmy już dla zmiennej *v* cztery takie bliskie gwiazdy *a*, *b*, *c*, *d*. Wykonywamy wówczas obserwację w ten sposób, iż przede wszystkim badamy, między jaką parą gwiazd porównania jasność gwiazdy zmiennej jest zawarta: czy między *a* i *b*, czy między *b* i *c* i t. d. Niech np. zmienna jest słabsza od gwiazdy *c*, jaśniejsza zaś od *d*. Oceniamy wtedy dokładnie różnice jasności w ten sposób, że z początku porównywamy jasność zmiennej z jedną tylko gwiazdą, np. z *c*. Jeśli zmienna jest tylko ledwie dostrzegalnie słabsza od gwiazdy *c*, wówczas oceniamy ten „odstęp" jako równy 1 stopniowi. Zapisujemy wówczas „*c* 1 *v*" (na początku obiekt jaśniejszy, dalej ocena i obiekt słabszy). Gdy gwiazda zmienna jest wyraźnie słabsza od *c*, wówczas ocena wypadnie 2 (*c* 2 *v*). Jeśli różnica jasności jeszcze bardziej rzuca nam się w oczy, dajemy oceny 3, 4, 5 i t. d. zależnie od wrażenia, jakie różnica jasności na nas sprawiła. Zupełnie tak samo postępujemy przy porównaniu ze słabszą gwiazdką. Gdy zmienna jest tylko zaledwie jaśniejsza od niej, dajemy ocenę 1 (*v* 1 *d*), wyraźniejszy efekt zanotujemy jako różnicę 2 i t. d. W przypadku zaś, kiedy gwiazda zmienna wydaje nam się raz jaśniejsza niż gwiazda porównawcza, raz zaś słabsza, oceniamy ją jako równą co do jasności gwieździe porównawczej i piszemy *v* = *c*. Po wykonaniu obserwacji zapiszemy oba wyniki obserwacji razem, naprzykład:

c 4 *v* 1 *d*.

Oznacza to, iż zmienna była zaledwie dostrzegalnie jaśniejsza od gwiazdy *d* (jeden stopień), natomiast znacznie słabsza od gwiazdy *c* (cztery stopnie).

Jakkolwiek ów „stopień" jest miarą bardzo nieścisłą, poza tym też zależną od oka obserwatora, jednak rezultat obserwacji przy pewnej wprawie bywa czasami wcale dokładny. Chodzi tutaj tylko o to, by przy obu ocenach stopień zachowywał stale jednakową wartość; czy wartość jego

---

[1]) Wyjątek z artykułu autora p. t. „Prace astronoma amatora (obserwacja gwiazd zmiennych)". „Fizyka i Chemia w Szkole" czerwiec 1935 r. Przedruku dokonano za łaskawym zezwoleniem redakcji „Fizyki i Chemii w szkole".

jest duża czy też mała, nie gra to żadnej roli, gdyż np. czy ocena będzie *b* 6 *v* 2 *c*, czy też *b* 3 *v* 1 *c*, wynik obserwacji (jak później się przekonamy) będzie ten sam; ważnym jest tylko, powtarzam, by stopień zachowywał stale jednakową wartość. Duża ilość stopni np. 5, 6, 7 bywa zazwyczaj miarą mało dokładną (zwłaszcza u obserwatorów początkujących). Dlatego też jasności gwiazd porównawczych muszą być możliwie bliskie jasności gwiazdy zmiennej. Należy starannie unikać dużych skoków jasności, nie będziemy wtedy zmuszeni do dawania dużych ocen, które, jak mówiliśmy, zmniejszają dokładność obserwacji. Również wskazanym jest, by gwiazdy porównawcze były tego samego koloru, co gwiazda zmienna, unika się w ten sposób pewnych błędów, pochodzących z różnicy barw.

Przy wykonaniu samej obserwacji musimy przestrzegać następujących warunków, niezbędnych dla uzyskania pomiarów dokładnych:

1) obserwacja musi być wykonywana w absolutnej ciemności;

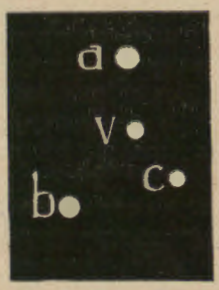
2) po zgaszeniu światła np. latarki elektrycznej, potrzebnej przy zapisywaniu obserwacyj, należy kilka minut przeczekać, by oko dobrze wypoczęło, dopiero wtedy możemy obserwować dalej;

3) obserwować tylko w pogodne bezchmurne noce;

4) nie obserwować gwiazd wtedy, gdy znajdują się blisko horyzontu, wtedy bowiem najrozmaitsze czynniki atmosferyczne ogromnie psują obrazy i powodują silne osłabienie jasności wszystkich gwiazd.

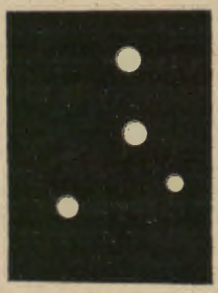
Do powyższego musimy dodać jeszcze jeden „przepis" natury psychologicznej. Nie wolno mianowicie przystępować do obserwacji będąc z góry uprzedzonym co do jej wyników. Powstają bowiem wtedy łatwo bardzo duże błędy.

Jako próbę, wykonamy szereg ocen dla gwiazdy zmiennej, uwidocznionej na ryc. 3, 4 i 5. (Zmienna jest oznaczona na ryc. 3 literą *v*, gwiazdy zaś porównawcze literami *a*, *b*, *c*. Oznaczenia uwidocznione są tylko na



Ryc. 3

Ryc. 4


Ryc. 5

ryc. 3). Odsuniemy owe rysunki możliwie daleko od oka i wykonamy obserwację dla każdej ryciny osobno. A więc z początku zdecydujemy, pomiędzy jakie dwie gwiazdy zmienną naszą „wstawimy", a następnie wykonamy samą ocenę zapisując wyniki. Otrzymany rezultat musi mniej więcej brzmieć:

Ryc. 3	*b* 4 *v* 1 *c*
„ 4	*b* 2 *v* 3 *c*
„ 5	*a* 1 *v* 2 *b*

Pewne odchylenia są oczywiście tutaj dopuszczalne. Tak więc, jeśli zamiast oceny *b* 4 *v* 1 *c* wypadnie nam np. *b* 5 *v* 1 *c*, lub *b* 5 *v* 2 *c*, lub też *b* 3 *v* 1 *c*, będą to wszystko błędy dla początkującego obserwatora niewielkie.

Po wykonaniu zamierzonych obserwacyj przystąpujemy do ich opracowania.

Wyznaczenie jasności gwiazdy zmiennej z obserwacyj

Czynność tę najlepiej zrozumiemy na konkretnym przykładzie. Przypuśćmy, że zrobiliśmy szereg obserwacyj jakiejś gwiazdy zmiennej *v* i zapisaliśmy je w rubryce „Obserwacja" obok odpowiednich notowań czasu w rubryce „Data".

Data	Obserwacja	Rachunek		
		Wartość odstępów		Jasność zmiennej
h m 1933. V. 7. 22 10	*b* 4 *v* 2 *c*	*b* — *c* = 6	—	8·3 8·8 8·6
22	*b* 5 *v* = *c*	„ = 5	—	7·3 6·8 7·0
25	*c* 1 *v* 6 *d*	—	*c* — *d* = 7	5·8 6·0 7·0
31	*c* 2 *v* 5 *d*	—	„ = 7	4·8 5·0 4·9
38	*c* 3 *v* 5 *d*	—	„ = 8	3·8 5·0 4·4
48	*c* 2 *v* 4 *d*	—	„ = 6	4·8 4·0 4·4
55	*c* = *v* 6 *d*	—	„ = 6	6·8 6·0 6·4
23 7	*b* 3 *v* 2 *c*	„ = 5	—	9·3 8·8 9·0
12	*b* 2 *v* 4 c	„ = 6	—	10·3 10·8 10·6

Obliczamy następnie odpowiednie odstępy między gwiazdami porównawczymi. Tak więc pierwszej obserwacji *b* 4 *v* 2 *c* odpowiada odstęp $b-c=4+2=6$ stopni. Obserwacji następnej $b-c=5$ st. Trzeciej z rzędu odpowiada różnica między inną parą, mianowicie $c-d=7$ i t. d. Zapisujemy te odstępy w odpowiedniej rubryce i wyliczamy średnie z otrzymanych liczb. Średni więc interwał $b-c=5{\cdot}5$, zaś $c-d=6{\cdot}8$ stopnia. Załóżmy obecnie, że jasność gwiazdy najsłabszej *d* wynosi 0 stopni. W takim razie na jasność gwiazdy *c* otrzymujemy 6·8 st. zaś gwiazdy *b* wartość $6{\cdot}8+5{\cdot}5=12{\cdot}3$ st. Otrzymaliśmy w ten sposób jasności gwiazd porównawczych w „naszej" skali:

$$d=0{\cdot}0;\quad c=6{\cdot}8;\quad b=12{\cdot}3.$$

Na podstawie tych jasności obliczamy obecnie jasności gwiazdy zmiennej z każdej obserwacji. Weźmy np. pierwszą obserwację:

b 4 *v* 2 *c*.

Zmienna była o 4 st. słasza niż gwiazda *b*, a więc jasność zmiennej będzie $12{\cdot}3-4{\cdot}0=8{\cdot}3$ stop. Z drugiej strony była ona o 2 stopnie jaśniejsza niż gwiazda *c*, więc otrzymujemy drugą wartość $6{\cdot}8+2{\cdot}0=8{\cdot}8$ stop. Jako jasność zmiennej weźmiemy średnią tych dwóch wartości mianowicie 8·6 (zaokrąglamy do jednego znaku dziesiętnego, gdyż dalsze są niepo-

trzebne). W rubryce „Jasność zmiennej“ wypisane są w pierwszych dwóch kolumnach uzyskane w ten sposób poszczególne wartości, w trzeciej zaś wartości średnie.

Skala jasności

Mówiąc o jasności jakiejś gwiazdy zmiennej operowaliśmy dotychczas t. zw. stopniem jako jednostką jasności. Gdy badamy jakąś gwiazdę zmienną, nie jest wówczas istotnym, w jakich jednostkach jej jasność wyrazimy; wszak chodzi nam tylko o przebieg zmian jasności, w tej więc czy w innej skali zawsze ogólny obraz zmienności pozostanie taki sam. Jeśli natomiast chcemy porównać ze sobą wyniki obserwacyj dwóch obserwatorów lub krzywe dwóch jakichś gwiazd, wówczas kwestia skali będzie bardzo istotną; nie możemy bowiem porównywać ze sobą dwóch krzywych, jeśli nie są one wyrażone w jednakowych jednostkach, stopień zaś, jak mówiliśmy, jest miarą indywidualną, inną dla każdego obserwatora. W takich przypadkach musimy posługiwać się jednolitym systemem miar jasności. Taki system jest oddawna wprowadzony w astronomii, są to mianowicie t. zw. „wielkości gwiazdowe“. Umówiono się, że o ile natężenie blasku jednej gwiazdy jest 2·5 razy mniejsze niż drugiej, wówczas jasności tych gwiazd różnią się o jedną wielkość gwiazdową. Tak więc gwiazdy np. piątej wielkości są 2·5[1]) razy słabsze niż gwiazdy czwartej wielkości, te ostatnie z kolei są 2·5 razy słabsze niż gwiazdy trzeciej wielkości i t. d. Skala ta rozciąga się nieskończenie w obie strony, a więc wystąpią również wielkości 0 oraz wielkości ujemne —1, —2 i t. d. Tak np. gwiazda —2 wielkości jest 2·5 razy jaśniejsza niż gwiazda —1 wielkości i t. d. Wielkości ujemne występują tylko u ciał bardzo jasnych np. Wenus, Jowisz, Syriusz. Większość zaś gwiazd widocznych gołym okiem ma jasności zawarte między 0-wą a 6-tą wielkością gwiazdową. Silne lunety pozwalają dostrzec gwiazdy do 12-ej i 13-ej wielkości, fotografia zaś daje możność oglądania na kliszach obrazów gwiazd do 20-tej wielkości. Jakkolwiek dawniej wielkości gwiazdowe wyrażały się tylko liczbami całkowitymi, dzisiaj jednak gdy pomiary fotometryczne są bardziej wysubtelnione, wprowadzamy jasności wyrażające się liczbami ułamkowymi, np. $7^m.85$ lub $10^m.07$[2]).

By jasności jakiejś gwiazdy zmiennej przeliczyć ze stopni na wielkości gwiazdowe, musimy znać jasności gwiazd porównawczych, wyrażone w tych właśnie wielkościach gwiazdowych. Dowiadujemy się tego najczęściej z katalogów gwiazd[3]). Przypuśćmy, że w naszym przykładzie (str. 27) znaleźliśmy z katalogu następujące jasności naszych gwiazd porównawczych:

$$d = 8^m.8; \quad c = 8^m.2; \quad b = 7^m.5;$$

mamy zaś z obserwacyj ich jasności wyrażone w stopniach:

$$d = 0^{st}.0; \quad c = 6^{st}.8; \quad b = 12^{st}.3.$$

---

[1]) Ściślej mówiąc, nie 2·5 lecz 2·512 razy.

[2]) Litera „m“ stojąca przy liczbie, np. 2^m, $7^m.85$, oznacza, że jasność wyrażona jest w wielkościach gwiazdowych (magnitudo=wielkość). Gdy zaś jasność jest wyrażona w stopniach, piszemy: 2st, $3^{st}.5$.

[3]) Pomiar bezpośredni wymaga stosowania pewnych urządzeń, których amator najczęściej nie posiada.

Szukamy obecnie jakiegoś wzoru, za pomocą którego z jednego systemu jasności potrafilibyśmy przejść na inny. Doświadczenie poucza, że nie popełnimy wielkiego błędu, jeśli założymy, że jeden układ liczb jest po prostu funkcją liniową drugiego układu:

jasność w wielkościach $= A \times$ (jasność w stopniach) $+ B$.

Stosując to do naszego przykładu otrzymujemy układ równań:

$$8{\cdot}8 = 0{\cdot}0A + B \quad \ldots\ldots\ldots\ldots \quad (1)$$
$$8{\cdot}2 = 6{\cdot}8A + B \quad \ldots\ldots\ldots\ldots \quad (2)$$
$$7{\cdot}5 = 12{\cdot}3A + B \quad \ldots\ldots\ldots\ldots \quad (3)$$

z którego postaramy się wyznaczyć niewiadome współczynniki A i B. Lecz mamy tutaj więcej równań niż niewiadomych i wartości niewiadomych z dowolnej pary równań nie spełniają dokładnie trzeciego równania. Najprawdopodobniejsze wartości szukanych wielkości znajdujemy w takich przypadkach metodą najmniejszych kwadratów. Jednakowoż tu mamy równań niewiele i ominiemy trudności w ten sposób, że połączymy te równania parami, każdą parę rozwiążemy osobno i jako wynik ostateczny weźmiemy średnie z uzyskanych wartości.

Tak więc z równań (1) i (2) mamy $A = -0{\cdot}09$
$B = 8{\cdot}80$
z równań (2) i (3) mamy $A = -0{\cdot}13$
$B = 8{\cdot}84$
z równań (3) i (1) mamy $A = -0{\cdot}11$
$B = 8{\cdot}80$

stąd otrzymujemy średnie wartości współczynników

$$A = -0{\cdot}11; \quad B = 8{\cdot}81.$$

Każdą jasność wyrażoną w stopniach przeliczamy obecnie na wielkości gwiazdowe przy pomocy tych właśnie współczynników; tak np. pierwsza obserwacja dała $v = 8{\cdot}6$ stopni; przeliczamy obecnie:

$$8{\cdot}6A + B = -0{\cdot}946 + 8{\cdot}81 = 7^{m}{\cdot}86.$$

Oto mamy obecnie możność przeliczania jasności gwiazdy zmiennej na wielkości gwiazdowe. W tym też systemie są najczęściej podawane krzywe zmienności najrozmaitszych gwiazd.

Prof. dr EUGENIUSZ RYBKA (Lwów)

Budowa 5-metrowego teleskopu

Dwa lata temu czytelnicy „Uranii“ [1]) byli informowani o odlaniu 5-metrowego kręgu szklanego i o przewiezieniu go do Kalifornii celem wykonania tam z niego zwierciadła wklęsłego. Prace nad wykonaniem tego zwierciadła i przygotowaniem obserwatorium na Mt Palomar, gdzie 5-metrowy olbrzym będzie

[1]) Urania Nr. 2 (54) z kwietnia 1937 r. str. 21-24.

ustawiony, trwają zbliżając się jednak już do końca. Ciekawe szczegóły z tych prac przygotowawczych zostały ogłoszone przez Dra W. S. Adamsa, dyrektora obserwatorium na Mount Wilson, w czasopiśmie angielskim *Nature* (Nr 3617 z 25 lutego 1939 r.). Do prac tych przyciągnięto wielu znakomitych uczonych i techników St. Zjedn. Ameryki Północnej, wykonaniem zaś zarządzają trzy komisje, podlegające Radzie Obserwatoryjnej (Observatory Council), w której skład wchodzą w pierwszym rzędzie przedstawiciele Kalifornijskiego Instytutu Technologicznego i dyrektor Obserwatorium na Mt Wilson. Wykonywane obecnie prace dotyczą szlifowania zwierciadła głównego i zwierciadeł pomocniczych, wykonania i budowy części mechanicznych teleskopu oraz wybudowania obserwatorium na Mt Palomar.

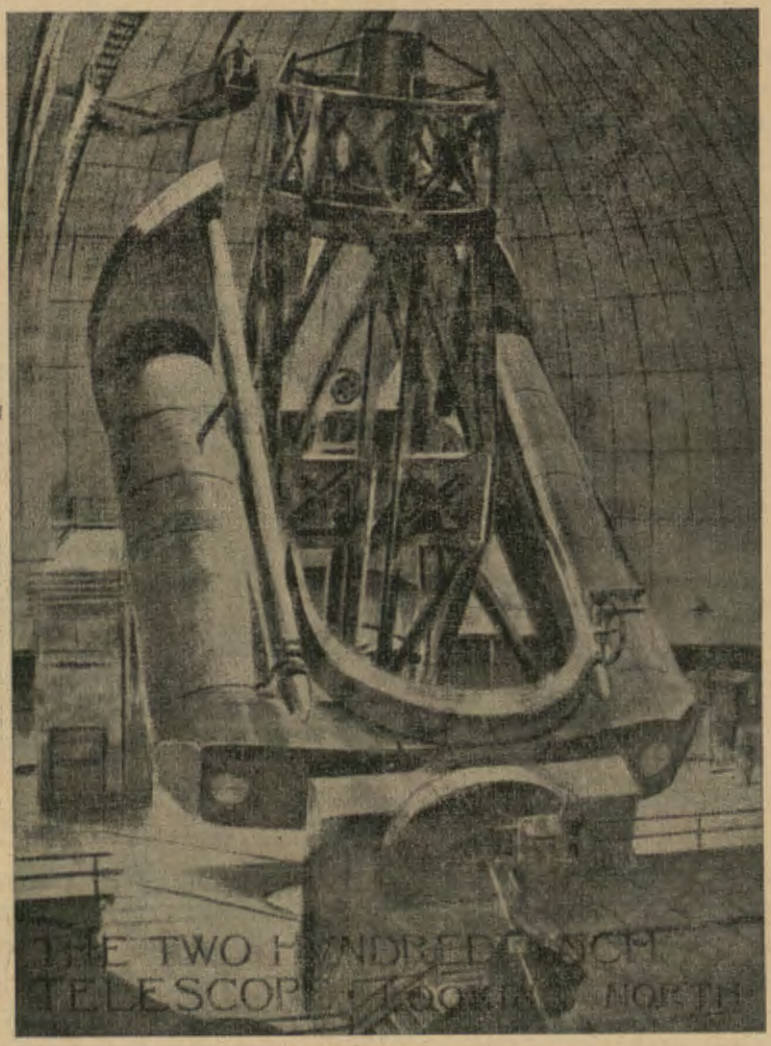
Zwierciadło wklęsłe obecnie ma powierzchnię w przybliżeniu kulistą o promieniu około 34 m. Jest ono szlifowane za pomocą karborundu, przy tym najpierw wyszlifowano środkową część do głębokości przeszło 9 cm narzędziem o średnicy $1^1/_4$ m, potem zaś rozmiary narzędzi szlifujących powiększano aż do pełnej średnicy 5 m, zmieniając przy tym karborund na coraz to drobniejszy w miarę tego, jak przybliżano się do kształtu kulistego. Próby optyczne wypadały zupełnie zadowalająco, nie dostrzeżono bowiem żadnych zmian w oszlifowanej powierzchni przy wielokrotnych zmianach w ustawianiu zwierciadła, i to zarówno przy przejściach z położenia poziomego na pionowe i odwrotnie jak i przy ruchu obrotowym zwierciadła. Powierzchnia wklęsła zwierciadła będzie miała ostatecznie kształt paraboloidy; jakkolwiek ta paraboloida będzie tylko o 0·1 mm głębiej położona w porównaniu z powierzchnią kulistą, jej oszlifowanie wymagać będzie wielkiego nakładu pracy i bardzo wysokiej precyzji w wykonaniu.

Dla kontroli paraboloidalnego 5-metrowego zwierciadła będzie potrzebne 3 metrowe płaskie zwierciadło, które wkrótce ma być wykonane. Poza tym przygotowywane są trzy pomocnicze hiperboliczne zwierciadła; będą one wykonane ze zwierciadeł kulistych o średnicy 1 metra.

O niezwykłych rozmiarach pracy optycznej świadczą niespotykane dotychczas cyfry dotyczące zużycia materiałów. A więc przy obróbce kręgu i szlifowaniu wgłębienia odszlifowano aż 5 ton szkła, zużywając przy tej pracy 20 ton karborundu.

W toku jest praca nad wykonaniem części mechanicznych, z których główne zostały już przewiezione na Mt Palomar. Po ostatecznym zmontowaniu teleskop będzie miał taki widok, jak

przedstawia ryc. 6, na której dla porównania wyrysowano figury ludzi. Główne części montażu zawierają tubę w postaci metalowego szkieletu, jarzmo, w którym tuba będzie osadzona, osie i t. p.

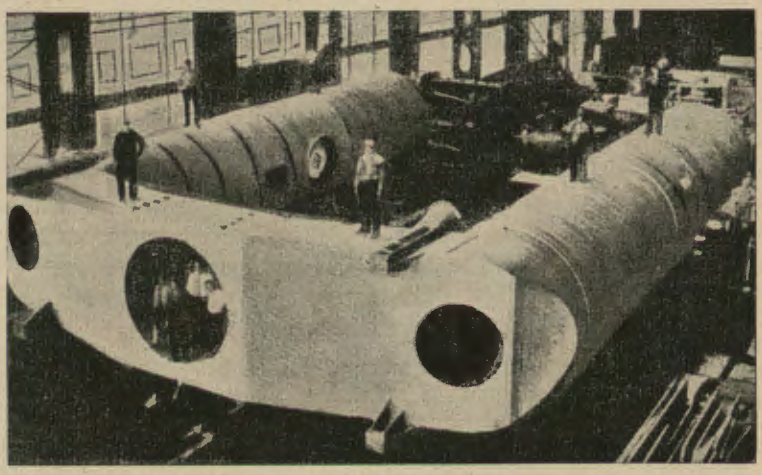


Ryc. 6. Przyszły wygląd 5-metrowego teleskopu (według *Nature* Nr 3617)

Kilka spośród tych części waży po 50 ton, cały zaś montaż ważyć będzie okolo 500 ton. Ogromne jarzmo widoczne jest na ryc. 6, jednak lepsze wyobrażenie o jego rozmiarach daje fotografia, zareprodukowana na ryc. 7. Zdjęcie to było wykonane

w hali fabrycznej. Teleskop będzie obracany za ruchem dziennym gwiazd za pomocą elektrycznego mechanizmu zegarowego.

Olbrzymi ten teleskop będzie ustawiony w ogromnym pawilonie, nakrytym ruchomą kopułą o średnicy 42 metrów. Pawilon jest tak budowany, aby wahania dzienne temperatury w nim były możliwie małe (nie przekraczające 3 stopni). W tym celu ściany pawilonu są podwójne z powietrzem między nimi, wnętrze zaś jest zabezpieczone specjalnymi blachami aluminiowanymi, które pokrywają całą wewnętrzną część kopuły wraz z szeroką na 10 metrów szparą. Kopuła waży około 1000 ton i spoczywa na 32 wózkach. Szyny, po których wózki się poruszają, są spojone i tak umieszczone, że ruch tego ogromnego ciężaru odbywa się



Ryc. 7. Jarzmo, w którym będzie osadzona tuba pięciometrowego teleskopu (według *Nature* Nr 3617).

bez wstrząsów. Kopuła jest obracana przez dwa motory, odległe o 180° od siebie. Motory te mają nielada zadanie do wykonania, muszą bowiem przesuwać łagodnie i dość szybko ciężar rzędu pociągu towarowego. Specjalne urządzenie zabezpiecza kopułę od obrotu przez silne wiatry, jakie mogą zdarzać się na wysokiej górze.

W suterenach pawilonu mieścić się będzie wielka kamera do aluminiowania zwierciadeł, liczne pracownie jak fotograficzna, fizyczna, chemiczna i t. p. Będzie tam również pomieszczenie na spektrograf.

Obserwatorium na Mt Palomar zawierać będzie jeszcze inne pomocnicze teleskopy, głównie instrumenty o dużej kątowej roz-

wartości i dużej sile światła. Już od trzech lat czynny jest tam teleskop ze zwierciadłem o średnicy 45 cm i długością ogniskowej tylko 90 cm, stosowany do badań mgławic i odkrywania gwiazd Supernowych. Drugi taki instrument o średnicy zwierciadła 120 cm i długości ogniskowej 3 m jest obecnie wykonywany. Ponadto obserwatorium na Mount Palomar otrzymało już z Corning Glass Works 180 cm krąg szklany z pyreksu na nowy teleskop, dla którego już wystawiono pawilon ze średnicą kopuły 14 metrów.

Powstaje w ten sposób na gigantyczną miarę nowa badawcza placówka astronomiczna i obecnie przeczuwać nawet nie możemy, jakie horyzonty kosmiczne zostaną naszym umysłom odsłonięte z chwilą uruchomienia badań w tym wspaniałym w obserwatorium na górze Palomar.

Kronika naukowa

Kometa Kozika-Peltiera (1939 a). Wiadomość o odkryciu tej komety była już wydrukowana w Nr. 1 „Uranii" (str. 15). Kometa dzięki swej dość dużej jasności była obserwowana w wielu obserwatoriach. Od 20 stycznia obserwowano u tej komety krótki warkocz, głowa zaś wykazywała jądro 11-ej wielkości o wyglądzie gwiazdowym. Jasność komety wzrosła z 8-ej wielkości (około 20 stycznia) do 6-ej wielkości na początku lutego. Wtedy też mogła ona być dostrzegana w lornetkach. Kometa przesuwała się szybko na południe; 13 lutego przekroczyła równik niebieski, zaś w dniu 24 marca deklinacja jej osiągnęła wartość —40°, wskutek czego kometa przestała być widoczna w Polsce. Na podstawie obserwacyj położeń komety na niebie obliczona została przez p. Przybylskiego w Poznaniu jej eliptyczna orbita, według której przejście komety przez punkt przysłoneczny nastąpiło 6 lutego w odległości 107 milionów km od Słońca. Okres zaś obiegu dokoła Słońca wynosi około 1650 lat. Najmniejsza odległość komety od Ziemi (12 lutego r. b.) wynosiła 82 miliony km. Obecnie kometa oddala się od Słońca i Ziemi, wskutek czego jasność jej maleje. W Polsce kometę obserwowano w obserwatoriach uniwersyteckich w Poznaniu i w Warszawie. **E. R.**

Komety przewidywane na rok 1939. W 1939 r. 6 komet okresowych przejdzie przez punkty przysłoneczne ich orbit, wskutek czego będą one prawdopodobnie dostępne dla obserwacyj. Na czele tej pokaźnej listy stoi kometa Kopffa, której orbita jest obliczana przez prof. F. Kępińskiego z Warszawy. Jest to kometa słaba z okresem obiegu 6.56 lat. Przeszła ona przez punkt przysłoneczny 13 marca r. b.. zbliża się jednak do Ziemi, powinna być więc wkrótce odnaleziona na niebie.

Najciekawszą spośród komet okresowych 1939 r. będzie niewątpliwie kometa Ponsa-Winneckego, znana od 1819 r. Powrót jej zaobserwowano już 17 marca w obserwatorium Licka. Okres jej obiegu dokoła

Słońca wynosi 6.09 lat, przejście zaś przez punkt przysłoneczny nastąpi 23 czerwca. Kometa w roku bieżącym przejdzie bardzo blisko Ziemi, gdyż najmniejsza odległość jej od Ziemi (2 lipca 1939 r.) wyniesie tylko 17 milionów km. Prawdopodobnie nigdy już kometa na taką małą odległość nie zbliży się do Ziemi, przejście jej bowiem w pobliżu Jowisza w 1942 r.. zmieni znacznie elementy jej orbity.

Spośród innych okresowych komet 29 czerwca przejdzie przez perihelium kometa Borelly'ego (okres 6.97 lat), 15 września komet Brooksa 2 (okres 6.95 lat), 1 października Wolfa 2 (okres 6.79 lat), 10 listopada kometa Tuttle'a (okres 13.61 lat). Będą to komety bardzo słabe, o ile wogóle da się je wszystkie dostrzec. Przejście trzech komet okresowych (Giacobiniego Zinnera 1933 III, Finlay'a i Faye'a) przypadnie na początek 1940 r., mogą więc one być dostrzeżone jeszcze w 1939 r.

Przy sprzyjających okolicznościach rok 1939 może się okazać bogatym w zjawiska kometarne, w czym może się różnić od niezwykle ubogiego pod tym względem roku 1938. **E. R.**

Niezwykła gwiazda zmienna w Orionie. A. A. Wachmann (Bergedorf koło Hamburga) znalazł na kliszy fotograficznej z d. 17 grudnia 1938 r. gwiazdę 9-ej wielkości ($\alpha = 5^h 37^m{\cdot}5$, $\delta = +9^0 0'$, 1855·0), której nie wykazywał znany atlas gwiazd Bonner Durchmusterung ani też poprzednio otrzymywane zdjęcia fotograficzne. Gwiazda ta wystąpiła również na zdjęciach, wykonanych w styczniu 1939 r. Przegląd 104 klisz, które zawierały zdjęcia okolic tej gwiazdy, wykonane w obserwatorium na górze Sonneberg w czasie od 1933 r. do 1938 r., wykazał, że gwiazda do 11 stycznia 1937 r. była na tych zdjęciach, zawierających gwiazdy do $12^m{\cdot}5$, całkowicie niewidoczna, dopiero 12 stycznia 1937 r. zjawia się na granicy widzialności, dochodząc przypuszczalnie w maju 1937 r. do jasności $9^m 5$. W lutym 1939 r. jasność gwiazdy wyznaczona pomiarami fotograficzno-fotometrycznymi wynosiła: $10^m{\cdot}2$ fotograficznie i $8^m{\cdot}9$ fotowizualnie. W widmie gwiazdy, która otrzymała prowizoryczne oznaczenie 1.1939, nie znaleziono zupełnie linij emisyjnych, nie jest to więc gwiazda Nowa. Według dotychczasowych obserwacyj gwiazda 1.1939 jest podobna w przebiegu zmian jasności do gwiazdy RT Serpentis, różnice występują jednak w widmie, które w przypadku RT Ser. wykazywało jasne linie emisyjne, charakterystyczne dla gwiazd Nowych. Tuż do gwiazdy 1.1939 przylega rozciągła na 3' mgławica nie widoczna na zdjęciach z poprzednich lat. **E. R.**

Złoty medal Królewskiego Towarzystwa Astronomicznego w Londynie, jedno z najwyższych światowych odznaczeń astronomicznych, został nadany w roku bieżącym astronomowi francuskiemu B. Lyotowi za jego obserwacje korony słonecznej poza zaćmieniem. O pracach Lyota pisano już w „Uranii" w 1938 r. (Nr 4 str. 63—64). Astronom ten pracuje w obserwatorium na Pic du Midi (2900 m. nad poziomem morza). Korzystając ze znacznej przeźroczystości powietrza na tym szczycie w Pi-

renejach, Lyot postanowił rozwiązać zagadnienie obserwacji korony słonecznej w dowolnym czasie, to zagadnienie, które mimo wysiłków czynionych od 1882 r., zdawało się być niemożliwym do rozwiązania. Główną przeszkodą w obserwacji korony słonecznej jest rozproszone przez atmosferę ziemską światło słoneczne, które w zwykłych nizinnych obserwatoriach jest w odległości 1′ od brzegu Słońca od 20 do 30 razy jaśniejsze od korony. Natomiast na Pic du Midi, szczególnie po opadzie śnieżnym, rozproszone światło słoneczne blisko tarczy Słońca bywa czasem dostatecznie słabe, aby przy zastosowaniu specjalnych urządzeń, zmniejszających efekt rozpraszania i uginania światła słonecznego w lunecie, dało się sfotografować koronę. Zastosowanie tych pomysłowych urządzeń było dziełem Lyota i stanowi jego wielką zasługę. Dzięki temu mógł on sfotografować wewnętrzną koronę i otrzymać spektroheliogram korony w świetle zielonej linii λ 5303 A. Ponadto Lyot mógł sfotografować protuberancje i wykonać z nich film, o czym czytelnicy Uranii wiedzą ze wspomnianego październikowego numeru „Uranii". Prace Lyota są dowodem, do jakich pięknych wyników dojść można w obserwatoriach wysokogórskich, jeżeli zastosuje się program obserwacyjny odpowiedni dla tych obserwatoriów. Prawdopodobnie metody badań Lyota zostaną w przyszłości udoskonalone i przyczynią się do lepszego poznania zewnętrznych warstw Słońca. E. R.

Instytut Kopernika w Niemczech. Astronomiczny Instytut Rachunkowy w Berlinie (Astronomisches Recheninstitut) otrzymał od rządu niemieckiego nazwę Coppernicus-Institut. Jest to jeszcze jeden dowód uporczywej niemieckiej akcji, zmierzającej do wykazania światu niemieckości naszego wielkiego astronoma. Czytelnicy „Uranii" wiedzą, jak mocne są nasze prawa do Kopernika i że praw tych manifestacyjna akcja niemiecka w niczym umniejszyć nie może. E. R.

Zagadnienia z teorii budowy wnętrza gwiazd. Znany fizyk G. Gamow, pracujący obecnie w Ameryce, w artykule p. t. Przemiany jądrowe jako źródło energii gwiazd (Zeitschrift für Astrophysik vol. 16 113—160, 1938) daje przegląd zagadnień dotyczących wewnętrznej budowy gwiazd i źródeł energii ich promieniowania. Wychodzi on z założenia, że gwiazda rozpoczyna swe istnienie jako kula gazowa złożona z czystego wodoru i rozważa łańcuch reakcyj, które mogą doprowadzić do budowy cięższych jąder atomowych. Przy takich procesach wyzwala się dużo energii, która może stanowić źródło promieniowania zewnętrznego gwiazd. Pierwszym produktem będzie jądro helu, czyli t. zw. cząstka α. Z rozważań Gamowa wynika, że zwykłe gwiazdy muszą zawierać przeważającą ilość protonów (jąder wodoru) i cząstek α w porównaniu z jądrami innych cięższych pierwiastków. Jest to zgodne z wnioskami, jakie B. Strömgren wyciąga z zależności między masą i jasnością absolutną gwiazd.

Gamow rozważa ewolucję takich wodorowych modeli gwiazdowych w przypadkach, gdy energia wyzwala się przy zderzeniach protonów (H—H), oraz gdy ona się wyzwala przy zderzeniach protonów

z cząstkami α (H—He). W przypadku zderzeń H—H jasność gwiazdy najpierw maleje, gdy zaś zapas wodoru zmniejszy się do 08 pierwotnej zawartości, jasność zaczyna wzrastać i wzrasta tak długo, dopóki wodór prawie się nie wyczerpie. Przy końcu tego procesu gwiazda jest około 100 razy jaśniejsza w porównaniu z jasnością początkową.

Gamow rozważa jeszcze znaczenie występowania bardzo gęstej materii we wnętrzu gwiazd i udziału tej materii w wytwarzaniu energii promienistej. W 1937 r. Landau wysunął hipotezę, że wnętrze gwiazd zawierać może ośrodek neutronowy, którego wzrost może być źródłem energii promienistej. Rozważania Gamowa nie mogły jednak stwierdzić jakiegoś czynnika, któryby był zdolny zapoczątkować utworzenie się takiego ośrodka w zwykłej gwieździe, chyba żeby taki ośrodek mógł już istnieć w chwili narodzenia się gwiazdy.

W końcu Gamow stawia pewne hipotezy dotyczące gwiazd Nowych i zmiennych typu δ Cephei. Energia promienista może się wewnątrz gwiazdy wytwarzać tak długo na drodze przemian jąder pierwiastków, dopóki nie wyczerpie się zapas wodoru. Wtedy musi nastąpić gwałtowne przegrupowanie materii wewnątrz gwiazdy, która może stać się w pewnych warunkach zwykłą gwiazdą Nową, kończącą ewolucję jako biały karzeł, albo gwiazdą Supernową z jądrem wewnętrznym neutronowym według Landau'a. „Opadnięcie" materii (wybitne zagęszczenie), w którego wyniku powstaje jądro z bardzo gęstej materii, może w tym drugim przypadku spowodować oscylacje podobne do zmian jasności cefeid, przy czym oscylacjom tym towarzyszyłyby zmiany w jądrze neutronowym. Z rozważań tych wynikałoby, że zwykłe gwiazdy Nowe nie byłyby gwiazdami bardzo masywnymi, natomiast bardzo rzadko pojawiające się Supernowe oraz gwiazdy zmienne cefeidy posiadałyby, jak to istotnie obserwujemy, bardzo dużą masę. E. R.

Niebieska zorza polarna. 15 września 1938 r. zaobserwowano w Oslo zorzę polarną niebieskiej barwy oświetloną przez Słońce. Promienie tej zorzy obserwowano zrana na dwie godziny przed wschodem Słońca. Jednoczesne obserwacje fotograficzne, wykonane na dwóch stacjach obserwacyjnych, wykazały, że niebieska część zorzy leżała na wysokości nad Ziemią od 250 km do 650 km. Podobna zorza była już obserwowana 23 marca 1920 r.

(Nature 3606) E. R.

Gęstość cefeid. Gwiazdy zmienne cefeidy zmieniają swą jasność głównie wskutek rozszerzania się i kurczenia (pulsacyj). Teoria pulsacyj została opracowana przez Eddingtona, który m. i. postawił twierdzenie, że iloczyn $P\sqrt{\varrho_m}$, gdzie P oznacza okres zmienności, zaś ϱ_m — średnią gęstość gwiazdy, jest dla wszystkich cefeid wielkością stałą. Astronom czeski Zdenek Kopal obliczył dla 88 normalnych cefeid i 30 gwiazd typu RR Lyrae średnie gęstości opierając się na znanej zależności między okresem zmienności cefeid i jasnością absolutną na za-

leżności między masą i jasnością absolutną oraz na założeniu, że gwiazdy promieniują jako ciała doskonale czarne. W wyniku tych obliczeń Kopal stwierdził, że wprawdzie nie ma systematycznej zależności między okresem zmienności cefeid i iloczynem $P\sqrt{\varrho m}$, natomiast jest zupełnie wyraźna zależność między $P\sqrt{\varrho m}$ i typem widmowym. A więc gęstość wewnątrz cefeid musi zależeć w dużym stopniu od rodzaju widma a tym samym i od temperatury efektywnej gwiazdy.

(Monthly Notices R. A. S. 99 33).

E. R.

Paralaksa gwiazdy A. C. +70° 8247. Paralaksa tej osobliwej gwiazdy, której średnia gęstość według Kuipera jest 36 000 000 razy większa od gęstości wody (Urania Nr 4 z 1936 r. str. 66—68), została niedawno wyznaczona w obserwatorium na Mt Wilson. Średni wynik tego wyznaczenia i wyznaczenia w Greenwich wynosi $0''.057$ co daje na fotograficzną wielkość absolutną $11^{M}.9$. Gwiazda ta odległa jest więc o 57 lat światła od Słońca.

E. R.

Kalendarz astronomiczny na maj, czerwiec i lipiec 1939 r.

SŁOŃCE

Maj 1939 Czerwiec

Data	α[1])	δ[1])	Równanie czasu[1]) [2])	Wschód[3])	Zachód[3])	C
	h m s	° ′	m s	h m	h m	m
1	2 29 20	+14 44·1	+2 46	4 7	19 0	±3·2
5	2 48 28	+16 13·0	+3 20	3 58	19 8	±3·5
11	3 7 52	+17 35·3	+3 40	3 50	19 16	±3·8
16	3 27 29	+18 50·2	+3 45	3 41	19 24	±4·2
21	3 47 22	+19 57·2	+3 35	3 34	19 31	±4·5
26	4 7 27	+20 55·7	+3 13	3 28	19 38	±4·7
31	4 27 45	+21 45·1	+2 38	3 22	19 45	±5·0

Data	α[1])	δ[1])	Równanie czasu[1]) [2])	Wschód[3])	Zachód[3])	C
	h m s	° ′	m s	h m	h m	m
5	4 48 13	+22 25·2	+1 53	3 19	19 50	±5·2
10	5 8 50	+22 55·4	+0 58	3 15	19 55	±5·3
15	5 29 34	+23 15·6	−0 3	3 14	19 58	±5·5
20	5 50 21	+23 25·6	−1 7	3 14	20 0	±5·7
25	6 11 9	+23 25·2	−2 12	3 15	20 1	±5·7
30	6 31 54	+23 14·5	−3 15	3 17	20 1	±5·5

Lipiec

Data	α[1])	δ[1])	Równanie czasu[1]) [2])	Wschód[3])	Zachód[3])	C
	h m s	° ′	m s	h m	h m	m
5	6 52 34	+22 53·7	−4 12	3 21	19 59	±5·5
10	7 13 6	+22 22·9	−5 1	3 26	19 56	±5·2
15	7 33 28	+21 42·4	−5 41	3 31	19 52	±5·0
20	7 53 39	+20 52·7	−6 8	3 38	19 46	±4·8
25	8 13 35	+19 54·2	−6 22	3 44	19 39	±4·5
30	8 33 17	+18 47·4	−6 21	3 52	19 32	±4·2

Uwaga: Współczynnik „C" w tablicy odnoszącej się do Słońca i Księżyca jest to zmiana momentów wschodu i zachodu na 1° różnicy szerokości geograficznej danej miejscowości w porównaniu z szerokością geogr. Warszawy. Na południe stosujemy znak podany w tablicy, na północ — znak odwrotny. W tablicy dla Słońca znak górny odnosi się do wschodu, dolny do zachodu Słońca.

[1]) O północy czasu uniwersalnego (1h. cz. śr.-europ.).

[2]) Czas prawdziwy mniej średni.

[3]) W Warszawie, czas środkowo-europejski.

Czas gwiazdowy w Greenwich

o północy czasu uniwersalnego (1^h cz. śr.-europ.)

Maj 1. $14^h\,32^m\,5^s{\cdot}924$. *Czerwiec* 1. $16^h\,34^m\,19^s{\cdot}134$.

Lipiec 1. $18^h\,32^m\,35^s{\cdot}850$.

KSIĘŻYC

Maj 1939 Czerwiec

Data	α[1])	δ[1])	Wschód[2])	C	Zachód[2])	C
	h m	°	h m	m	h m	m
1	12 17	− 4·9	16 35	−1·7	2 56	+1·2
2	13 11	− 9·3	17 51	−2·7	3 24	+2·2
3	14 5	−13·2	19 4	−3·5	3 53	+3·0
4	15 0	−16·2	20 13	−4·3	4 28	+3·8
5	15 55	−18·3	21 15	−4·7	5 8	+4·3
6	16 50	−19·4	22 7	−4·7	5 54	+4·7
7	17 43	−19·5	22 53	−4·3	6 47	+4·5
8	18 36	−18·6	23 30	−3·8	7 43	+4·3
9	19 26	−16·9	—	—	8 44	+3·5
10	20 15	−14·5	0 1	−3·2	9 46	+2·8
11	21 2	−11·4	0 27	−2·3	10 49	+2·2
12	21 48	− 8·0	0 51	−1·5	11 54	+1·3
13	22 33	− 4·2	1 13	−0·8	12 58	+0·3
14	23 19	− 0·2	1 34	0·0	14 4	−0·5
15	0 5	+ 3·9	1 55	+0·8	15 12	−1·3
16	0 53	+ 7·9	2 18	+1·7	16 20	−2·3
17	1 43	+11·7	2 44	+2·5	17 31	−3·2
18	2 36	+15·0	3 16	+3·3	18 42	−4·0
19	3 31	+17·5	3 53	+4·0	19 50	−4·5
20	4 29	+19·1	4 40	+4·7	20 53	−4·7
21	5 29	+19·6	5 37	+4·7	21 47	−4·5
22	6 29	+18·8	6 43	+4·3	22 33	−3·8
23	7 29	+16·8	7 56	+3·5	23 11	−3·0
24	8 27	+13·8	9 13	+2·7	23 42	−2·0
25	9 23	+10·0	10 30	+1·7	—	—
26	10 18	+ 5·6	11 48	+0·7	0 9	−1·2
27	11 11	+ 0·9	13 4	−0·3	0 35	0·0
28	12 3	− 3·7	14 21	−1·3	1 0	+0·8
29	12 56	− 8·1	15 36	−2·3	1 27	+1·8
30	13 49	−12·1	16 48	−3·3	1 55	+2·7
31	14 42	−15·3	17 58	−4·0	2 26	+3·5

Data	α[1])	δ[1])	Wschód[2])	C	Zachód[2])	C
	h m	°	h m	m	h m	m
1	15 37	−17·7	19 2	−4·7	3 3	+4·2
2	16 31	−19·2	19 59	−4·8	3 46	+4·5
3	17 25	−19·6	20 47	−4·5	4 36	+4·7
4	18 18	−19·1	21 28	−4·0	5 32	+4·5
5	19 9	−17·6	22 1	−3·5	6 31	+3·8
6	19 59	−15·4	22 30	−2·7	7 33	+3·2
7	20 47	−12·6	22 54	−1·8	8 36	+2·5
8	21 33	− 9·3	23 17	−1·0	9 40	+1·7
9	22 18	− 5·6	23 38	−0·3	10 44	+0·8
10	23 3	− 1·7	23 58	+0·5	11 48	0·0
11	23 49	+ 2·4	—	—	12 54	−1·0
12	0 35	+ 6·4	0 20	+1·3	14 1	−1·8
13	1 24	+10·2	0 45	+2·3	15 10	−2·8
14	2 15	+13·7	1 13	+2·8	16 20	−3·5
15	3 9	+16·6	1 47	+3·7	17 31	−4·3
16	4 6	+18·6	2 29	+4·3	18 37	−4·5
17	5 6	+19·6	3 31	+4·7	19 37	−4·5
18	6 7	+19·3	4 25	+4·5	20 27	−4·0
19	7 9	+17·7	5 37	+4·0	21 9	−3·3
20	8 9	+14·9	6 56	+3·0	21 44	−2·3
21	9 8	+11·2	8 16	+2·0	22 14	−1·5
22	10 4	+ 6·9	9 35	+1·0	22 42	−0·3
23	10 59	+ 2·2	10 53	0·0	23 6	+0·5
24	11 52	− 2·5	12 11	−1·0	23 32	+1·5
25	12 44	− 7·0	13 25	−2·0	23 59	+2·3
26	13 37	−11·1	14 38	−3·0	—	—
27	14 29	−14·5	15 48	−3·8	0 29	+3·2
28	15 22	−17·1	16 53	−4·3	1 3	+3·8
29	16 3	−18·8	17 52	−4·7	1 43	+4·5
30	17 10	−19·6	18 43	−4·7	2 30	+4·7

FAZY KSIĘŻYCA (cz. śr.-eur.)

		d h m		d h m		d h m
Pełnia	Maj	3 16 15	Czerwiec	2 4 11	Lipiec	1 17 16
Ostatnia kwadra	„	11 11 40	„	10 5 7	„	9 20 49
Nów	„	19 5 25	„	17 14 37	„	16 22 3
Pierwsza kwadra	„	26 0 20	„	24 5 35	„	23 12 34

[1]) O północy czasu uniwersalnego (1n cz. śr.-europ.)
[2]) W Warszawie czas środkowo-europejski

KSIĘŻYC

Lipiec 1939

Data	α	δ	Wschód	C	Zachód	C	Data	α	δ	Wschód	C	Zachód	C
	h m	°	h m	m	h m	m		h m	°	h m	m	h m	m
1	18 2	−19·4	19 26	−4·3	3 23	+4·7	16	8 43	+18·5	3 13	+4·3	19 2	−3·8
2	18 54	−18 2	20 2	−3·7	4 20	+4·2	17	7 45	+16·2	4 30	+3 5	19 41	−2·8
3	19 44	−16·3	20 33	−3·0	5 22	+3·5	18	8 46	+12·8	5 51	+2·5	20 15	−1·8
4	20 33	−13 6	20 59	−2 2	6 24	+2·8	19	9 45	+ 8·6	7 14	+1·3	20 44	−1·0
5	21 19	−10·5	21 22	−1·5	7 29	+1·8	20	10 42	+ 3·9	8 35	+0·3	21 11	+0·2
6	22 5	− 6·9	21 43	−0·7	8 31	+1·0	21	11 37	− 1·0	9 55	−0·7	21 37	+1·0
7	22 50	− 3·1	22 4	+0·2	9 35	+0·3	22	12 31	− 5·7	11 13	−1·7	22 5	+2·0
8	23 35	+ 0·9	22 25	+0·8	10 39	−0·7	23	13 24	− 9·9	12 28	−2·5	22 33	+2·8
9	0 20	+ 4·9	22 48	+1·7	11 45	−1·5	24	14 18	−13·5	13 39	−3·5	23 7	+3·7
10	1 7	+ 8·7	23 14	+2·5	12 52	−2·3	25	15 11	−16·4	14 45	−4·2	23 45	+4·3
11	1 56	+12·3	23 44	+3·3	14 1	−3·2	26	16 4	−18·3	15 46	−4·7	—	—
12	2 48	+15·4	—	—	15 9	−4·0	27	16 57	−19·3	16 39	−4·7	0 28	+4·5
13	3 43	+17·8	0 20	+4·0	16 16	−4·5	28	17 50	−19·4	17 24	−4·5	1 18	+4·5
14	4 41	+19·2	1 8	+4·7	17 20	−4·5	29	18 41	−18·5	18 4	3·8	2 13	+4·3
15	5 41	+19·5	2 4	+4·7	18 15	−4·3	30	19 31	−16·8	18 36	−3·2	3 13	+3·7
							31	20 20	−14·4	19 3	−2·5	4 15	+3·0

PLANETY

Data	Merkury α	Merkury δ	Merkury Wschód	Merkury Zachód	Wenus α	Wenus δ	Wenus Wschód	Wenus Zachód	Mars α	Mars δ	Mars Wschód	Mars Zachód
1939	h m	°	h	h	h m	°	h	h	h m	°	h	h
V 1	0 52	+ 2·5	3·7	16·2	0 26	+ 1·1	3·4	15·6	19 31	−23·1	0·7	8·4
11	1 36	+ 6·9	3·4	16·7	1 11	+ 5·6	3·1	16·1	19 49	−22·6	0·3	8·1
21	2 35	+13·0	3·2	17·6	1 56	+10·0	2·8	16·6	20 5	−22·6	23·9	7·7
31	3 51	+19·6	3·1	18·9	2 42	+14·1	2·5	17·1	20 18	−22·5	23·4	7·3
VI 10	5 23	+24·3	3·4	20·3	3 30	+17·6	2·3	17·6	20 28	−22·7	22·9	6·8
20	6 54	+24·8	4·2	21·2	4 20	+20·5	2·2	18·1	20 32	−23·2	22·4	6·2
30	8 8	+21·8	5·2	21·4	5 12	+22·4	2·1	18·5	20 32	−24·0	21·8	5·4
VII 10	9 2	+17·1	5·9	21·1	6 5	+23·2	2·2	18·8	20 26	−25·0	21·2	4·5
20	9 34	+12·5	6·2	20·5	6 58	+23·0	2·5	19·0	20 17	−26·1	20·5	3·6
30	9 40	+ 9·8	5·9	19·7	7 51	+21·6	2·9	19·1	20 5	−26·9	19·8	2·6

Data	Jowisz α	Jowisz δ	Jowisz Wschód	Jowisz Zachód	Saturn α	Saturn δ	Saturn Wschód	Saturn Zachód	Data	Uran α	Uran δ	Neptun α	Neptun δ
1939	h m	°	h	h	h m	°	h	h	1939	h m	°	h m	°
V 1	23 54	−1·8	3·0	14·8	1 30	+7·0	3·9	17·2	V 1	3 0	+16·7	11 28	+4·7
11	0 1	−1·1	2·5	14·4	1 35	+7·4	3·3	16·6	31	3 7	+17·2	11 27	+4·8
21	0 8	−0·3	1·8	13·9	1 39	+7·8	2·6	16·1	VI 30	3 13	+17·6	11 28	+4·7
31	0 15	+0·3	1·2	13·4	1 43	+8·2	2·0	15·9	VII 30	3 17	+17·9	11 30	+4·5
VI 10	0 20	+0·9	0·6	12·9	1 47	+8·5	1·4	15·0					
20	0 25	+1·4	0·0	12·4	1 50	+8·8	0·8	14·4					
30	0 29	+1·7	23·3	11·8	1 53	+9·1	0·2	13·8					
VII 10	0 32	+2·0	22·7	11·2	1 56	+9·3	23·4	13·2					
20	0 34	+2·1	22·1	10·6	1 58	+9·4	22·8	12·6					
30	0 35	+2·2	21·4	10·0	2 0	+9·5	22·2	12·0					

Uwaga: Współrzędne planet podano dla północy czasu uniwersalnego; wschody i zachody dla Warszawy w czasie środkowo-europejskim.

Zjawiska astronomiczne (cz. śr-eur.)

	d h m	
Maj	3 — —	Całkowite zaćmienie Księżyca. Niewidoczne w Polsce
	13 23	Wejście w półcień
	14 28	Wejście w cień
	15 40	Początek całkowitego zaćmienia
	16 11	Środek całkowitego zaćmienia
	16 43	Koniec całkowitego zaćmienia
	17 55	Wyjście z cienia
	19 0	Wyjście z półcienia

Zaćmienie będzie widoczne na Oceanie Spokojnym, w Australii, Azji, Afryce (z wyjątkiem północno-zachodnich części) na Oceanie Indyjskim i Antarktycznym, na Alasce i we wschodniej Europie.

		h	
Czerwiec	22	8	Początek lata astronomicznego
Lipiec	5	21	Ziemia w aphelium (najdalej od Słońca)
	23	9	Mars w przeciwstawieniu ze Słońcem
	27	22	Mars najbliżej Ziemi (w odległości 58 milionów km.)

Minima Algola

	d h		d h
Czerwiec	18 1·7	*Lipiec*	10 0·0
			31 2·0

Zakrycia gwiazd przez Księżyc[1])

	β Capricorni (3m·2)		λ Gem. (3m·6)	α Virginis (1m·2)		ν Sco. (4m·3)
	10 *maja*		22 *maja*	25 *czerwca*		28 *czerwca*
	znikn.	ukaz.	znikn.	znikn.	ukaz.	znikn.
	h m	h m	h m	h m	h m	h m
Kraków	1 12·2	2 1·3	19 50·3	17 29·3	18 44·0	21 9·3
Lwów	16·0	2 6·5	52·4	34·3	50 0	17·2
Poznań	15·2	1 59·0	45·6	25·8	39·1	6·0
Warszawa	19·1	2 3·5	47·5	30·4	45·0	14·0
Wilno	30·2	2 9·9	46·3	35·6	50·3	25·3

Niebo w maju, czerwcu i lipcu

W końcu czerwca i na początku lipca po zachodzie Słońca będzie widoczny Merkury. Wenus nie będzie widoczna. Mars wschodzi koło północy w maju a w lipcu już o 21 godzinie, przy tym osiąga największą jasność 23-go lipca, kiedy będzie w przeciwstawieniu ze Słońcem. Mars świecić wtedy będzie jaśniej niż Jowisz osiągając wielkość gwiazdową —2m·6. Jowisz widoczny będzie w maju nad ranem i wschodzi następnie coraz wcześniej, w lipcu już w pierwszej połowie nocy. Saturn wschodzi stale blisko o 1/2 godziny później od Jowisza, będzie więc również w lipcu świecił już przed północą. W początku maja można się spodziewać obfitego spadku meteorów z roju Akwarydów, będącego w związku z kometą Halley'a, a w końcu czerwca podobnego zjawiska, którego źródłem będzie rój Drakonidy I (Kometa Pons-Winnecke'go). Najjaśniejsze gwiazdy późnej wiosny i wczesnego lata to Arktur na zachodzie, Wega blisko zenitu, na południu zaś Altair w Orle. Coraz wyżej wznosi się Droga Mleczna i coraz lepiej widoczna jest piękna chmura gwiazdowa w Tarczy Sobieskiego.

[1]) Według Rocznika Astronomicznego Obserwatorium Krakowskiego.

Redaktor: prof. dr EUGENIUSZ RYBKA Wydawca: Pol. Tow. Przyjaciół Astronomii

NAJLEPIEJ POZNAJESZ ŚWIAT PRZEZ MIESIĘCZNIK

„ZBLISKA I ZDALEKA"

GEOGRAFIA

KRAJOZNAWSTWA

PODRÓŻNICTWA

ADRES REDAKCJI I ADMINISTRACJI

LWÓW, KOŚCIUSZKI 9, III. p.

(gmach Uniwersytetu)

Prenumerata roczna: 3 zł.

Numer pojedyńczy: 35 gr.

P. K. O. 501.002 P. K. O. 501.002

URANIA

CZASOPISMO POLSKIEGO TOWARZYSTWA PRZYJACIÓŁ ASTRONOMII

REDAKCJA I ADMINISTRACJA:

Lwów, ul. Długosza 8. Obserwatorium Astronomiczne U. J. K.
Telefon 237-97.

Konto rozrachunkowe: Urząd Pocztowy Lwów 1 No 86.

Redaktor: *prof. dr Eugeniusz Rybka.*

Prenumerata roczna 4·50 zł. za 5 zeszytów.

Cena pojedyńczego numeru 1 zł.

Członkowie P. T. P. A. otrzymują Uranię bezpłatnie.

ODDZIAŁY POLSKIEGO TOWARZYSTWA PRZYJACIÓŁ ASTRONOMII:

Częstochowa. Al. N. Marii Panny 56. I Gimnazjum Państw. im. H. Sienkiewicza.

Lwów. Długosza 8. Obserwatorium Astronomiczne U. J. K.
Konto w P. K. O. 512.005 (Oddział we Lwowie).

Poznań. Słoneczna 36. Obserwatorium Astronomiczne U. P.
Konto w P. K. O. 209.187.

Warszawa. Al. Ujazdowska 6/8. Obserwatorium Astronomiczne U. J. P.
Konto w P. K. O. 5.885.

Zarząd Centralny P. T. P. A. Warszawa. Al. Ujazdowska 6/8 Obserwatorium Astronomiczne U. J. P.
Konto w P. K. O. 19857.

UWAGA. Składki członkowskie należy wpłacać do właściwych Oddziałów przez P. K. O. lub na ręce skarbników.

Drukarnia „Słowa Polskiego", Lwów, Zimorowicza 15.