POSTĘPY ASTRONOMII

CZASOPISMO
POŚWIĘCONE UPOWSZECHNIANIU
WIEDZY ASTRONOMICZNEJ

PTA

TOM II — ZESZYT 2
1 9 5 4

PAŃSTWOWE WYDAWNICTWO NAUKOWE

SPIS TREŚCI ZESZYTU 2

W. Zonn, O pracach kosmogonicznych W. G. Fiesjenkowa i W. A. Ambarcumiana 51

A. Strzałkowski, Zastosowania elektroniki w astronomii 70

Z PRACOWNI I OBSERWATORIÓW

R. Szafraniec, Zachmurzenie na Suwalszczyźnie w okresie od 19. VI. — 15. VII. 1953 99

K. Kordylewski, Zjawiska występujące w czasie zaćmień Słońca 103

Z LITERATURY NAUKOWEJ

K. Rudnicki, Nowe badania mgławic planetarnych 105

A. Strzałkowski, Pola magnetyczne w spiralnych ramionach galaktyki 106

W. Wiśniewski, Badania dwóch katalogów strefowych Obserwatorium Astronomicznego w Yale . . 107

KRONIKA

Działalność obserwatoriów astronomicznych Uniwersytetu Wrocławskiego w latach 1950—1953 . . . 108

POLSKIE TOWARZYSTWO ASTRONOMICZNE

POSTĘPY ASTRONOMII

KWARTALNIK

TOM II — ZESZYT 2

KRAKÓW • KWIECIEŃ — CZERWIEC 1954

PAŃSTWOWE WYDAWNICTWO NAUKOWE

Kolegium Redakcyjne

Redaktor Naczelny:
STEFAN PIOTROWSKI, Warszawa

Członkowie:
TADEUSZ BANACHIEWICZ, Kraków
WŁADYSŁAW TĘCZA, Kraków
WŁODZIMIERZ ZONN, Warszawa

Sekretarz Redakcji:
KAZIMIERZ KORDYLEWSKI, Kraków

Adres Redakcji: Kraków 2, plac Na Groblach 8 m. 4
Adres Sekretariatu: Kraków 2, ul. Kopernika 27 m. 4

PAŃSTWOWE WYDAWNICTWO NAUKOWE — WARSZAWA
ul. Krakowskie Przedmieście 79

Nakład 417+100 egz.	*Podpisano do druku 15. V. 1954*
Ark. wyd. 5·78, ark. druk. 4¹/₄+mapa	*Druk ukończono 22. V. 1954*
Papier druk. sat. 70 g kl. V 70×100 cm	*Nr zamówienia 1697*
Do składania 30. III. 1954	*Cena zł 5.— M-5-11673*

DRUKARNIA ZWIĄZKOWA, KRAKÓW, ULICA MIKOŁAJSKA 13

O pracach kosmogonicznych W. G. Fiesjenkowa i W. A. Ambarcumiana

WŁODZIMIERZ ZONN
Obserwatorium Astron. Uniw. Warszawskiego

(Referat wygłoszony na sympozjonie astrofizycznym
Polskiego Towarzystwa Astronomicznego we Wrocławiu w sierpniu 1953 r.)

Omówienie wymienionych w tytule nader interesujących prac kosmogonicznych poprzedzę krótkimi rozważaniami ogólnymi, dotyczącymi interpretacji diagramu Hertzsprunga—Russella, z którą niewątpliwie te prace ściśle się wiążą. Rozważania te będą miały na celu udzielenie odpowiedzi na bardzo banalne, lecz jednocześnie ważne pytanie: w jakim stopniu i przy jakich założeniach diagram H—R przedstawia drogi ewolucji gwiazd? Czy istotnie gwiazdy muszą ewoluować wzdłuż obszarów o największym zagęszczeniu na tym diagramie, czy też ewolucja ta może odbywać się innymi drogami? Pamiętajmy bowiem, że diagram H—R przedstawia nam w zasadzie tylko obecny stan populacji naszej Galaktyki.

Zacznę od znanego wszystkim i podstawowego twierdzenia z astrofizyki teoretycznej — twierdzenia Vogta-Russella — którego słuszności nikt chyba dziś nie kwestionuje, ponieważ opiera się na zupełnie oczywistych i sprawdzonych przesłankach. Twierdzenie to dotyczy tylko gwiazd będących w stanie równowagi mechanicznej i promienistej (ewent. konwektywnej) — krótko mówiąc gwiazd, które nazywamy ogólnie trwałymi. Orzeka ono, że wszystkie parametry charakteryzujące stan fizyczny gwiazdy zależą t y l k o od jej masy $\mathcal{M}$ i składu chemicznego, ilościowo wyrażonego przede wszystkim przez średni ciężar cząsteczkowy $\bar{\mu}$ materii, z której jest zbudowana gwiazda. Mówiąc popularniej, z danej masy gazu o określonym składzie chemicznym można utworzyć tylko jedną gwiazdę o zupełnie określonej budowie. Wszystkie zatem parametry, a więc również i te, z którymi mamy do czynienia na diagramie H—R: jasność absolutna M i typ widmowy Sp, dadzą się wyrazić związkami

$$\begin{aligned} M &= M\ (\mathcal{M}, \bar{\mu}), \\ Sp &= Sp\ (\mathcal{M}, \bar{\mu}). \end{aligned} \tag{1}$$

Te same zależności można przedstawić w formie bardziej szczegółowej, jeśli wprowadzimy do nich względną zawartość wodoru X, helu Y i reszty

pierwiastków $Z = 1 - X - Y$. Nie musimy się posuwać dalej w tej specyfikacji, ponieważ wszystkie pierwiastki cięższe niż hel mają ciężar cząsteczkowy bardzo bliski 2 (średni ciężar cząsteczkowy wodoru wynosi 0,5; helu 1,25), nie ma zatem potrzeby wyróżniania poszczególnych cięższych pierwiastków, skoro w równaniach określających stan gwiazdy skład chemiczny reprezentuje głównie średni ciężar cząsteczkowy.

Zależności (1) zastąpimy więc innymi, bardziej szczegółowymi

$$\begin{aligned} M &= M\ (\mathcal{M}, X, Y), \\ Sp &= Sp\ (\mathcal{M}, X, Y), \end{aligned} \tag{2}$$

z których możemy np. wyeliminować $\mathcal{M}$ otrzymując

$$M = M\ (Sp, X, Y). \tag{3}$$

Tylko w przypadku: $X = X_0 = const.$, $Y = Y_0 = const.$, (4)

lub też: $X = X\ (\mathcal{M})$, $Y = Y\ (\mathcal{M})$, (5)

układ równań (2) przedstawia pewną krzywą w układzie współrzędnych Sp i M, a więc na diagramie H—R. To zatem, że istotnie bardzo wiele gwiazd układa się na tym diagramie w formę zbliżoną do krzywej, jest tylko dowodem słuszności twierdzenia Vogta—Russella przy jednoczesnym spełnieniu jednego z dwóch warunków (4) i (5).

Gwiazdy, które powstały w jednym czasie, nie muszą więc ewoluować wzdłuż tych krzywych, na których się znajdują w chwili powstania. W chwili tej wartości parametrów X i Y są przecież inne niż w okresie późniejszym i jeśli nie wiąże ich wszystkich jedna zależność typu (5), zmieni się kształt funkcji $M = M\ (Sp, X, Y)$. Gwiazdy mogą więc dowolnie wędrować na diagramie H—R tworząc za każdym razem jakąś krzywą, inną od tej, wzdłuż której układały się one poprzednio i od tej, wzdłuż której ułożą się w chwili następnej; ewolucja nie musi się odbywać wzdłuż krzywej chwilowej, ani wzdłuż krzywej „początkowej".

Dowolność ta natychmiast znika, jeśli przyjmiemy, że grupy gwiazd o różnym wieku układają się wzdłuż jednej krzywej, co właśnie obserwujemy np. w przypadku ciągu głównego diagramu H—R. W tym przypadku droga ewolucyjna każdej gwiazdy nie może odchylić się od krzywej, na której te gwiazdy się ułożyły. Krzywa ta jest więc nie tylko reprezentantem stanu obecnego gwiazd, lecz jednocześnie ich historią i prognozą na przyszłość.

Wprawdzie ciąg główny diagramu H—R nie jest czymś doskonale „liniowym"; gwiazdy tworzą tam po pierwsze — nieduży zresztą — rozrzut, który łatwo tłumaczymy nieznacznymi różnicami w ich składzie chemicznym i niedużymi też błędami obserwacyjnymi. Ponadto wyróżnić się da pewien ciąg równoległy do ciągu głównego, leżący tuż przy nim — tzw. ciąg podkarłów. Ciąg ten jest istotnie inną drogą ewolucji pewnych

gwiazd, dość nielicznych w naszym otoczeniu; ogromna natomiast większość gwiazd o niewątpliwie różnym wieku układa się niemal dokładnie wzdłuż ciągu głównego i to właśnie upoważnia nas do traktowania tej krzywej jako krzywej ewolucyjnej gwiazd.

Znamy jednocześnie pewne inne krzywe na diagramie H—R (zgrupowania zbliżone kształtem do krzywych), co do których nie twierdzimy, że reprezentują drogę ewolucji gwiazd; przypuszczamy raczej, że są tylko chwilowym położeniem ich na diagramie H—R. Taką krzywą jest prawdopodobnie wykres gwiazd należących do niektórych gromad kulistych, w którym gwiazdy układają się wzdłuż prostej łączącej czerwone nadolbrzymy ze środkiem ciągu głównego. Tej prostej nie musimy traktować jako drogi ewolucyjnej gwiazd dlatego, że tego typu wykresy dotychczas otrzymywaliśmy tylko dla gwiazd o jednakowym wieku, jakimi są gwiazdy należące do jednej gromady kulistej.

Jest rzeczą prawdopodobną, że tzw. gałąź olbrzymów również nie reprezentuje drogi ewolucyjnej gwiazd, jakkolwiek jest obsadzona przez gwiazdy, co do których mamy wiele powodów do przypuszczenia, że posiadają różny wiek.

Tak czy inaczej największą pewność co do swego ewolucyjnego charakteru posiada ciąg główny diagramu H—R i ta okoliczność leży u podstaw prac W. G. Fiesjenkowa, jak również u podstaw prac wielu innych kosmogonistów, którzy również zajmowali się przede wszystkim ciągiem głównym gwiazd na diagramie H—R.

W. G. Fiesjenkow [1], [2], rozważając ewolucję gwiazd wzdłuż ciągu głównego, przyjmuje, że ewolucję tę definiują pewne ciągłe zmiany parametrów określających stan gwiazdy będącej przez cały czas w stanie równowagi. Zatem słuszną jest rzeczą uczynienie odpowiedzialnymi za ewolucję parametrów $\mathcal{M}$, X i Y związanych zależnością (5). Poza tym jest rzeczą bardzo wątpliwą, aby w czasie ewolucji gwiazdy zmieniała się w sposób dostrzegalny zawartość pierwiastków ciężkich w gwieździe, albowiem procesy zaopatrujące gwiazdy w energię odbywają się — jeśli nie wyłącznie — to głównie kosztem zmniejszania się zawartości wodoru i zwiększania się zawartości helu. Można zatem przyjąć, że $X+Y=const.$ i odpowiedzialnymi za ewolucję uczynić tylko dwa: $\mathcal{M}$ i X, z których drugi z całą pewnością zmniejsza się z biegiem czasu, nie ulega bowiem najmniejszej wątpliwości, że „spalaniu“ wewnątrz gwiazdy ulega właśnie wodór, i że we wnętrzu gwiazdy nie ma procesów regenerujących na dużą skalę wodór.

Z teorii budowy gwiazd wiemy, że zmniejszaniu się zawartości wodoru musi towarzyszyć wzrost dzielności promieniowania gwiazdy. Gdyby więc „spalanie“ się wodoru było głównym czynnikiem ewolucyjnym gwiazd, gwiazdy ciągu głównego przesuwałyby się na diagramie H—R

ku górze, od karłów typu M poprzez typ K, G aż do A i B. Wiemy jednak, że masy gwiazd ciągu głównego rosną w tym kierunku w stosunku około 1 : 10; przesuwaniu się w tym kierunku musi więc towarzyszyć wzrost masy gwiazdy jeszcze większy, niż dziesięciokrotny dlatego, że skompensowaniu musiałaby ulegać jeszcze część masy tracona w wyniku „spalania się" wodoru (defekt masy), oraz tracona w wyniku promieniowania korpuskularnego, którego natężenia wprawdzie dokładnie nie znamy, które jednak konstatujemy zarówno na Słońcu jak też i u wielu gwiazd, zwłaszcza o wczesnych typach widmowych. Wyszukanie procesów, które prowadziłyby do tak ogromnego wzrostu masy gwiazd w ciągu stosunkowo niedużego czasu, wydaje się rzeczą niemożliwą. Oto dlaczego zarówno Fiesjenkow jak też i Ambarcumian zrezygnowali z takiej interpretacji diagramu H—R (mimo, że wielu astronomów zachodnioeuropejskich upiera się przy tej interpretacji). Fiesjenkow i Ambarcumian [5] przyjmują, że głównym czynnikiem ewolucyjnym gwiazd jest zmniejszanie się ich masy; skutki tego procesu dominują nad skutkami zwiększania się zawartości helu, w wyniku którego następuje zwiększanie się jasności gwiazdy. W ogólnym więc wyniku jasność gwiazdy maleje, ponieważ bardzo szybko maleje masa gwiazdy; gwiazda przesuwa się zatem wzdłuż ciągu głównego z góry na dół, zgodnie z pierwotną interpretacją diagramu H—R.

Promieniowanie fotonowe (będące skutkiem „spalania się" wodoru) jest jednak zbyt słabe, aby wyjaśnić tak znaczną utratę masy gwiazdy w procesie jej ewolucji. Należy więc tutaj wprowadzić jakiś inny mechanizm ubytku masy; otóż zdaniem Fiesjenkowa szybką utratę masy wywołuje promieniowanie korpuskularne gwiazd, którego natężenie możemy oszacować z następujących rozważań.

Przyjmijmy, że za ewolucję gwiazdy są odpowiedzialne zmiany masy $\mathcal{M}$ gwiazdy i zawartość wodoru X, które są ze sobą związane zależnością typu (5) obowiązującą, z grubsza biorąc, wszystkie gwiazdy głównego ciągu. Pierwszy związek (1) da się zatem przepisać w formie

$$M = M\ (\mathcal{M}),$$

lub wprowadzając wygodniejszy argument L, dzielność promieniowania, $L = 10^{-0,4\,M}$,

$$L = L\ (\mathcal{M}).$$

Otrzymaliśmy słynną zależność Eddingtona, którą w sposób dostatecznie dokładny dla tego rodzaju rozważań można przedstawić w formie zgodnej z danymi obserwacyjnymi:

$$L = \alpha\ \mathcal{M}^n. \tag{6}$$

gdzie według ostatnich badań P. P. Parenago $n = 3{,}33$.

Fiesjenkow przyjmuje, że promieniowanie korpuskularne jest proporcjonalne do promieniowania fotonowego w każdej chwili „życia" gwiazdy*). Zatem $\alpha = \beta + \gamma$, gdzie β reprezentuje składnik fotonowy, γ — składnik korpuskularny promieniowania gwiazdy. Ubytek masy gwiazdy jest oczywiście proporcjonalny do natężenia obu rodzajów promieniowania; zatem

$$-\frac{d\mathcal{M}}{dt} = \alpha\, \mathcal{M}^n. \tag{6a}$$

Całkując to równanie otrzymujemy

$$\mathcal{M}^{n-1} = \frac{\mathcal{M}_0^{\,n-1}}{1 + \mathcal{M}_0^{\,n-1}\, \alpha t\,(n-1)}, \tag{6b}$$

gdzie $\mathcal{M}_0$ jest masą gwiazdy w chwili $t = 0$. Aby się zorientować co do wartości liczbowej nieznanego nam współczynnika γ przyjmujemy, że wiek Słońca wynosi około 5.10^9 lat i że masa jego w tym czasie zmniejszyła się w stosunku 1 : 10. Otrzymamy zarówno w przypadku $n = 3$, jak też i $n = 4$ ten sam rząd wielkości

$$\alpha = 10^{-10} \text{ mas Słońca/rok.}$$

Ponieważ dzisiejsze promieniowanie fotonowe Słońca jest rzędu $\beta = 0{,}5.10^{-13}$ mas Słońca/rok, otrzymamy łatwo

$$\frac{\gamma}{\beta} = 10^3.$$

Promieniowanie korpuskularne musi zatem posiadać natężenie około 10^3 razy większe, niż promieniowanie fotonowe.

Przyjmując dalej, że promieniowanie fotonowe gwiazd odbywa się wyłącznie kosztem przemiany wodoru w hel można obliczyć zawartość X wodoru w różnych etapach ewolucji gwiazdy, określonych jej masą. Istotnie

$$-f\,\frac{d(X\mathcal{M})}{dt} = \beta\,\mathcal{M}^n,$$

*) Przyjęcie tego założenia nie jest czymś najzupełniej dowolnym, jakby to na pierwszy rzut oka mogło się wydawać. Jeśli istotnie gwiazdy ewoluują wzdłuż ciągu głównego, muszą one spełniać zależności (5) w każdej chwili swego „życia". Zmiany masy są wywołane promieniowaniem korpuskularnym gwiazdy, zmiany zaś zawartości wodoru — promieniowaniem fotonowym. Jako pierwszą roboczą hipotezę przyjąć więc należy istnienie najprostszego związku między $\mathcal{M}$ i X, czyli między natężeniem promieniowania korpuskularnego i fotonowego; taki właśnie najprostszy związek przyjmuje Fiesjenkow.

Zastąpienie proporcjonalności prostej związkiem innym, np. proporcjonalnością do wyższej potęgi, niewiele zmieni wyniki ilościowe wywodów Fiesjenkowa.

Pewnego rodzaju ilościowym sprawdzeniem założeń Fiesjenkowa są prace P. P. Parenago, o których będzie mowa w dalszym ciągu artykułu (str. 65), a które wskazują na to, że przyjęcie tego założenia prowadzi do wniosków zgodnych z obserwacją

gdzie β znamy z obserwacji. Współczynnik f jest zmniejszeniem masy Słońca (czy gwiazdy) wskutek przemiany jednego gramu wodoru w hel i wynosi, jak łatwo się przekonać,

$$f = \frac{4\mu_H - \mu_{He}}{4\mu_H} = 0{,}00711,$$

gdzie w liczniku mamy defekt masy przy syntezie czterech protonów w jądro helu.

Całkując ostatnie równanie, przy uwzględnieniu związków (6a) i (6b) otrzymamy (szczegółów rachunku nie podaję)

$$X_0 - X_1 = 0{,}0454\, T \frac{k^2}{k^2-1} \ln k, \text{ dla } n = 3,$$

$$X_0 - X_1 = 0{,}0681\, T \frac{k^3}{k^3-1} \ln k, \text{ dla } n = 4,$$

gdzie X_0 i X_1 oznaczają zawartość wodoru początkową i obecną, T jest wiekiem gwiazdy, $k = \frac{\mathcal{M}_0}{\mathcal{M}_1}$, gdzie $\mathcal{M}_0$ jest masą początkową gwiazdy, zaś $\mathcal{M}_1$ — obecną.

Podstawienie danych liczbowych prowadzi do wniosku, że dużym zmianom masy odpowiadają stosunkowo małe zmiany wartości X. Przyjmując, że masa gwiazdy zmieniła się w stosunku 10 : 1 otrzymamy zmianę zawartości wodoru o 23—34% (zależnie od przyjętej wartości na n). Oceniając obecną zawartość wodoru w Słońcu na około 40%, należy stąd wywnioskować, że na początku swej ewolucji Słońce zawierało około 60—70% wodoru.

Jednym ze sprawdzianów słuszności hipotezy Fiesjenkowa mogłoby być zagadnienie momentu obrotowego rotacji gwiazd, który musi maleć dość szybko w miarę utraty masy, ponieważ promieniowanie zarówno fotonowe (które w tym przypadku dużej roli nie odgrywa), jak też i korpuskularne, unosi ze sobą część momentu obrotowego gwiazdy. Szybkość rotacji gwiazd musi więc szybko maleć w miarę czasu i w miarę przesuwania się wzdłuż ciągu głównego od typów wcześniejszych ku późniejszym. Ten fakt wykryli jeszcze dawniej G. Szajn i O. Struve badając kontury linii widmowych należących do gwiazd ciągu głównego.

Niestety trudno dziś jeszcze mówić o możliwości ilościowego zestawienia tych faktów z hipotezą Fiesjenkowa dlatego tylko, że zmiany szybkości rotacji gwiazd wiążą się ze zmianami ich momentu obrotowego za pośrednictwem parametru charakteryzującego rozkład mas wewnątrz gwiazdy, który nie jest znany z dostateczną, jak na ten cel, dokładnością, zmienia się bowiem od modelu do modelu gwiazdy. Rozpatrzmy tę sprawę nieco dokładniej.

Moment obrotowy kuli niejednorodnej, lecz symetrycznej względem środka wynosi

$$K = \frac{2}{5} \mu \omega R^2 \mathcal{M} ,$$

gdzie R jest promieniem gwiazdy, ω jej szybkością kątową; μ jest współczynnikiem niejednorodności budowy gwiazdy, którego wartość w przypadku kuli jednorodnej wynosi $\mu = 1$. Przy idealnym skupieniu masy w środku gwiazdy $\mu = 0$.

Zmniejszenie się masy o $d\mathcal{M}$ (przez odrzucenie nieskończenie cienkiej, zewnętrznej warstwy kuli) wywoła zmniejszenie się momentu obrotowego o dK, określone zależnością:

$$dK = \frac{2}{3} \omega R^2 d\mathcal{M} .$$

Zatem

$$\frac{dK}{K} = \frac{5}{3\mu} \frac{d\mathcal{M}}{\mathcal{M}} .$$

Jeśli przyjmiemy, że przez cały czas ewolucji gwiazdy $\mu = const.$, otrzymamy po scałkowaniu

$$\frac{K}{K_0} = \left(\frac{\mathcal{M}}{\mathcal{M}_0} \right)^{\frac{5}{3\mu}} ,$$

gdzie K_0 i $\mathcal{M}_0$ są obecnymi wartościami tych parametrów; te same symbole bez znaczków są ich wartościami w przeszłości (lub przyszłości).

Wartość μ zależy oczywiście od przyjętego modelu gwiazdy. Dla modelu politropowego o indeksie $n = 3$ wartość $\mu = 0{,}19$. Dla Słońca za najwłaściwszą wartość μ uważa M. Schwarzschild 0,20.

Jeśli przyjmiemy następnie, że między promieniem R gwiazdy a jej masą istnieje zależność (co zresztą wynika z poprzednich założeń) w formie znalezionej na drodze empirycznej,

$$R \sim \mathcal{M}^{0{,}75} , \tag{7}$$

otrzymamy

$$\frac{\omega}{\omega_0} = \left(\frac{\mathcal{M}}{\mathcal{M}_0} \right)^{\frac{5}{3\mu} - 2{,}5} ,$$

gdzie ω_0 jest obecną szybkością kątową Słońca. Przyjmując $\mu = 0{,}2$ otrzymujemy

$$\frac{\omega}{\omega_0} = \left(\frac{\mathcal{M}}{\mathcal{M}_0} \right)^{5{,}8} .$$

Tutaj napotykamy na zasadniczą trudność: nawet tylko pięciokrotne zwiększenie masy Słońca prowadzi do 12.10^3-krotnego wzrostu jego szyb-

kości rotacji. Tak duża szybkość przekracza znacznie szybkość dopuszczalną ze względu na przyspieszenie odśrodkowe, które musiałoby „rozerwać" po prostu gwiazdę.

Istotnie, przyśpieszenie grawitacyjne g wiąże się z obecnym przyśpieszeniem grawitacyjnym g_0 na Słońcu przy pomocy związku [wynikającego z (7)]

$$g = \frac{G\mathcal{M}}{R^2} = g_0 \sqrt[3]{\frac{\mathcal{M}_0}{\mathcal{M}}}.$$

Na równiku przyśpieszenie dośrodkowe j wynosi

$$j = \omega^2 R = j_0 \left(\frac{\mathcal{M}}{\mathcal{M}_0}\right)^{\frac{10}{3\mu} - 4{,}25},$$

gdzie j_0 jest obecnym przyśpieszeniem dośrodkowym na równiku Słońca. Wartością krytyczną (największą) masy Słońca $\mathcal{M}_k$ (przy której $g = j$) będzie

$$\frac{\mathcal{M}_k}{\mathcal{M}_0} = \left(\frac{g_0}{j_0}\right)^{\frac{3\mu}{10 - 11{,}25\mu}}.$$

Możemy stąd obliczyć wartości krytyczne masy $\mathcal{M}_k$ i momentu obrotowego K_k Słońca w jednostkach obecnej wartości tych parametrów:

Wartość indeksu politropii	μ	$\mathcal{M}_k$	K_k
3	0,19	2,2	$9{,}5.10^2$
2	0,38	8,8	$1{,}3.10^4$
—	0,5	40,7	$2{,}2.10^5$.

Widzimy stąd, że nieduży wzrost masy (przy małym μ) prowadzi już do krytycznej wartości momentu obrotowego. Dopiero przyjmując na $\mu = 0{,}5$ otrzymujemy dostatecznie dużą górną granicę $\mathcal{M}_k$. Fiesjenkow przyjmuje właśnie tę wartość na μ, która, niestety, nie odpowiada żadnemu z istniejących modeli budowy gwiazdy i która wymagałaby znacznie mniejszej koncentracji materii w pobliżu środka gwiazdy, niż to wynika z współczesnych rozważań astrofizycznych.

Sytuacja jednak ulega poprawie, jeśli odrzucimy dotychczasowe założenie, co do sposobu rotacji gwiazdy. Zakładaliśmy mianowicie milcząco, że gwiazda rotuje jak ciało sztywne. W. S. Safronow [3] w pracy swej zakłada, że różne warstwy wewnątrz gwiazdy rotują z różną szybkością kątową, zwiększającą się w miarę zbliżania się do środka gwiazdy. Łatwo obliczyć, że wtedy średnia szybkość rotacji wyrazi się wzorem

$$\omega(R)\ \lambda = \frac{\int_0^R \omega(r)\,\rho(r)\,r^4\,dr}{\int_0^R \rho(r)\,r^4\,dr},$$

gdzie $\rho(r)$ oznacza gęstość Słońca w odległości r od jego środka. Wtedy otrzymamy na K wyrażenie

$$K = \frac{2}{5} \lambda \mu \omega(R) \mathcal{M} R^2 \text{ i analogicznie:}$$

$$\frac{K}{K_0} = \left(\frac{\mathcal{M}}{\mathcal{M}_0}\right)^{\frac{5}{3\lambda\mu}} .$$

Przy wzroście szybkości kątowej ze zmniejszającym się r (odległością od środka gwiazdy) $\lambda > 1$; dawne wymagania co do dużej wartości μ stają się mniej wygórowane i mogą być pogodzone z istniejącymi modelami gwiazd.

Spróbuję obecnie streścić wszystkie wywody dotyczące hipotezy Fiesjenkowa. Głównym czynnikiem ewolucji gwiazdy jest zmniejszanie się jej masy w wyniku bardzo obfitego promieniowania korpuskularnego, oraz promieniowania fotonowego, które odbywa się jedynie kosztem zmniejszania się zawartości wodoru wewnątrz gwiazdy, przy odpowiednim zwiększeniu się zawartości helu. Zakładając, że natężenie promieniowania korpuskularnego jest zawsze proporcjonalne do natężenia promieniowania fotonowego i że przez cały czas ewolucji gwiazd jest słuszna zależność $L = a \mathcal{M}^n$ (będąca konsekwencją przyjęcia, iż $X = X(\mathcal{M})$ i, co stąd wynika, $Y = Y(\mathcal{M})$, a więc przyjęcia, że gwiazdy „startują" z zawartością wodoru i helu spełniającą pewną jedną uniwersalną zależność, albo też startują z jednakową dla wszystkich gwiazd zawartością wodoru i helu), możemy pogodzić ewolucję Słońca wzdłuż gałęzi ciągu głównego z jego wiekiem 5.10^9 lat, jeśli przyjmiemy, że natężenie promieniowania korpuskularnego przewyższa natężenie promieniowania fotonowego 10^3 razy. Możemy pogodzić również sprawę rotacji Słońca z rotacją ogółu gwiazd różnych typów widmowych, znajdujących się na ciągu głównym diagramu H—R, jeśli przyjmiemy, że materia wewnątrz Słońca jest znacznie mniej skoncentrowana w jego środku, niż to się przyjmuje dzisiaj, albo też, że warstwy zewnętrzne w gwiazdach rotują znacznie wolniej, niż warstwy głębsze. To samo oczywiście dotyczy każdej innej gwiazdy ciągu głównego.

Z rozważań Fiesjenkowa wynikają jeszcze pewne wnioski, dość ważne w zagadnieniach ewolucyjnych gwiazd i planet. To mianowicie, że planety nie mogły się oderwać od Słońca w stadium jego znajdowania się na ciągu głównym diagramu H—R. Musiało to więc nastąpić znacznie wcześniej, wtedy, gdy Słońce było jeszcze w stadium przedgwiazdowym. Poza tym Fiesjenkow wnioskuje ze swojej hipotezy, że górną granicę masy gwiazd warunkuje nie ciśnienie promieniowania, które dawniej przyjmowano jako czynnik decydujący w tym względzie, lecz właśnie moment obrotowy, którego zbyt duża wartość przekreślałaby możliwość istnienia gwiazdy.

Przejdę z kolei do omówienia prac kosmogonicznych W. A. Ambarcumiana [4], [5], które wielokrotnie już były referowane w prasie popularno-naukowej [12] i dlatego są znane czytelnikom, przynajmniej w głównych zarysach.

Szukając odpowiedzi na pytanie, jak powstają gwiazdy i jak ewoluują w pierwszych etapach swego „życia", Ambarcumian przede wszystkim próbuje znaleźć kryteria odróżniające gwiazdy młode od starszych. Poprzednio znane już były pewne kryteria astrofizyczne; kryteria o tyle słuszne, o ile słuszne były hipotezy kosmogoniczne przyjęte za podstawę przy tych kryteriach. Powstawało zatem często coś w rodzaju błędnego koła rozumowań, w którym ze słuszności przesłanek wnioskowało się o słuszności wniosku i odwrotnie, ze słuszności wniosków wynikała słuszność przesłanek. Przyjmowało się np., że młodymi gwiazdami są gwiazdy o dużych masach dlatego, że się zakładało, że ewolucja gwiazd przebiega w kierunku nieustannego zmniejszania się masy gwiazdy. Odrzucając jednak to założenie (jak to uczynił np. Hoyle i jego współpracownicy) czynimy od razu te gwiazdy najstarszymi...

Otóż Ambarcumian po raz pierwszy wprowadził do astronomii, że tak je nazwę, absolutne kryteria wieku niektórych gwiazd, wolne od wszelkich hipotez i wynikające jedynie z prostych i oczywistych danych i rozumowań. Oto dlaczego słusznie uważa się jego prace kosmogoniczne za nowy etap w dziedzinie kosmogonii gwiazdowej. Spróbuję tu streścić te przesłanki i same kryteria zastosowane przez Ambarcumiana.

Gwiazdy tworzące wszelkiego rodzaju zgrupowania (gwiazdy podwójne, wielokrotne, gromady kuliste, otwarte i tzw. asocjacje) muszą się składać z gwiazd o jednakowym wieku, albowiem jest rzeczą najzupełniej nieprawdopodobną, aby te zgrupowania gwiazd mogły powstać bądź to na drodze przypadkowego spotkania się gwiazd w przestrzeni, bądź też w wyniku podziału jakiejś większej gwiazdy na wiele mniejszych. Pozostaje zatem jedyna droga ich powstania: tworzenie się jednoczesne wszystkich gwiazd tworzących dane zgrupowanie.

Pewne wątpliwości wzbudzić mogą pod tym względem jedynie gwiazdy podwójne i wielokrotne, co do których dawniej przypuszczano, że powstały w wyniku bądź to przypadkowego spotkania się dwóch lub więcej gwiazd w przestrzeni i w wyniku wymiany energii utworzyły trwały układ — bądź też (co wydawało się bardziej prawdopodobne), że układy te powstały w wyniku podziału gwiazdy większej na kilka mniejszych.

Pierwsze z tych przypuszczeń odpada od razu wobec znacznie większej liczby istniejących gwiazd podwójnych i wielokrotnych, niż ich powinno być, gdyby powstawały w wyniku przypadkowego spotykania się gwiazd ze sobą. Skromnie licząc, liczba gwiazd będących członkami układów

podwójnych i wielokrotnych stanowi około $^2/_3$ liczby wszystkich gwiazd w danej objętości; co najmniej 10^8 razy więcej, niż by to wynikało z przypadkowego zbliżania się gwiazd.

Odrzuceniu ulega również i drugie przypuszczenie dlatego tylko, że obserwowany u wielu par, zwłaszcza szerokich par, moment obrotu przekracza to, co może mieć pojedyncza gwiazda o największej masie. Przypuszczenie to dałoby się utrzymać jedynie w przypadku par bardzo ciasnych; nie mamy jednak żadnego uzasadnienia na wprowadzenie jakiegoś podziału pomiędzy parami gwiazd o dużych odległościach składników i odległościach małych, nic bowiem nie wskazuje na istnienie między nimi jakiejś granicy, lub przeskoku.

Należy zatem przyjąć ogólnie (jakkolwiek mogą być pod tym względem pewne wyjątki), że gwiazdy podwójne i wielokrotne, tak zresztą jak członkowie gromad kulistych i otwartych i członkowie asocjacji, posiadają jednakowy wiek (inny oczywiście dla każdego zgrupowania).

Wśród wszelkiego rodzaju ugrupowań gwiazd (układów gwiazd) najmłodszymi są oczywiście te układy, które nie są trwałymi w sensie mechanicznym, lecz które mimo to obserwujemy dziś jako pewne mniej lub bardziej gęste ugrupowania gwiazd w przestrzeni. Warunkiem nietrwałości jest posiadanie przez dany układ większej energii kinetycznej, niż potencjalnej; używając terminologii dynamiki: posiadanie dodatniej energii całkowitej (energię potencjalną traktujemy jako ujemną). Warunek ten jest całkowicie wolny od wszelkich sugestyj kosmogonicznych i dlatego stanowi kryterium, które nie wprowadzi nigdy astronomów w błędne koło rozumowań.

Wszystkie znane dawniej zgrupowania gwiazd: gwiazdy podwójne i wielokrotne, gromady otwarte i kuliste posiadają energię całkowitą u j e m n ą, a zatem są trwałymi układami (może z nielicznymi wyjątkami wzbudzającymi pewne wątpliwości — np. tzw. gromady ruchome, co do których przypuszczamy, że raczej posiadają energię całkowitą dodatnią). Otóż Ambarcumian i jego współpracownicy odkryli niedawno ugrupowania gwiazd posiadające energię całkowitą dodatnią — tzw. asocjacje gwiazd — których gęstość przestrzenna jest tegoż rzędu co i gęstość gwiazd niestowarzyszonych, wśród których asocjacje się znajdują. Już z tego można byłoby wywnioskować o tym, że asocjacje są nietrwałe, tak jak nietrwałe jest każde ugrupowanie gwiazd powstałe przez dowolne „wycięcie" z obszaru otaczającego Słońce dowolnej objętości ze znajdującymi się w niej przypadkowo gwiazdami.

Dla tych, którzy nie stykali się jeszcze z zagadnieniem asocjacyj, niezrozumiałą może się wydać na pierwszy rzut oka możliwość wyodrębnienia asocjacji na tle innych gwiazd tła nieba, jeśli, jak mówiliśmy już, gęstość przestrzenna gwiazd w asocjacjach jest tegoż rzędu, co gęstość gwiazd tła — lub jeszcze mniejsza. Otóż

o przynależności do asocjacji decyduje przede wszystkim typ widmowy gwiazd; mianowicie typ *O—B9* dla asocjacyj typu *O* i typ *dGe—dMe* dla asocjacyj typu *T*. Do asocjacyj typu *T* należą ponadto gwiazdy zmienne typu *T Tauri* (od nazwy których pochodzi właśnie nazwa tego drugiego typu asocjacyj). Gwiazdy te tworzą wybitne zagęszczenie parcjalne (cząstkowe) o mniejszej jednak gęstości, niż wszystkie gwiazdy o pozostałych typach widmowych. To właśnie zagęszczenie umożliwia nam wyróżnienie członków asocjacyj pośród gwiazd innych, należących do tych samych typów widmowych co i członkowie asocjacyj. Dość dobrze zdefiniowanymi są asocjacje typu *O*, które podług Ambarcumiana muszą spełniać następujące warunki:

1. Ich średnice wynoszą 30—200 ps.
2. Jako jądro zawierają gromadę otwartą typu *O*.
3. Obok gwiazd typu *O—B2* zawierają (w mniejszej ilości) gwiazdy typu *B3—B9* i nawet typów późniejszych. Do niektórych asocjacyj typu *O* wchodzą ponadto gwiazdy typu Wolfa—Rayeta.
4. Jądrami asocjacyj, obok gromad, mogą być łańcuszki gwiazd i układy typu Trapezu w Orionie.
5. Olbrzymy o wczesnych typach widmowych występują w asocjacjach nie tylko w jądrach, lecz i poza nimi.
6. Mamy ważkie powody do przypuszczeń, że asocjacje typu *O* są układami nietrwałymi.

Ostatnia uwaga, wypowiedziana jest w formie tak ostrożnej dlatego, że jest rzeczą możliwą (choć wysoce nieprawdopodobną), że w skład asocjacyj wchodzą jeszcze nie dające się zaobserwować gwiazdy o bardzo małej jasności absolutnej. Obecność tych gwiazd mogłaby zwiększyć masę asocjacyj i sprawić, iż wartość energii całkowitej asocjacyj stałaby się ujemna. Aby z całą pewnością twierdzić, że asocjacje są układami nietrwałymi, należy się upewnić, iż poza znanymi dziś członkami asocjacyj w ich składzie nie ma wielu innych gwiazd.

Asocjacje typu *T* nie są jeszcze tak dokładnie zbadane, dlatego też ani w pracy Ambarcumiana, ani w innych pracach nie spotykamy się z próbami zdefiniowania tych tworów. Istotną właściwością asocjacyj typu *T* jest znaczna parcjalna koncentracja gwiazd zmiennych typu *T Tauri* (*RW Aurigae*) oraz karłów posiadających linie emisyjne w widmie [7].

Powróćmy jednak do sprawy nietrwałości asocjacyj, która jest głównym kryterium ich „młodości". To, że tworzą one układy o bardzo małej gęstości przestrzennej gwiazd, nie decyduje jeszcze o ich nietrwałości; układy te mogłyby być trwałymi, o ile prędkości ruchu gwiazd wewnątrz asocjacyj byłyby znacznie mniejsze od średniej prędkości gwiazd pola. Otóż o tym, że tak nie jest, świadczy przede wszystkim kształt asocjacyj. Gdyby ich energia kinetyczna była bliska zera, wpływ rotacji Galaktyki musiałby wkrótce po powstaniu asocjacji zmienić jej kształt kulisty, wydłużając ją w kierunku równoległym do równika galaktycznego. Tego na ogół jednak nie obserwujemy; prawie wszystkie asocjacje mają kształt zbliżony do koła (w rzucie oczywiście na sklepienie nieba). Znaczy to, że prędkości gwiazd wewnątrz asocjacji są dość znaczne i że asocjacje ekspandują z dość dużą prędkością. Ten *a priori* wysunięty wniosek

sprawdzono na przykładzie kilku asocjacyj, w których dało się ustalić ruch własny gwiazd należących do nich. Ruch ten wykazuje kierunek zbliżony bardzo do ekspansji, z tym, że prędkości poszczególnych gwiazd, z grubsza biorąc, są proporcjonalne do ich odległości od środka asocjacji:

$$\mu = k\,\rho,$$

gdzie μ jest ruchem własnym, ρ — odległością gwiazdy od środka asocjacji. Tak np. Blaauw znalazł, że w przypadku asocjacji wokół ζ *Persei*

$$k = 0{,}0027 \text{ sekund łuku / (rok} \times \text{stopień)},$$

z czego łatwo obliczyć wiek asocjacji (przyjmując, że ruch gwiazd jest jednostajny): $T = 1{,}3.10^6$ lat. Podobnie Markarian ocenił wiek asocjacji wokół μ Cephei na $4{,}5.10^6$ lat [9].

Innym dowodem „młodości" asocjacyj jest występowanie w nich tzw. łańcuszków gwiazd, oraz gwiazd wielokrotnych typu Trapezu w Orionie. Tym drugim terminem określamy wszelkie układy składające się z conajmniej 3-ch gwiazd oddalonych od siebie o odległości tegoż samego rzędu. Wiemy, że takie układy (również i wtedy, gdy ich energia całkowita jest ujemna) są układami nietrwałymi. Istniejące obecnie układy typu Trapezu muszą więc być tworami bardzo młodymi, o wieku nie przekraczającym 10^6 lat. Jeszcze bardziej nietrwałymi z tych samych powodów są tzw. łańcuszki gwiazd — układy składające się z kilku gwiazd układających się wzdłuż prostej, lub krzywej nie różniącej się wiele od prostej, których wzajemne odległości są również jednego rzędu.

Układy typu Trapezu i łańcuszki gwiazd spotykamy bardzo często w jądrach asocjacyj, co jest jeszcze jednym dowodem wczesnego wieku całych asocjacyj.

Stwierdziwszy, że gwiazdy powstają grupowo w formie asocjacyj, że w asocjacjach typu *O* powstają gwiazdy typu *O*, *B* i *A*, w asocjacjach typu *T* — gwiazdy późniejszych typów: *G*, *K* i *M*, Ambarcumian wysuwa następnie hipotezę, że asocjacje są głównymi (jeśli nie jedynymi) dostawcami gwiazd ciągu głównego, z tym, że w pierwszej, stosunkowo krótkiej — bo trwającej zaledwie 10^6 lat — fazie swego istnienia, nowopowstające gwiazdy nie są jeszcze w stanie równowagi i dlatego ich jasności absolutne są większe, niż jasności gwiazd ciągu głównego o tych samych typach widmowych. Gwiazdy te znajdują się więc w tym etapie ponad ciągiem głównym w różnych jego miejscach i „spadają" nań w czasie około 10^6 lat.

Prawdopodobnie gwiazdy nowopowstające o masach dużych „spadają" na ciąg główny wolniej, niż gwiazdy o masach małych. Innymi słowy gwiazdy o dużych masach wolniej dochodzą do stanu równowagi, niż gwiazdy o masach małych. Tym się tłumaczy dość duży „rozrzut" gwiazd typu *B* na diagramie H—R oraz to, że w przypadku niektórych gromad otwartych w tym miejscu gwiazdy układają się często prawie

pionowo i to w różnych podtypach widmowych. Tak np. w asocjacji wokół ζ *Persei* gałąź pionowa biegnie w miejscu *B0—B2*; w Plejadach i Hyadach gałąź pionowa jest przesunięta ku typom późniejszym.

Przy tym „spadaniu" gwiazd na ciąg główny członkowie asocjacyj szybko się rozpraszają „mieszając się" z gwiazdami stanowiącymi normalne zaludnienie Galaktyki. Po tym następuje znacznie wolniejsza, bo trwająca 10^9 lat, ewolucja gwiazd wzdłuż ciągu głównego, przy tym nowopowstałe gwiazdy trafiają w r ó ż n e miejsca tego ciągu: gwiazdy należące pierwotnie do asocjacyj typu *O* „osiadają" na ciągu głównym na odcinku *O—G*, gwiazdy zaś powstające w asocjacjach typu *T* — na odcinku *G—M* tegoż ciągu. Ewolucja gwiazd wzdłuż ciągu głównego odbywa się, zdaniem Ambarcumiana, zgodnie z hipotezą Fiesjenkowa, traktującą jako główny czynnik ewolucji gwiazd ich promieniowanie korpuskularne.

Za słusznością tej hipotezy przemawiają między innymi dwa następujące fakty niedawno odkryte przez P a r e n a g o i K u k a r k i n a [8], [10].

a) Ciąg główny ulega „rozerwaniu" właśnie w okolicach typu *G*; tutaj mamy coś w rodzaju punktu nieciągłości ciągu głównego.

b) Rozpatrując rozkład przestrzenny i charakterystyki kinematyczne gwiazd należących do ciągu głównego napotykamy również na pewnego rodzaju nieciągłość właśnie w typie *G*. Gwiazdy wcześniejszych typów należą niewątpliwie do podsystemu płaskiego; posiadają dość uporządkowany ruch w naszej Galaktyce (małe prędkości względem Słońca). Natomiast gwiazdy należące do typów *G—M* ciągu głównego tworzą podsystem pośredni, o bardziej nieuporządkowanym ruchu (większych prędkościach względem Słońca). Ponieważ charakterystyki kinematyczne i rozkład przestrzenny są cechami najbardziej trwałymi w czasie (ze względu na niesłychanie małe prawdopodobieństwo spotkania się gwiazd), odmienność tych dwóch grup gwiazd świadczy o różnym ich pochodzeniu.

Pewnym ilościowym sprawdzianem hipotezy Ambarcumiana może być następujące rozważanie, oparte na ogólnych założeniach przyjętych przez Fiesjenkowa, z którego można znaleźć wartość natężenia korpuskularnego promieniowania gwiazd, odrzuciwszy poprzednie założenie co do proporcjonalności natężenia promieniowania korpuskularnego i fotonowego [5]. Oznaczmy natężenie promieniowania fotonowego przez L; przez $\mathcal{M}$ masę gwiazdy. Przyjmijmy, że natężenie promieniowania korpuskularnego $\frac{d\mathcal{M}}{dt}$ jest jakąś nieznaną funkcją $f(L)$ promieniowania fotonowego. Zatem

$$\frac{d\mathcal{M}}{dt} = -f(L).$$

Przekształćmy ten związek tak, by wystąpiła znana nam pochodna $dL/d\mathcal{M}$ (przyjmujemy bowiem w dalszym ciągu, że gwiazdy spełniają zależność $L = \alpha\, \mathcal{M}^n$);

$$\frac{d\mathcal{M}}{dL} \cdot \frac{dL}{dt} = -f(L), \text{ czyli: } \frac{dL}{dt} = -\frac{dL}{d\mathcal{M}} f(L),$$

lub oznaczając prawą stronę ostatniego związku przez $g(L)$, otrzymamy w końcu

$$dt = -\frac{dL}{g(L)}, \text{ gdzie: } g(L) = f(L)\frac{dL}{d\mathcal{M}}.$$

Gdyby gwiazdy nowopowstające miały jednakową jasność absolutną $L_1 = const.$, liczba gwiazd o jasności absolutnej zawartej w granicach L, $L + dL$ byłaby (przy założeniu stacjonarności) proporcjonalna do dt. Zatem funkcja $\varphi(L)$ (*luminosity function*) przedstawiająca częstość występowania gwiazd o danym L musiałaby mieć postać:

$$\varphi(L) = \frac{C}{g(L)} = \frac{C}{f(L)} \cdot \frac{d\mathcal{M}(L)}{dL},$$

gdzie C jest czynnikiem normującym naszą funkcję.

Jeśli przyjmiemy, że jasności absolutne gwiazd nowopowstających nie są jednakowe, lecz że przedstawia je pewna funkcja $\Psi(L_1)$, to zamiast poprzedniego związku otrzymamy łatwo

$$\varphi(L) = \frac{d\mathcal{M}}{dL} \cdot \frac{C}{f(L)} \int_L^\infty \Psi(L_1)\, dL_1.$$

Tutaj, tak jak i poprzednio, mamy związek pomiędzy funkcją „świecenia" $\varphi(L)$ gwiazd pola i funkcją świecenia $\Psi(L_1)$ gwiazd nowopowstających. Obie te funkcje można w zasadzie wyznaczyć empirycznie i przy pomocy jednego z podanych związków znaleźć nieznaną funkcję $f(L)$ — natężenie promieniowania korpuskularnego jako funkcję natężenia promieniowania fotonowego L.

P. P. Parenago odwrócił to zadanie: przyjął zgodnie z założeniami Fiesjenkowa istnienie proporcjonalności pomiędzy $f(L)$ i L; na podstawie obserwacyj wyznaczył funkcję $\Psi(L_1)$, dochodząc do przekonania, że można tu przyjąć $L_1 = const.$; z przedostatniego równania obliczył w końcu funkcję $\varphi(L)$ przekonując się przy tym, że wartości obliczone zgadzają się dobrze z obserwowaną funkcją świecenia gwiazd w najbliższym sąsiedztwie Słońca. Wynik ten jest więc niewątpliwie potwierdzeniem słuszności założenia Fiesjenkowa, o którym wielokrotnie już była mowa.

Rozważania nasze dotyczyły tylko górnej części ciągu głównego diagramu H—R, a więc gwiazd, które zdaniem Ambarcumiana pochodzą z asocjacyj typu O.

Ogólny wynik tego rodzaju badań streszcza Ambarcumian (w 1952 r.) w sposób następujący:

„...Wszystkie dane przemawiają za tym, że gwiazdy powstające w asocjacjach składających się z gorących olbrzymów, trafiwszy do ciągu głównego, ewoluują wzdłuż niego aż do typu *G*.

W gwiazdach znajdujących się w stadium Słońca, ucieczka materii odbywa się już tak wolno, że dalsze przesuwanie się wzdłuż ciągu głównego trwa dziesiątki miliardów lat.

Jednocześnie do ciągu głównego, poczynając od typu *G*, wchodzi wiele gwiazd młodych powstających w asocjacjach typu *T*. Jak się odbywa ich ewolucja wzdłuż odcinka *G—M* i w jakim tempie, tego jeszcze nie wiemy..."

Warto zainteresować się jeszcze poglądami Ambarcumiana na pochodzenie gwiazd nie należących do ciągu głównego, o których dotychczas nie było jeszcze mowy. Przede wszystkim chodzi tu o gwiazdy należące do podsystemu kulistego (podkarły, krótkookresowe cefeidy typu *RR Lyrae*, czerwone nadolbrzymy...), których ewolucja, zdaniem Ambarcumiana i wielu innych astronomów, przebiegać musi zupełnie inaczej, niż ewolucja gwiazd należących do podsystemu płaskiego, lub pośredniego. Prawdopodobnie gwiazdy te powstają gdzieś w centralnej części naszej Galaktyki (i innych galaktyk) i mają inny skład chemiczny, niż gwiazdy należące do podsystemów płaskich i pośrednich. Z tego powodu, jak też i z powodu odmiennego rozwoju ewolucyjnego, ich miejsce na diagramie H—R różni się od ciągu głównego.

Zdaniem Ambarcumiana wiele pośród czerwonych i żółtych olbrzymów i nadolbrzymów (te mianowicie, które należą do podsystemu płaskiego) powstaje w asocjacjach typu *O* i ewoluuje na ogół podobnie do gwiazd ciągu głównego, z tym, że ta ewolucja jest w pewnym sensie zamaskowana. Z tego, że spełniają one zależność Eddingtona $L = L(\mathcal{M})$ wnioskuje Ambarcumian, że są to w istocie gwiazdy gorące, należące do ciągu głównego, otoczone jednak bardzo rozległymi atmosferami. Gdy atmosfery te mają gęstości duże, widma gwiazd są podobne do widma „normalnego" olbrzyma, lub nadolbrzyma. Gdy są nieco rzadsze, wtedy mamy do czynienia z gwiazdami o widmach „kombinowanych", wykazujących zarówno właściwości gwiazd gorących jak też i zimnych. Do nich zalicza Ambarcumian liczną grupę gwiazd zmiennych typu *R Aquarii*.

Cefeidy tzw. klasyczne (o okresie większym niż 1^d) powstają, zdaniem Ambarcumiana, również w asocjacjach typu *O*. Z tego zaś, że wśród członków znanych nam asocjacyj tego typu, nie spotykamy cefeid klasycznych wnioskuje, że właściwości cefeid uzyskują gwiazdy w nieco późniejszym stadium swego rozwoju, po opuszczeniu asocjacyj.

Jak widzimy, Ambarcumian jest zdania, że wszystkie gwiazdy tworzące podsystemy płaskie powstają w asocjacjach typu *O*; asocjacje te traktuje więc Ambarcumian jako głównych, może nawet jedynych, dostawców gwiazd podsystemów płaskich. Następujący, bardzo zresztą przybliżony rachunek stwierdza, że przypuszczenie to nie jest sprzeczne z podstawowymi danymi o podsystemach płaskich.

W rachunku swym zakłada Ambarcumian, że „zaludnienie" podsystemów płaskich jest w stanie „równowagi"; że przeciętnie liczba nowopowstających gwiazd jest równa liczbie gwiazd o wieku przekraczającym 10^9 lat (będącym przeciętnym wiekiem gwiazd należących do podsystemów płaskich). Przy tym założeniu liczba gwiazd znajdujących się na różnych etapach swego rozwoju musi być proporcjonalna do czasu trwania tego etapu. Pierwszym z nich jest etap, w którym gwiazdy są członkami asocjacyj typu *O*, o przeciętnym wieku 10^7 lat; drugim — etap, w którym gwiazdy występują już jako obiekty pojedyncze (niestowarzyszone) i który trwa 10^9 lat.

Liczba asocjacyj typu *O* w promieniu równym 2000 parsekom wokół Słońca ocenia Ambarcumian na 20. Ponieważ asocjacje te tworzą wyraźny podsystem płaski o bardzo nieznacznie zmieniającej się gęstości ze zmianą odległości od centrum Galaktyki, można tę gęstość ekstrapolować na całą Galaktykę. Przyjmując na promień Galaktyki wartość 14 000 parseków otrzymamy liczbę wszystkich asocjacyj typu *O* w naszej Galaktyce:

$$20\,(14000/2000)^2 = 10^3.$$

Ponieważ w jednej asocjacji znajduje się przeciętnie 10^3 gwiazd, w całej Galaktyce mamy więc — 10^6 członków asocjacyj. Wynika stąd, że liczba gwiazd w naszej Galaktyce, należących do podsystemów płaskich musi być:

$$10^6\,(10^9/10^7) = 10^8.$$

Ocena liczby istniejących obecnie gwiazd należących do podsystemów płaskich daje ten sam rząd wielkości; należy to uznać za potwierdzenie przypuszczenia Ambarcumiana.

Ambarcumian i Kukarkin przypuszczają, że podobnie głównymi, jeśli nie jedynymi, dostawcami gwiazd do podsystemów pośrednich są asocjacje typu *T*. Wprawdzie, jak wiemy z obserwacji, asocjacje te tworzą podsystem płaski, prędkości jednak gwiazd tworzących tego typu asocjacje są większe, niż w asocjacjach typu *O*, masy zaś gwiazd — znacznie mniejsze. Ruch tych gwiazd ulega więc znacznie większemu wpływowi wszelkich pól grawitacyjnych, niż ruch gwiazd należących do asocjacyj typu *O*. Gwiazdy powstające więc w asocjacjach typu *T* znacznie szybciej się rozpraszają i wskutek swojej większej „ruchliwości" mogą znacznie bardziej oddalać się od płaszczyzny równikowej Galaktyki. Oto dlaczego

tworzą one, po opuszczeniu asocjacyj, podsystemy pośrednie (do których należą między innymi karły typu *F—M*, białe karły, gwiazdy zmienne typu *Mira Ceti* i tzw. podolbrzymy).

Bardzo interesujące przypuszczenie co do gwiazd nowych wysuwa B. W. Kukarkin [10] na podstawie pewnego rodzaju paradoksu w ich rozmieszczeniu: otóż gwiazdy te bardzo wyraźnie koncentrują się w płaszczyźnie równikowej Galaktyki, lecz jednocześnie ich gęstość bardzo szybko spada w miarę oddalania się od środka Galaktyki — właściwość, którą wykazują wyłącznie gwiazdy należące do podsystemu kulistego. Rozkład przestrzenny gwiazd nowych wykazuje więc jakgdyby właściwości podwójne: właściwości podsystemu płaskiego i jednocześnie kulistego.

Kukarkin przypuszcza, że gwiazdy mogące stać się Nowymi w zasadzie należą do podsystemu kulistego; jednak procesy wywołujące znane z j a w i s k a gwiazd nowych następują w nich tylko wtedy, gdy one się znajdą w płaszczyźnie równikowej Galaktyki. Prawdopodobnie tylko w tym obszarze Galaktyki istnieją warunki sprzyjające eksplozjom gwiazd nowych. Dlatego też ich rozkład przestrzenny ma właściwości podsystemu kulistego, uciętego po obu stronach równika galaktycznego.

Gwiazdy podwójne i wielokrotne, trwałe i nietrwałe, powstają również w asocjacjach i są nimi już w chwili powstania; świadczy o tym niezmiernie duży procent gwiazd podwójnych i wielokrotnych w obu typach asocjacyj, w asocjacjach typu *O* i typu *T*. Szczególnie wiele gwiazd podwójnych mamy również wśród młodych gwiazd znajdujących się już poza asocjacjami. Zdaniem M i r z o j a n a prawie wszystkie gwiazdy typu Wolfa—Rayeta są podwójnymi; do tego wniosku doszedł on rozważając prawdopodobieństwo odkrycia gwiazd podwójnych wśród gwiazd tego typu.

Nierozstrzygniętą pozostaje sprawa tworów, z których powstają asocjacje, tzw. protogwiazd. Wiele danych wskazuje na to, że asocjacje powstają z materii w stanie rozproszenia, z mgławic gazowych lub pyłowych, z którymi często się wiążą asocjacje, zwłaszcza asocjacje typu *T*. Tę samą sugestię mamy w pracach Fiesjenkowa i Rożkowskiego, którzy wykryli w wielu mgławicach gazowych wyraźne łańcuszki gwiazd, układające się wzdłuż włókien materii mgławicowej. Wydaje się, że mamy tutaj do czynienia z procesami powstawania gwiazd, tego typu bowiem układy gwiazd muszą składać się z gwiazd bardzo młodych, o wieku rzędu 10^4 lat; układy łańcuszkowe są bardzo nietrwałe z czysto mechanicznych powodów. Sprawa ta musi jednak przejść przez surową analizę ilościową, zarówno jak i inne przypuszczenie wypowiedziane przez Ambarcumiana, że gwiazdy w asocjacjach „rodzą się" z tzw. globul: dużych ciemnych kul widocznych tylko na tle jasnych mgławic nieregu-

larnych. Globule odkrył w r. 1947 B. J. Bok; przybliżone oceny mas globul (na podstawie ich absorpcji wynoszącej do 5^m i rozmiarów) świadczą raczej na korzyść przypuszczenia Ambarcumiana, ponieważ na przeciętną masę globuli uzyskano liczbę rzędu 10^3 mas Słońca. Tego rodzaju oszacowania nie są jednak pewne i dlatego w tej chwili należy się do tej sprawy odnieść z dużą ostrożnością.

NAJWAŻNIEJSZA LITERATURA

[1] В. Т. Фесенков, „Постановка проблемы космогонии в современной астрономии" Астр. Журнал XXVI, 67 (1949).
[2] — „Корпускулярная радиация как фактор эволюции солнца и звезд" [Referat na VIII Zjazd Międzyn. Unii Astronomicznej w Rzymie (1952)].
[3] В. С. Сафронов, „Уменьшение вращательного момента Солнца в связи с убылью его массы в процессе эволюции". Астр. Журнал XXVIII, 244 (1951).
[4] В. А. Амбарцумян, „Звездные ассоциации". Астр. Журнал XXVI, 3 (1949).
[5] — „Вводный доклад на симпозиуме по эволюции звезд" [Referat na VIII Zjazd Międzyn. Unii Astronomicznej w Rzymie (1952)].
[6] П. Н. Холопов, „К вопросу о звездных ассоциациях". Вопросы космогонии I, 195 (1952).
[7] — „T-Ассоциации". Астр. Журнал XXVII, 233 (1950).
[8] П. П. Паренаго, „О звездах туманности Ориона". Астр. Журнал XXX, 249 (1953).
[9] В. Е. Маркарян, „Звездная ассоциация Цефей II". Сообщения Вюраканской Обсерватории XI вып., 3 (1953).
[10] Б. В. Кукаркин, „Исследование строения и развития звездных систем на основе изучения переменных звезд" (1949).
Ponadto praca niedostępna autorowi niniejszego referatu, uwzględniona jedynie w ujęciu innych autorów:
[11] В. А. Амбарцумян, „Эволюция звезд и астрофизика" (1947)
oraz praca na wpół popularna:
[12] W. Zonn, „Zagadnienia współczesnej kosmogonii" (1952).

Zastosowania elektroniki w astronomii

ADAM STRZAŁKOWSKI (Kraków)

Część I

W ostatnich latach na czoło metod obserwacyjnych w astronomii zaczynają coraz bardziej wysuwać się metody elektroniki. I to nie tylko w astrofizyce, gdzie możemy zauważyć coraz większy rozwój i rozpowszechnienie metod fotometrii fotoelektrycznej, czy nawet rozwój nowej zupełnie gałęzi astrofizyki — radioastronomii, operującej wyłącznie metodami elektroniki, lecz również np. w astronomii pozycyjnej, gdzie zastosowanie komórek fotoelektrycznych do rejestracji przejść gwiazd przez południk pozwala na uzyskanie bardzo dobrych wyników. Metody elektroniki zapewniają większą czułość, dokładność, wygodę, a także obiektywność obserwacji.

KOMÓRKI FOTOELEKTRYCZNE

Wpływ światła na zjawiska elektryczne zauważył po raz pierwszy już w roku 1839 Edmund Becquerel. Zaobserwował on tzw. zjawisko fotowoltaiczne, polegające na powstawaniu prądu elektrycznego pod wpływem padającego światła. W roku 1873 W. Smith odkrywa wpływ promieniowania na oporność selenu, a około roku 1890 Henryk Hertz stwierdza zjawisko emisji elektronów z powierzchni metali pod wpływem padającego światła. Zjawisko to zbadali dokładnie niezależnie od siebie A. Stoletow i W. Halwachs i w niedługi czas potem powstają pierwsze komórki fotoelektryczne. Około roku 1930 L. O. Grondahl, P. H. Geiger i B. Lange odkrywają ponownie przez blisko sto lat zapomniane zjawisko fotowoltaiczne.

Stosowane obecnie komórki fotoelektryczne podzielić możemy na trzy grupy [1], [2]:

1. komórki emisyjne: a) próżniowe, b) gazowane, c) fotopowielacze;
2. komórki fotoprzewodzące;
3. fotoogniwa.

W komórkach grupy pierwszej wykorzystane jest tzw. zjawisko fotoelektryczne zewnętrzne polegające na emisji elektronów z powierzchni metali eksponowanych na działanie światła. Zjawisko fotoelektryczne wewnętrzne, polegające na zmianie oporu elektrycznego niektórych ciał — tzw. półprzewodników, których typowym przedstawicielem jest selen — pod wpływem światła, stanowi podstawę działania komórek fotoelektrycz-

nych grupy drugiej. W trzeciej natomiast grupie komórek światło, padając na powierzchnię zetknięcia półprzewodnika z przewodnikiem, powoduje powstawanie, w istniejącej tu tzw. zaporowej warstwie, siły elektromotorycznej. Komórki tego typu zwane fotoogniwami są więc same generatorami prądu elektrycznego i nie muszą być zasilane, jak dwie poprzednio wymienione grupy komórek, z obcego źródła prądu.

Następujące krzywe i parametry charakteryzują pracę każdej komórki fotoelektrycznej dowolnego typu:

1. Krzywa zależności natężenia prądu fotoelektrycznego od padającego na komórkę strumienia światła, czyli tzw. charakterystyka komórki, i nachylenie tej krzywej zwane czułością komórki, określone stosunkiem:

$$C = J / \Phi ,$$

gdzie

J — natężenie prądu fotoelektrycznego,

Φ — strumień światła padający na komórkę.

Ze względu na zależność czułości komórki od długości fali czułość określa się zwykle dla włókna wolframowego, rozżarzonego do temperatury barwnej 2870°K, jako źródła światła.

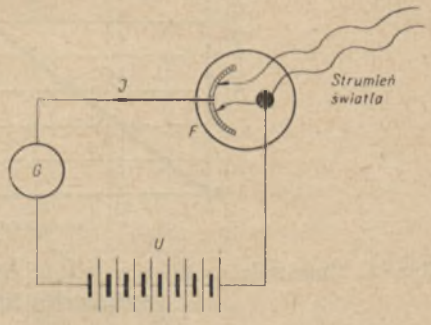
2. Maksymalny prąd fotoelektryczny lub górna granica strumienia światła, który można zmierzyć za pomocą danej komórki.

3. Zależność czułości komórki od długości fali mierzonego światła.

Wszystkie te parametry uwarunkowane są zarówno konstrukcją, jak i rodzajem materiałów, z których komórka jest wykonana.

Komórki emisyjne

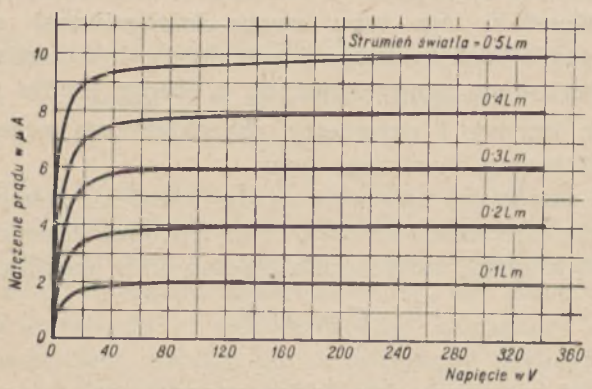
Rysunek 1 przedstawia schematycznie budowę i układ połączeń komórki fotoelektrycznej emisyjnej. Na katodę komórki, tzn. elektrodę połączoną z ujemnym biegunem baterii, pada strumień światła. Światło to wyzwala z katody elektrony, które pod wpływem załączonego napięcia poruszają się do anody dając w obwodzie prąd o natężeniu wskazywanym przez galwanometr *G*.



Rys. 1. Układ połączeń fotoemisyjnej komórki próżniowej

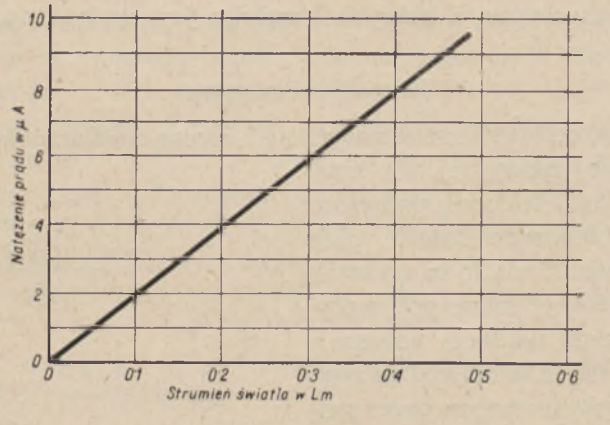
Natężenie prądu fotoelektrycznego w obwodzie zależy, przy tym samym strumieniu światła padającego na katodę, od napięcia załączonej w obwód baterii. Krzywą tej zależności, zwaną napięciową charakterystyką komórki, przedstawia rysunek 2. Początkowo natężenie prądu

fotoelektrycznego wzrasta z rosnącym napięciem, po przekroczeniu jednak pewnej wartości napięcia utrzymuje stałą wartość. Ten prąd,



Rys. 2. Napięciowe charakterystyki próżniowej komórki fotoemisyjnej odpowiadające różnym wartościom strumienia światła

o natężeniu niezależnym już od napięcia baterii nazywamy prądem nasycenia komórki. Jak widać z rysunku, natężenie prądu nasycenia zależy od padającego na katodę komórki strumienia światła. Stwierdzamy przy tym, że ta zależność jest w szerokich granicach zależnością liniową (rys. 3).



Rys. 3. Zależność natężenia prądu fotoelektrycznego od strumienia światła dla próżniowej komórki fotoemisyjnej

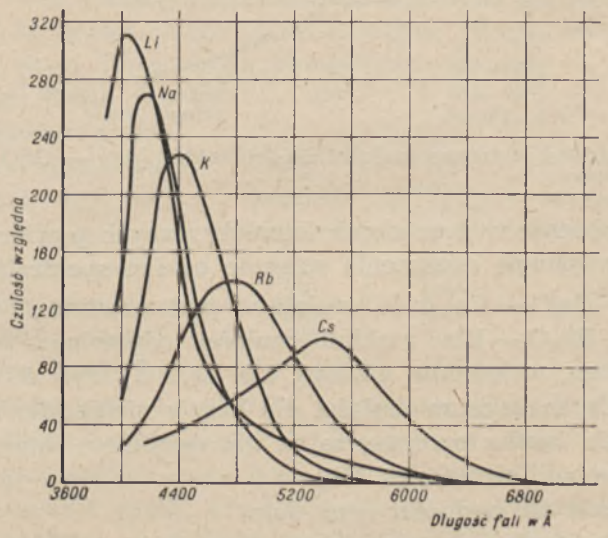
Nachylenie tej prostej nazywamy właśnie czułością komórki fotoelektrycznej. Dla komórki o charakterystyce przedstawionej na rysunku 3 czułość ta wynosi:

$$C = 20 \ \mu A/lm.$$

Ta właśnie cecha komórek fotoelektrycznych: liniowość zależności natężenia prądu fotoelektrycznego od strumienia światła, zadecydowała o olbrzymim znaczeniu komórek fotoelektrycznych dla celów fotometrii. Dzięki liniowości, przy porównywaniu ze sobą w celach fotometrycznych dwóch strumieni światła, wystarczy wziąć pod uwagę tylko odpowiadające im natężenia prądu fotoelektrycznego, bez konieczności jakichś cechowań czy przeliczeń niezbędnych przy innych metodach fotometrycznych, np. przy metodzie fotograficznej.

Czułość komórek fotoelektrycznych emisyjnych próżniowych dochodzi do wartości kilkudziesięciu μA/lumen. Ze względu na zjawisko zmęczenia komórki oraz niebezpieczeństwo dekompozycji złożonych warstw fotoczułych przez nagrzanie przy naświetleniu zbyt dużym strumieniem światła, określona jest zawsze górna granica gęstości prądu fotoelektrycznego, który możemy bez szkody dla komórki przez nią przesyłać. Zwykle podaje się najwyższą dopuszczalną gęstość prądu fotoelektrycznego w μA na cm^2 powierzchni katody lub też maksymalne natężenie prądu przy danej powierzchni katody.

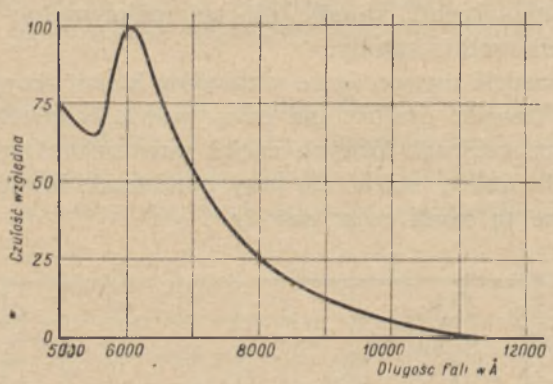
Należy tu zwrócić uwagę, że ze względów konstrukcyjnych nie da się nigdy uzyskać równej czułości na całej powierzchni katody. Z uwagi na to, że różnice czułości różnych części powierzchni katody mogą być dość znaczne [3], należy starać się przy pomiarach fotometrycznych, aby oświetlać zawsze tę samą część katody.



Rys 4. Rozkład widmowy czułości dla fotokatod z metali alkalicznych

Rozkład widmowy czułości komórki zależy przede wszystkim od materiału i sposobu przyrządzenia warstwy fotoczułej na katodzie. Stwier-

dzono przy tym, że — ze względu na małą pracę wyjścia elektronów — jako materiał na warstwy fotoczułe nadają się szczególnie dobrze metale alkaliczne, których czułość sięga daleko w obszar widzialny. Maksimum czułości dla różnych metali alkalicznych nie wypada przy tej samej długości fali, lecz przesuwa się z rosnącą liczbą atomową pierwiastka w kierunku coraz dłuższych fal (rys. 4). Dalsze badania wykazały, że rozkład widmowy czułości komórek fotoelektrycznych możemy znacznie zmienić, przesuwając np. krzywe czułości w kierunku fal dłuższych, gdy czyste metale alkaliczne zastąpimy np. mieszaniną metalu i jego tlenku. W tym celu napylamy np. na warstwę srebra warstwę cezu, poddajemy ją utlenianiu i uzyskaną w ten sposób warstwę tlenku (Cs_2O), pokrywamy cienką warstewką metalicznego cezu. W ten sposób uzyskać możemy przesunięcie progu czułości komórki do długości fali około 11 500 (rys.5). Katodę tego typu nazywamy katodą [Ag] — Cs_2O — Cs.



Rys. 5. Rozkład widmowy czułości dla fotokatody [Ag] — Cs_2O — Cs

Stosowane obecnie w komórkach fotoelekrycznych powierzchnie fotoczułe otrzymały pewne oznaczenia zależnie od ich spektralnej czułości:

*S*1 : [Ag] — Cs_2O — Cs, duża czułość w podczerwieni (rys. 6*a*);

*S*3 : [Ag] — Rb_2O — Rb, rozkład czułości odpowiada czułości oka ludzkiego, maksimum czułości dla 4200 Å, (rys. 6*b*);

*S*4 : Sb — Cs, maksimum czułości dla barwy niebieskiej (rys. 6*c*);

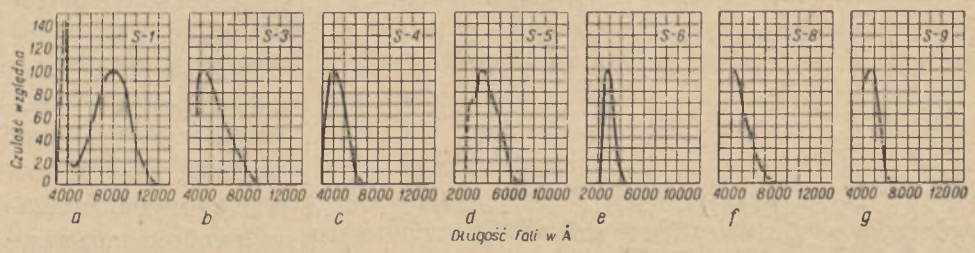
*S*5 : Sb — Cs, bańka przepuszczalna dla nadfioletu, maksimum czułości w nadfiolecie (rys. 6d);

*S*6 : Na, czuła na nadfiolet (rys. 6*e*);

*S*8 : Bi — Cs, czułość komórki sięga dalej w kierunku fal dłuższych niż czułość warstwy *S*4 (rys. 6*f*);

*S*9 : Sb — Cs, warstwa fotoczuła naniesiona na płytce przeźroczystej używana w komórkach z katodą czołową (rys. 6*g*).

Dla przykładu podajemy w tabeli I charakterystyczne dane dla niektórych komórek fotoelektrycznych próżniowych (firmy RCA).



Rys. 6. Rozkład widmowy czułości dla różnych typów fotokatod

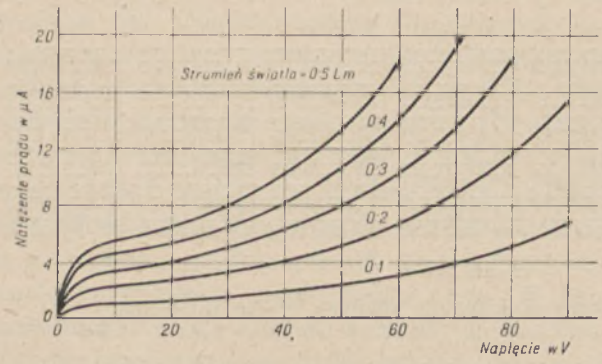
Prądy uzyskiwane z komórek fotoelektrycznych próżniowych są bardzo małe, szczególnie przy oświetleniu ich tak słabymi źródłami światła, jakimi są gwiazdy. Prądy te można oczywiście wzmacniać poza komórką, jednakże korzystniejsze z różnych względów jest uzyskanie pewnego wzmocnienia prądu fotoelektrycznego już w samej komórce. Jedna z takich metod uzyskania wzmocnienia prądu fotoelektrycznego wewnątrz samej komórki polega na wypełnieniu wnętrza komórki gazem pod niewielkim ciśnieniem. W komórkach fotoelektrycznych próżniowych wypompowuje się gaz z wnętrza bańki komórki do ciśnień rzędu 10^{-6}—10^{-7} mm *Hg*. Przy tak niskich ciśnieniach zderzenia fotoelektronów z drobinami gazu są bardzo mało prawdopodobne (droga swobodna drobin gazu wynosi około 70 m, droga swobodna elektronów — około 400 m). Jeżeli jednak bańkę komórki wypełnimy gazem pod ciśnieniem rzędu dziesiątych części mm *Hg* (wchodzą tu w grę oczywiście tylko gazy szlachetne, szczególnie argon i neon), wówczas elektrony w drodze swej od katody do anody będą się zderzać z atomami gazu, jonizując je i powiększając ładunek przenoszony w komórce, a więc i prąd fotoelektryczny. W gazowanych komórkach fotoemisyjnych uzyskujemy zatem pewne wzmocnienie prądu fotoelektrycznego wewnątrz lampy — tzw. wzmocnienie gazowe — mogące dochodzić nawet do 10.

TABELA I

Typ komórki	Typ warstwy fotoczułej	Czułość μA/lm	Napięcie pracy V
917	*S*1	20	500
926	*S*3	6,5	500
1P42	*S*4	25	150
929	*S*4	45	250

Rysunek 7 przedstawia napięciową charakterystykę komórki emisyjnej gazowanej. Widzimy, że przy powiększaniu napięcia przyłożonego na komórkę prąd fotoelektryczny stale wzrasta. Napięcia na komórce nie

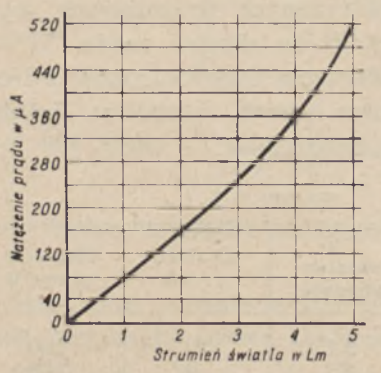
możemy tu jednak powiększać powyżej pewnej granicznej wartości. W komórce bowiem gazowanej dodatnie jony bombardują powierzchnię fotokatody wybijając z niej wtórne elektrony, które z kolei powiększają prąd fotoelektryczny. Przy przekroczeniu pewnej wartości napięcia (napięcie wyładowania) w komórce może nastąpić wyładowanie lawinowe, prąd znacznie wzrośnie, co prowadzi zwykle do zniszczenia komórki. Komórki gazowane włączać można tylko na napięcia znacznie niższe od napięcia wyładowania i to przez opór zabezpieczający rzędu kilkudziesięciu tysięcy omów.



Rys. 7. Napięciowe charakterystyki gazowanej komórki fotoemisyjnej odpowiadające różnym wartościom strumienia światła

Jak widać z charakterystyk napięciowych dla różnych wartości strumienia świetlnego padającego na katodę, zależność prądu fotoelektrycznego od strumienia światła jest tu niezupełnie liniowa (rys. 8). Z tego względu przy stosowaniu takich komórek do celów fotometrycznych należy zawsze zbadać liniowość.

W tabeli II zestawiono dla przykładu dane charakterystyczne dla kilku komórek fotoemisyjnych gazowanych (RCA).



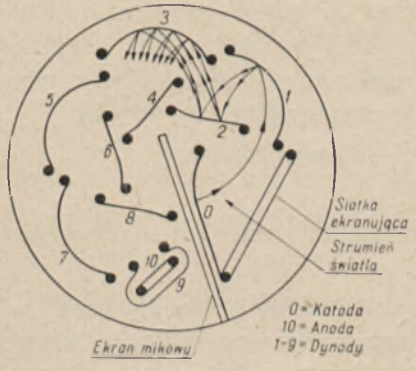
Rys. 8. Zależność natężenia prądu fotoelektrycznego od strumienia światła dla gazowanej komórki fotoemisyjnej

TABELA II

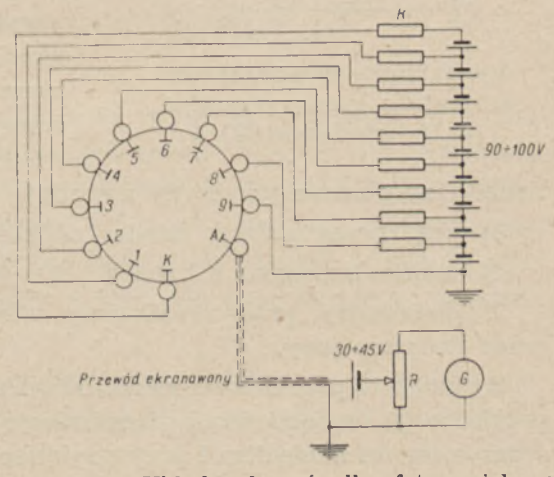
Typ komórki	Typ warstwy fotoczułej	Czułość μ A/lm	Napięcie pracy V	Wzmocnienie
918	*S*1	150	90	10,5
1P29	*S*3	40	100	9
5581	*S*4	135	100	5,5

Zasadniczy postęp w konstrukcji komórek fotoemisyjnych, nadających się do pomiaru bardzo słabych strumieni świetlnych, uzyskano dopiero w ciągu kilkunastu ostatnich lat dzięki wykorzystaniu — dla otrzymania dużego wzmocnienia prądu fotoelektrycznego wewnątrz samej komórki — zjawiska emisji wtórnej elektronów. Zjawisko wtórnej emisji elektronów polega na wysyłaniu z powierzchni metalu elektronów pod wpływem bombardowania tej powierzchni elektronami. Liczba emitowanych elektronów wtórnych zależy zarówno od materiału elektrody, jak i od energii elektronów bombardujących i wynosić może, w szczególnie korzystnych wypadkach, 10 elektronów wtórnych na 1 elektron padający. Pierwsze komórki fotoelektryczne z wykorzystaniem emisji wtórnej elektronów, tzw. fotopowielacze elektronowe, zbudowane zostały przez Ł. A. Kubieckiego w Związku Radzieckim oraz przez W. Zworykina i współpracowników w Stanach Zjednoczonych [4].

Zwykle buduje się wielokrotne komórki tego rodzaju; zjawisko emisji wtórnej elektronów wykorzystane jest w nich kilka razy na kilku elektrodach emitujących zwanych dynodami. W związku z tym zachodzi konieczność ogniskowania wylatujących z pewnej dynody elektronów na dynodzie następnej. Ogniskowanie to może być wykonane na dwóch drogach: magnetycznej — w polu magnetycznym, lub elektrostatycznie — przez nadanie polu elektrycznemu między poszczególnymi dynodami odpowiedniego kształtu. Fotopowielacze z ogniskowaniem magnetycznym, mniej poręczne i cięższe (magnes) są rzadziej obecnie stosowane. Powszechnie, szczególnie do celów astronomicznych, stosuje się fotopowielacze z ogniskowaniem elektrostatycznym, wykonywane obecnie w wielkości normalnych lamp radiowych. Schematycznie rozmieszczenie elektrod w takim fotopowielaczu (RCA 1P21) przedstawia rysunek 9. Rysunek 10 ilustruje układ połączeń.



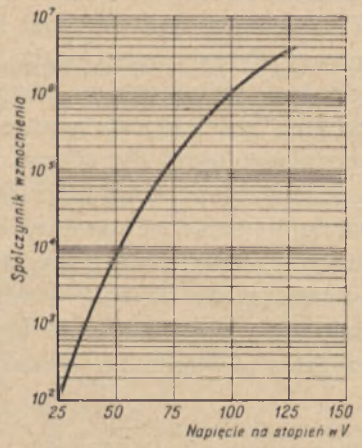
Rys. 9. Rozmieszczenie elektrod w fotopowielaczu elektronowym 1 P 21



Rys. 10. Układ połączeń dla fotopowielacza elektronowego

Pomiędzy poszczególnymi dynodami fotopowielacza załączone są równe napięcia. Od wysokości tych napięć zależy wzmocnienie prądu fotoelektrycznego w powielaczu. Zależność tę dla 9-stopniowego (liczba dynod: 9) fotopowielacza RCA 931-A przedstawia rysunek 11 [5]. Widzimy, że wykorzystując zjawisko emisji wtórnej elektronów, w samej komórce uzyskać możemy ogromne wzmocnienie, rzędu miliona razy.

Zależność prądu fotoelektrycznego od strumienia świetlnego jest dla fotopowielaczy w bardzo szerokich granicach ściśle liniowa. Tak np. dla fotopowielacza 1P21 odchylenie od liniowości w zakresie od 10^{-10}—10^{-4} lumena wynosi zaledwie 3%. Prąd, który możemy pobierać z komórki, jest rzędu 1 mA, jednakże przy zastosowaniu komórki do celów fotometrycznych zaleca się nie przekraczać wartości 1 μA, ponieważ przy wyższych natężeniach prądu czułość komórki znacznie maleje (np. przy 100 μA o 50%) i występują efekty zmęczenia [3]. Oświetlenie komórki pod napięciem nawet stosunkowo słabym światłem, np. słabym rozproszonym światłem dziennym, prowadzi z reguły do jej zniszczenia. Na czułość fotopowielacza mają bardzo duży wpływ pola magnetyczne powodujące rozogniskowanie elektronów. Już w polu magnetycznym ziemskim zauważyć można zmiany czułości dochodzące nawet do 15% [2], [21].



Rys. 11. Zależność wzmocnienia od napięcia między dynodami dla fotopowielacza 931-A

We wszystkich komórkach fotoelektrycznych, ale szczególnie w fotopowielaczach ze względu na duże wzmocnienie, występuje bardzo ważne zjawisko, mianowicie zjawisko prądu ciemnego. Prądem ciemnym nazywamy prąd płynący przez komórkę wtedy, gdy katoda jej nie jest oświetlona. Trzy głównie przyczyny powodują występowanie tego prądu:

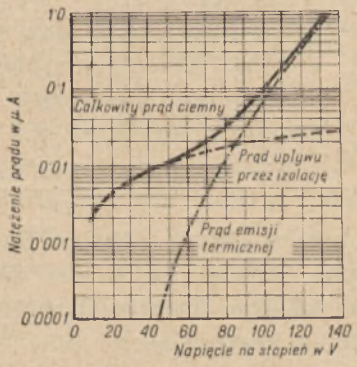
1) prąd przez izolację między nóżkami fotopowielacza;

2) emisja termiczna z katody i dynod;

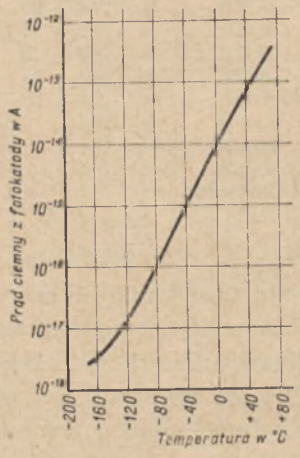
3) dodatkowy prąd wynikający z bombardowania katody i dynod przez dodatnie jony.

Rysunek 12 przedstawia zależność tych składników prądu ciemnego od przyłożonego napięcia. Prąd przez izolację wzrasta w przybliżeniu liniowo z przyłożonym napięciem i przy napięciach niższych odgrywa decydującą

rolę. Można go znacznie zmniejszyć przemywając często cokół komórki i usuwając z oprawki nóżkę elektrody zbierającej (anody). Prąd emisji termicznej, odgrywający rolę szczególnie przy napięciach wyższych, rośnie eksponencjalnie z temperaturą (rys. 13). Tę składową prądu ciemnego zmniejszyć możemy znacznie przez zastosowanie chłodzenia, np. zestalonym CO_2 (temperatura —78°C). Należy jednak pamiętać, że przy chłodzeniu następuje oblodzenie całej komórki wraz z cokołem, co prowadzić może do niebezpiecznych zwarć.



Rys. 12. Zależność natężenia prądu upływów przez izolację, prądu emisji termicznej i całkowitego prądu ciemnego od napięcia między dynodami fotopowielacza



Rys. 13. Zależność prądu emisji termicznej z katody od temperatury

Prąd ciemny posiada pewną składową zmienną, wynikającą z wahań statystycznych liczby emitowanych elektronów. Wartość tej składowej zmiennej rośnie ze wzrostem prądu ciemnego. Przy tak dużych wzmocnieniach, z jakimi mamy do czynienia w fotopowielaczach, występuje ona zupełnie wyraźnie, zakłócając pomiary, szczególnie słabych źródeł światła. Z tego powodu winniśmy się starać o możliwie duże obniżenie wartości prądu ciemnego.

Ze względu na ogromne znaczenie fotopowielaczy w astronomii podajemy w tabeli III możliwie kompletną listę produkowanych obecnie fotopowielaczy [6].

TABELA III

Typ komórki	Producent	KATODA				PRĄD		Ilość stopni	Napięcie na stopień V	Współczynnik wzmocnienia	Długość cm	Średnica cm
		Pozycja *)	Typ czułości widmowej	Powierzchnia cm^2	Czułość µA/lm	Maks. mA	Ciemny µA					
931A	RCA	b	S 4	1,9	10	1	0,25	9	100	10^6	9,2	3,3
1P21	RCA	b	S 4	1,9	40	0,1	0,1	9	100	2.10^6	9,2	3,3
1P22	RCA	b	S 8	1,9	3	1	0,25	9	100	2.10^5	9,2	3,3
1P28	RCA	b	S 5	1,9	15	2,5	0,25	9	100	2.10^5	9,2	3,3
5819	RCA	cz	S 9	11	40	0,75	0,05	10	90	6.10^5	14,7	5,6
4588	EMI	b	S 4	20	40	1	0,03	9	150	10^6	25	5
5060	EMI	cz	S 9	0,7	20	1	0,01	11	160	10^7	21	5
5311	EMI	cz	S 9	5	20	1	0,1	11	160	10^7	21	5
4140	EMI	cz	S 9	15	40	1	0.01	9	150	10^5	25	5
6260	EMI	cz	S 9	15	20	0,1	0,1	11	160	10^7	11,7	5
27M1	Mazda	cz	S 4	1,92	10	1	0.25	9	100	10^6	9,4	3,34
27M2	Mazda	cz	S 4	1,92	10	1	0,25	9	100	$2{,}5{\cdot}10^5$	9,4	3,34
27M3	Mazda	cz	S 5	1,92	10	1	0 25	9	100	10^6	9,9	3,34
	Lallemand	cz	S 4	8,4	60		0,05	19	120	7.10^7	25	5,5

Również w Związku Radzieckim produkuje się obecnie fotopowielacze z ogniskowaniem elektrostatycznym, nadające się bardzo dobrze do celów fotometrii astronomicznej. Dane takiego fotopowielacza ФЭУ —17 według pracy W. B. Nikonowa [7] są następujące:

Typ katody:	Sb—Cs
Napięcie między dynodami:	68 V
Całkowite napięcie:	950 V
Prąd ciemny (20°C):	3.10^{-9}A
Fluktuacje prądu ciemnego:	3.10^{-11}A
Prąd fotoelektryczny od gwiazdy 6^m0, A0, w 200 mm teleskopie	4.10^{-8}A

Komórki fotoprzewodzące

Selen wykazuje zmiany przewodnictwa elektrycznego ze zmianą oświetlenia. Zjawisko to wykorzystano również do konstrukcji komórek fotoelektrycznych. Obecnie jednak komórki takie nie mają większego znaczenia w zastosowaniach fotometrycznych ze względu na swe poważne wady:

1) nieliniowość zależności zmian oporu od strumienia świetlnego;

2) bezwładność, polegająca na tym, że efekt fotoelektryczny nie pojawia się natychmiast po naświetleniu i nie znika natychmiast po usunięciu naświetlenia;

*) Pozycja katody; b — boczna, cz — czołowa.

3) zmęczenie, polegające na zmianie czułości z czasem naświetlania.

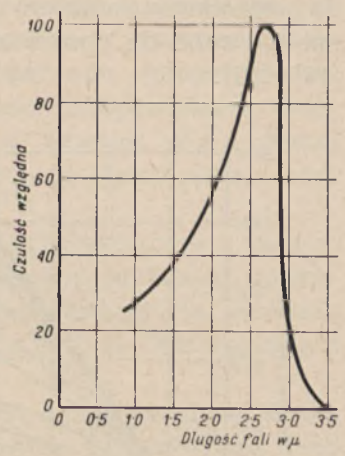
Inne natomiast komórki fotoprzewodzące zyskały ogromne znaczenie w astronomii. Są to mianowicie komórki z siarczku ołowiu PbS opracowane przez L. Sosnowskiego i L. Starkiewicza [8]. Okazało się mianowicie, że poddając siarczek ołowiu specjalnym procesom uczulania uzyskać można komórki fotoprzewodzące odznaczające się następującymi własnościami:

1) czułość tych komórek sięga w bliską podczerwień od długości fali 1 μ do 3,5 μ z maksimum w pobliżu fali 2,5 μ (rys. 14);

2) komórki te wykazują bardzo małą bezwładność rzędu 10^{-5} sek.;

3) w dużym zakresie natężeń światła czułość tych komórek jest stała;

4) komórki te mają bardzo dużą czułość pozwalającą na pomiar strumieni światła rzędu 10^{-10} W/cm^2.

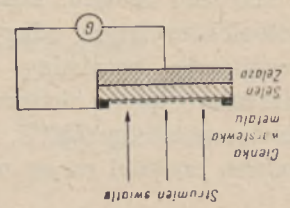


Rys. 14. Rozkład widmowy czułości komórki fotoprzewodzącej z PbS

Wymienione tu zalety zadecydowały o dużym znaczeniu tych komórek dla astronomii. Z ich pomocy zostały ostatnio wykonane bardzo dokładne obserwacje widma Słońca w bliskiej podczerwieni [9].

Fotoogniwa

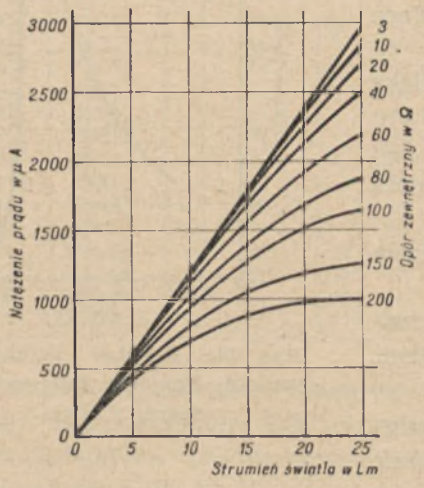
Fotoogniwo selenowe przedstawione jest schematycznie na rysunku 15. Pod wpływem naświetlenia powstaje w tzw. warstwie zaporowej, między selenem i przewodnikiem, siła elektromotoryczna wywołująca w zamkniętym przez galwanometr obwodzie prąd fotoelektryczny. Jakkolwiek powstająca w komórce siła elektromotoryczna nie zmienia się proporcjonalnie z padającym na komórkę strumieniem światła, to jednak, ze względu na równoczesną z oświetleniem zmianę oporu wewnętrznego komórki, natężenie prądu przy odpowiednio dobranym oporze zewnętrznym jest w dużym przybliżeniu proporcjonalne do strumienia światła (rys. 16). Widmowy rozkład czułości fotoogniwa selenowego (rys. 17) jest zbliżony do rozkładu czułości dla oka ludzkiego. Ogniwo to wykazuje w pewnym stopniu zjawiska zmęczenia i bezwładności. Czułość jego zależy nieco od temperatury,



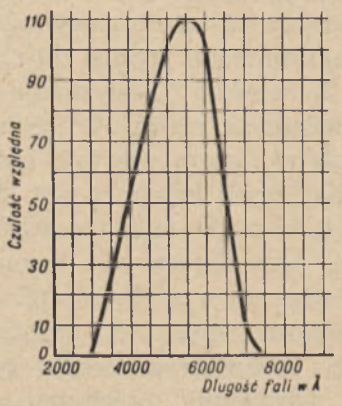
Rys. 15. Fotoogniwo selenowe i jego układ połączeń

jednakże w zakresie temperatur od 0° C do 40° C zmiany czułości nie przekraczają 3%.

Fotoogniwa selenowe ze względu na swą małą czułość nadają się tylko do pomiarów stosunkowo dużych natężeń światła. W astronomii były one np. używane do obserwacji rozkładu jasności na sklepieniu niebieskim [10], [11].



Rys. 16. Zależność natężenia prądu fotoelektrycznego od strumienia światła dla fotoogniwa selenowego przy różnych wartościach oporu zewnętrznego



Rys. 17. Rozkład widmowy czułości fotoogniwa selenowego

Należy tu jeszcze zauważyć, że istnieją również fotoogniwa z siarczkiem ołowiu konstrukcji L. Sosnowskiego i L. Starkiewicza [8], posiadające taki sam rozkład widmowy czułości jak komórki przewodzące z siarczku ołowiu. Działanie tych komórek polega na nowym zjawisku fotoelektrycznym odkrytym przez wymienionych autorów. Zjawisko to występuje pomiędzy dwoma grafitowymi elektrodami w warstwie siarczku ołowiu aktywowanej przez podgrzanie pod napięciem w próżni do temperatury 250°C. Również i te fotoogniwa ze względu na widmowy zakres czułości mogą mieć duże znaczenie dla astronomii.

ASTRONOMICZNA FOTOMETRIA FOTOELEKTRYCZNA

Pierwszym fotometrem fotoelektrycznym przystosowanym do celów astronomicznych był zbudowany w r. 1910 przez J. Stebbinsa fotometr z selenową komórką fotoprzewodzącą [14]. W trzy lata

później dwóch badaczy, P. Guthnick [15] i H. Rosenberg [16], zastosowało komórki fotoemisyjne do celów fotometrii astronomicznej. W następnych latach rozwijają się coraz bardziej metody astronomicznej fotometrii fotoelektrycznej. Zasadniczy jednak postęp w dziedzinie pomiarów bardzo słabych strumieni światła, a więc i w dziedzinie fotometrii astronomicznej, uzyskano przez zastosowanie fotopowielaczy. Pierwszy fotometr astronomiczny z zastosowaniem fotopowielacza skonstruował jeszcze w roku 1943 Y. Öhman w Szwecji [17]. Później metody fotometrii astronomicznej z użyciem fotopowielaczy zostały bardzo rozwinięte przez G. E. Krona [18].

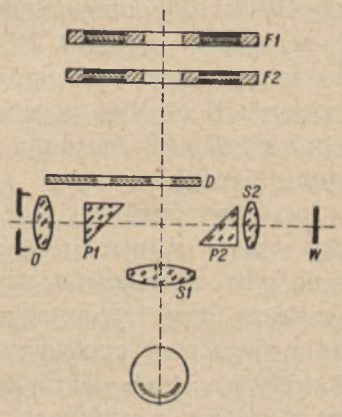
W Związku Radzieckim pierwsze fotometry fotoelektryczne z komórkami fotoelektrycznymi zwykłymi i fotopowielaczami wykonane zostały przez W. B. Nikonowa [19]. W Polsce zastosowano po raz pierwszy fotometr fotoelektryczny z powielaczem w roku 1948 w Obserwatorium Krakowskim [20].

Ze względu na ogromne znaczenie fotometrów z fotopowielaczami dla celów astronomicznych ograniczamy się tu głównie do omówienia tych właśnie fotometrów [12], [13].

Układ optyczny fotometru fotoelektrycznego

Typowy układ optyczny fotometru fotoelektrycznego do celów astronomicznych przedstawia rysunek 18.

Ze względu na wspomniany już nierównomierny rozkład czułości na powierzchni katody powielacza, pożądane jest dość duże rozmycie plamki świetlnej i dlatego komórkę umieszcza się w pewnej odległości poza ogniskiem obiektywu lunety. Jednak ponieważ katoda posiada ograniczone rozmiary, rozmycie to nie może być zbyt duże i np. przy zastosowaniu powielaczy produkcji RCA (np. 1P21) nie może przekraczać 6 mm. Ze względu na nieuniknione drobne błędy prowadzenia lunety i różną strukturę fotometrowanych obiektów włącza się zwykle w bieg promieni świetlnych dodatkową soczewkę *S1* umieszczoną w pobliżu ogniska obiektywu (tzw. soczewka Fabry). Soczewka ta odwzorowuje na katodzie fotopowielacza obraz obiektywu oświetlony światłem badanego obiektu, przez co mogą być usunięte drobne niedokładności prowadzenia i różnice mogące wyniknąć skutkiem różnej struktury fotometrowanych źródeł światła (np. fotometria gwiazd i mgławic).



Rys. 18. Układ optyczny fotoelektrycznego fotometru astronomicznego

Przed ogniskiem obiektywu umieszcza się układ filtrów barwnych $F1$ do fotometrii barwnej i układ filtrów neutralnych $F2$ dla ograniczenia strumienia światła przy fotometrowaniu jasnych obiektów lub przy porównywaniu źródeł światła o bardzo dużych różnicach jasności. Przeprowadzane próby zastąpienia filtrów neutralnych wirującym sektorem nie dały dotychczas zadowalających wyników. Ponieważ umieszczenie filtrów bardzo blisko płaszczyzny ogniskowej narzuca szczególnie duże wymagania w odniesieniu do ich wykonania, zaleca się raczej zespół filtrów umieszczać daleko przed płaszczyzną ogniskową obiektywu. W ognisku umieszcza się przesłonę ograniczającą tło nieba w pobliżu fotometrowanego obiektu. Wygodnie jest przy tym posiadać układ kilku przesłon o odpowiednio dobranych otworach.

Łamany okular O z ruchomym pryzmatem $P1$ wsuwanym w bieg promieni świetlnych służy do naprowadzania fotometrowanej gwiazdy na środek pola przesłony. Ze względu na możliwość występowania pewnych zmian w komórce czy wzmacniaczu fotometru, prowadzących do systematycznych błędów pomiaru, pożądane jest posiadanie jakiegoś wzorcowego źródła światła. Źródłem tym może być np. żaróweczka elektryczna. Okazało się jednak, że znacznie lepsze wyniki otrzymać można ze źródłem utworzonym z niewielkiej ilości ciała promieniotwórczego, o bardzo dużym okresie połowicznego zaniku, zmieszanego z jakimś luminoforem (np. siarczkiem cynku). Strumień światła uzyskany z tego wzorca (W) regulować możemy za pomocą odpowiednich filtrów lub zmieniając otwór soczewki $S2$. Tego typu wzorcowe źródło światła należy jak najdokładniej chronić przed zewnętrznym oświetleniem, gdyż prowadzić to może do dużych błędów. Światło wzorcowego źródła skierowujemy na katodę fotopowielacza za pomocą przesuwanego pryzmatu $P2$. Obydwa pryzmaty $P1$ i $P2$ mogą być umieszczone na trzypozycyjnym suwaku. W pozycji I pryzmat $P1$ znajduje się w wiązce światła; komórka jest przysłonięta i w okularze O odbywa się naprowadzenie gwiazdy; w pozycji II obydwa pryzmaty są usunięte, a światło pada na komórkę, w pozycji III $P2$ znajduje się przed komórką i światło wzorca pada na katodę komórki.

Jak powiedzieliśmy już wyżej, na czułość fotopowielacza ma dość duży wpływ pole magnetyczne ziemskie. Szczególnie duże zmiany wystąpią, gdy oś fotopowielacza zmienia swe położenie w polu magnetycznym ziemskim. Przy fotometrii różnicowej znaczniejsze zmiany czułości wystąpić mogą przy porównywaniu z sobą dwóch dość odległych obiektów. Od wpływów tych uchronić się można całkowicie, zamykając fotopowielacz w osłonie z miękkiego żelaza [21]. Błędy te usunąć też można przez częste nawiązywanie do wzorcowego źródła światła.

Prąd ciemny i jego fluktuacje wzrastają znacznie z temperaturą, za-

kłócając pomiary i ograniczając zakres stosowalności fotometru. Wadę tę możemy usunąć, stosując chłodzenie fotopowielacza. Jak widać z rysunku 13, już chłodzenie zestalonym dwutlenkiem węgla (—78°C) prowadzi do znacznego obniżenia prądu ciemnego. Chłodzenie takie spowoduje jednakże pokrycie rosą optycznych części fotometru oraz cokołu komórki, co prowadzić będzie do zakłócenia pracy fotometru. Aby tego uniknąć, należy ogrzewać okienko komory fotopowielacza, a wnętrze tej komory odpompować do dość wysokiej próżni [22]. W innym rozwiązaniu [23] zapobiega się pokrywaniu się rosą części fotopowielacza przez odmuchiwanie tych części strumieniem sublimującego dwutlenku węgla. Substancja chłodząca (ciekłe powietrze, zestalony dwutlenek węgla) musi być umieszczona w dobrze izolowanym termicznie zbiorniku (np. w naczyniu Dewara).

Układ elektryczny fotometru fotoelektrycznego

Układ elekryczny fotometru fotoelektrycznego składa się z dwóch zasadniczych części:

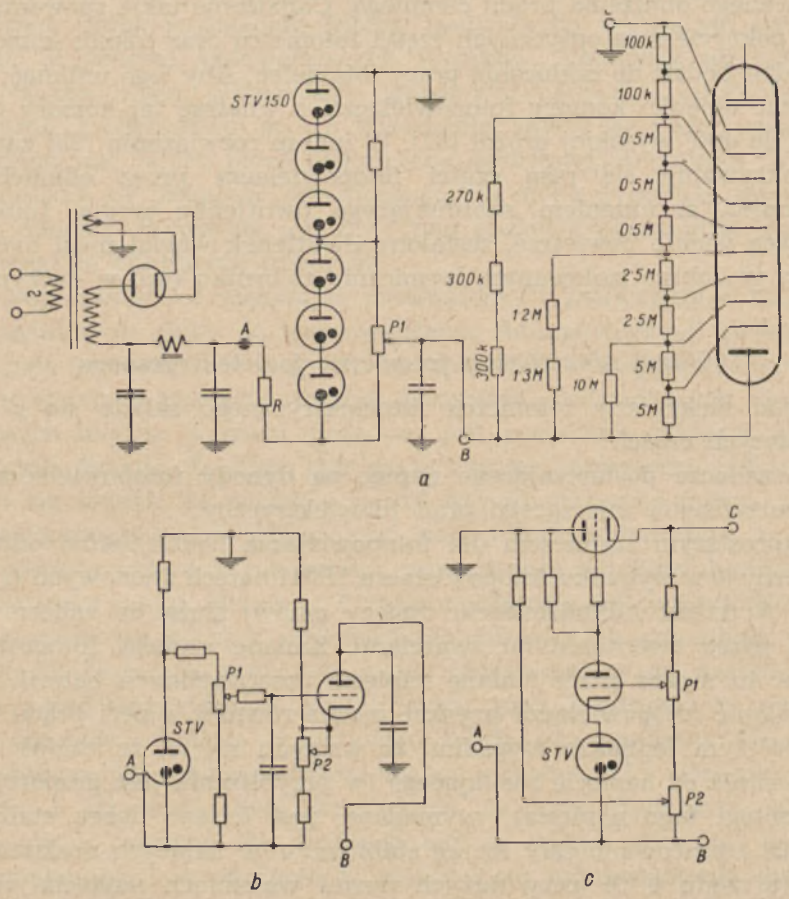
1) zasilacza dostarczającego napięć na dynody fotopowielacza;
2) urządzenia mierzącego prąd fotoelektryczny.

Najprostszym zasilaczem dla fotopowielacza będzie układ odpowiedniej liczby (9 w wypadku fotopowielacza 1P21) baterii anodowych (rys. 10). Opory R (rzędu kilkudziesięciu tysięcy omów) służą do zabezpieczenia baterii przed ewentualnymi zwarciami. Zmianę czułości fotopowielacza uzyskać tu można przez zmianę napięcia poszczególnych baterii.

Zasilanie fotopowielacza uzyskać można również z sieci prądu zmiennego. W tym jednakże wypadku, ze względu na to, że czułość zależy bardzo silnie od napięcia zasilającego (w przybliżeniu jest proporcjonalna do 9 potęgi tego napięcia), wymagana jest bardzo dobra stabilizacja napięcia. Opracowano cały szereg stabilizatorów dających doskonałą stabilizację rzędu 0,1% przy dużych nawet wahaniach napięcia pierwotnego [24]. Trzy takie układy przedstawia rysunek 19. W układzie przedstawionym na rys. 19*a* do stabilizacji napięcia wyzyskano działanie stabilizacyjnych lamp neonowych [25]. Opór R winien być tak dobrany, aby występował na nim spadek napięcia równy połowie napięcia na neonówkach stabilizacyjnych. Zmiany napięcia zasilającego fotopowielacz uzyskać możemy za pomocą potencjometru $P1$. Ponieważ neonówki nie dają jednak dostatecznej stabilizacji, szczególnie przy dużych wahaniach napięcia sieci, zaleca się stosowanie w układzie tym dodatkowego magnetycznego stabilizatora prądu zmiennego włączonego przed zasilaczem.

Rysunek 19*b* przedstawia układ połączeń stabilizatora z triodą pracującą w połączeniu z neonówką stabilizacyjną, ustalającą potencjał siatki [25].

Układ taki zapewnia dużą stałość napięcia, jednakże zmiany napięcia odbywają się tu w sposób trochę niewygodny (konieczność dobrania oporów potencjometrów $P1$ i $P2$).



Rys. 19. Układy połączeń stabilizowanych zasilaczy do fotopowielaczy

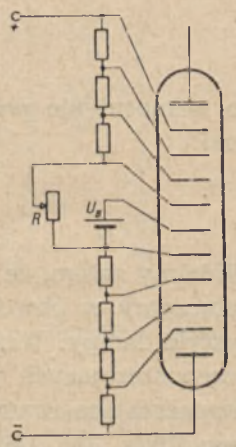
W układzie przedstawionym na rysunku 19c [26] stabilizację uzyskuje się za pomocą dwóch triod: jednej załączonej szeregowo ($T1$), drugiej — równolegle ($T2$). Napięcie zmieniamy przy pomocy potencjometru $P1$, przy czym dla każdego nastawienia tego potencjometru należy tak dobrać opór potencjometru $P2$, aby uzyskać najlepszą stabilizację. Stabilizator tego typu, pozwalający na uzyskanie stabilizacji napięcia do 0,01%, opracował W. H. Higinbotham [27].

Bardzo prosty sposób stabilizacji pracy fotopowielacza typu 1P21, oparty na wykorzystaniu ogniskowania elektronów na dynodach, podali ostatnio R. Sherr i J. B. Gerhart [28]. Układ połączeń dla uzyskania

stabilizacji przedstawia rysunek 20. Stabilizację uzyskuje się tu przez odpowiednie dobranie oporu R. Napięcie baterii U_B, zależnie od typu fotopowielacza, winno wynosić 90 do 135 V.

Przy zastosowaniu stabilizowanych zasilaczy z sieci prądu zmiennego podział napięcia na poszczególne dynody fotopowielacza następuje przez odpowiednio dobrany układ oporów połączonych potencjometrycznie (rys. 19). Ponieważ współczynnik wzmocnienia fotopowielacza zależy bardzo silnie od rozkładu napięcia na poszczególne dynody, opory te winny być szczególnie starannie dobrane i możliwie najmniej zmienne w czasie (najlepiej opory drutowe). Prąd płynący przez potencjometr powinien być około 1000 razy większy od prądu pobieranego przez dynody fotopowielacza. Napięcie do zasilania elektrody zbierającej, które może być znacznie niższe od napięć między dynodami (w fotopowielaczach RCA wystarcza napięcie rzędu 50 V), uzyskujemy zwykle z baterii.

Strumień światła pochodzącego od gwiazdy 6^m w refraktorze 200 mm wynosi około $1{,}5 \cdot 10^{-10}$ lumena. Przyjmując czułość zwyczajnej komórki fotoemisyjnej próżniowej 40 μA/lm, otrzymujemy prąd fotoelektryczny odpowiadający tej gwieździe rzędu $6 \cdot 10^{-15}$ A. Zastosowanie komórek gazowanych może powiększyć ten prąd zaledwie 10-krotnie. Ponieważ graniczne czułości najlepszych galwanometrów są rzędu 10^{-11} A/mm, widzimy na jak duże trudności napotykała gwiazdowa fotometria fotoelektryczna przed wprowadzeniem fotopowielaczy. Do pomiaru tak małych prądów stosowano początkowo bardzo żmudne i niewygodne metody elektrometryczne. Ze względu na historyczne już dzisiaj tylko znaczenie tych metod nie będziemy się nimi bliżej zajmować. Opisy ich znaleźć można w każdym starszym podręczniku astrofizyki obserwacyjnej [29].

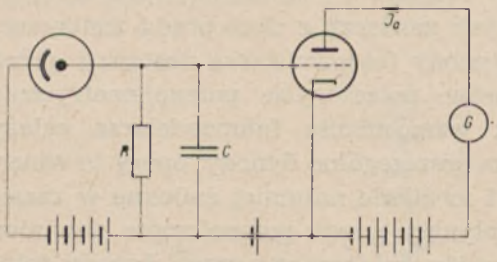


Rys. 20. Układ połączeń do stabilizacji pracy fotopowielacza przez ustalenie napięcia na jednej z dynod

Sytuacja zmieniła się tu dopiero po zastosowaniu fotopowielaczy. Ponieważ czułość fotopowielaczy jest rzędu 10 A/lm, możemy przy fotometrowaniu gwiazdy 6^m przy użyciu 200 mm refraktora uzyskać prądy fotoelektryczne rzędu 10^{-9} A, dające się zupełnie dobrze mierzyć za pomocą zwykłego galwanometru. Układ połączeń przy zastosowaniu galwanometru do pomiaru prądu fotoelektrycznego przedstawia rysunek 10. Czułość galwanometru zmieniać możemy przy pomocy opornicy R.

Ponieważ stosowanie bardzo czułych galwanometrów nie jest zbyt

wygodne, okazało się celowe posłużenie się wzmocnieniem prądu fotoelektrycznego za pomocą lamp elektronowych. Wzmocniony przez taki wzmacniacz prąd może już być dostatecznie duży, aby mógł być zmierzony za pomocą mniej czułego, ale za to wygodniejszego w obsłudze galwanometru, czy nawet zwykłego miliamperomierza. Zasadę działania takiego wzmacniacza pokazuje rysunek 21. Prąd fotoelektryczny J_f przepływając przez opór wejściowy R wywołuje na nim spadek napięcia $U_s = J_f . R$, który, załączony na siatkę lampy, powoduje w obwodzie anodowym przepływ prądu J_a, mierzonego przez przyrząd pomiarowy A. Jeżeli oznaczymy przez S nachylenie charakterystyki lampy



Rys. 21. Układ połączeń wzmacniacza

$$S = \frac{\triangle J_a}{\triangle U_s},$$

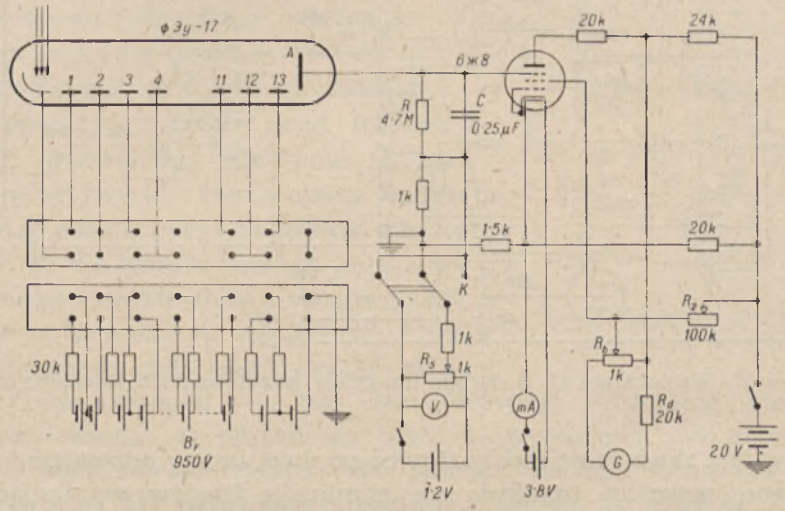
to wzmocnienie prądu uzyskane przy pomocy takiego wzmacniacza wynosi

$$k = \frac{\triangle J_a}{\triangle J_f} = S . R$$

Widzimy zatem, że wzmocnienie to będzie tym większe, im większy opór załączymy w obwód komórki i im większe będzie nachylenie charakterystyki lampy. Wzmacniacze tego typu, nie zawierające elementów nieprzepuszczających prądu stałego (pojemności, transformatorów), a więc wzmacniające również prąd stały, nazywamy wzmacniaczami prądu stałego [30], [31]. Lampie elektronowej pracującej w takim układzie stawiamy pewne specjalne wymagania. W lampie elektronowej mianowicie przepływa zawsze pewien prąd pomiędzy siatką i katodą wywołany przewodnictwem izolacji między nóżkami lampy, jonami wytworzonymi w resztkach gazu w lampie, emisją wtórną elektronów z siatki i emisją jonów dodatnich z katody. Prąd ten, przepływając przez opór siatkowy R, wywołuje na nim pewien spadek napięcia, co powoduje przesunięcie punktu pracy na charakterystyce lampy i zakłócenia pracy wzmacniacza. We wzmacniaczach tego typu należy stosować zatem lampy o możliwie małym prądzie siatkowym. Uzyskać to możemy przez wprowadzenie między siatkę sterującą lampy a katodę dodatkowej drugiej siatki, którą włączamy na napięcie równe w przybliżeniu napięciu anodowemu. Po-

zwala to zmniejszyć napięcie anodowe do kilku lub kilkunastu woltów, dzięki czemu zmniejszają się znacznie prądy jonowe w lampie i prąd emisji wtórnej. Prądy przez izolację zmniejszyć można, umieszczając daleko od siebie doprowadzenia do katody i siatki. W ten sposób uzyskać można zmniejszenie prądów siatkowych do wartości 10^{-15}A. Tego typu lampy noszą nazwę lamp elektrometrycznych.

Opracowano wiele typów wzmacniaczy do celów fotoelektrycznej fotometrii gwiazdowej z fotopowielaczami (np. [32], [33]). My ograniczymy się tu do omówienia dwu takich układów, z których jeden opracował W. B. Nikonow [7], drugi G. E. Kron.

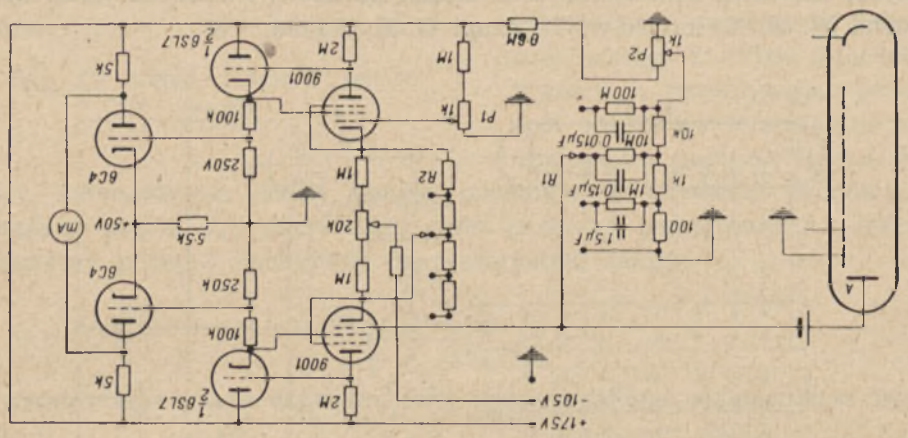


Rys. 22. Wzmacniacz W. B. Nikonowa dla celów astrofotometrii fotoelektrycznej

Wzmacniacz Nikonowa przedstawia rysunek 22 zastosowany do fotometru fotoelektrycznego z fotopowielaczem ФЭУ—17 w Krymskim Obserwatorium Astrofizycznym w Simeizie. Fotopowielacz zasilany jest z baterii B_F, załączanej specjalnym wyłącznikiem W, rozwierającym przy wyłączaniu również połączenia między poszczególnymi bateriami. Wzmacniacz jest jednostopniowy z lampą 6Ж8 (6SJ7), pracującą w układzie elektrometrycznym. Współczynnik wzmocnienia tego wzmacniacza wynosi 330. Jako przyrząd pomiarowy mierzący wzmocniony prąd fotoelektryczny zastosowano galwanometr o czułości $1{,}8 \cdot 10^{-9}$ A/mm. Wypadkowa maksymalna czułość tego urządzenia — przy wartości oporu bocznikującego galwanometr $R_b = 1\,\mathrm{k}\Omega$, oporu szeregowego $R_d = 20\,\mathrm{k}\,\Omega$ — wynosiła $1{,}5 \cdot 10^{-10}$ A/mm, co pozwalało w połączeniu z 200 mm teleskopem typu Maksutowa obserwować gwiazdy do 9^m.

Powiększenie czułości można tu uzyskać przez powiększenie wejściowego oporu R. Opór R_b służy do regulacji czułości, R_2 — do sprowadzania galwanometru na zero przy wyłączonym fotopowielaczu, R_5 — do kompensacji prądu ciemnego, a przy przerzuconym w prawo kluczu K — do badania proporcjonalności wzmacniacza.

Wzmacniacz typu G. E. Krona daje znacznie większe wzmocnienia, pozwalając na zastosowanie do mierzenia prądu wzmocnionego zwykłego miliamperomierza o zakresie do 1 mA (rys. 23). Układ ten jest syme-



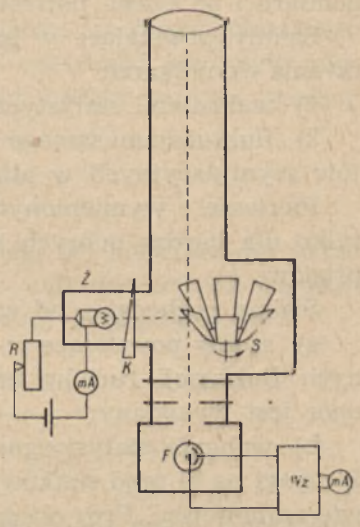
Rys. 23. Wzmacniacz G. E. Krona dla celów astrofotometrii fotoeletrycznej

tryczny, tzn. zawiera na każdy stopień po dwie lampy odpowiednio z sobą połączone, przez co uzyskuje się eliminację błędów wynikających ze zmian napięcia zasilania i zmian zachodzących w elementach układu. Nie zawiera on lamp elektrometrycznych. Układ oporów R_1 służy do grubszej, układ oporów R_2 — do dokładniejszej regulacji czułości. Za pomocą potencjometru P_1 możemy sprowadzić na zero miliamperomierz przy wyłączonym fotopowielaczu; potencjometr P_2 służy do kompensacji prądu ciemnego.

Należy tu jeszcze wspomnieć o dwóch specjalnych metodach używanych w fotometrii gwiazdowej, które jednakże nie znalazły powszechniejszego zastosowania. Jedną z tych metod jest tzw. „metoda liczenia elektronów" zastosowana przez W. Blitzsteina i I. M. Lewitta [34]. Fotony światła gwiazdy padając na katodę komórki wybijają z niej — z wydajnością dochodzącą do 30% — elektrony, które ulegają pomnożeniu w fotopowielaczu i dają impulsy prądu na wyjściu. Liczba tych impulsów mierzona w określonym przedziale czasu (za pomocą metod stosowanych przy szybkim liczeniu impulsów z liczników cząstek w fizyce jądra atomowego) jest proporcjonalna do padającego na fotopowielacz

strumienia światła. Jak jednak wykazała dokładna analiza, metoda taka nie może dać znacznie większej dokładności niż metoda pomiaru prądu.

Druga metoda pochodząca od Y. Öhmana [35] i polegająca na zastosowaniu wzmacniania prądu zmiennego jest metodą zerową (rys. 24). W bieg promieni wstawiony jest tutaj element o 6 nieprzeźroczystych sektorach pokrytych białą farbą i oświetlanych z boku światłem żarówki. Element ten obracany jest za pomocą motorka synchronicznego. Na katodę fotopowielacza pada zatem na przemian światło gwiazdy i światło żaróweczki rozproszone od nieprzeźroczystych sektorów. Jeżeli te dwa strumienie światła nie są równe, w fotopowielaczu powstaje zmienny prąd fotoelektryczny, wzmacniany następnie za pomocą selektywnego wzmacniacza prądu zmiennego nastawionego na częstość przerw światła 137 Hz. Metoda pomiaru polega tutaj na zmienianiu strumienia światła pochodzącego z żarówki — za pomocą klina fotometrycznego lub przez zmianę natężenia prądu żarówki — tak, aby otrzymać zrównanie obydwóch strumieni światła, co objawi się brakiem wychylenia przyrządu mierzącego prąd fotoelektryczny. Za pomocą takiego fotometru zastosowanego przy 24″ refraktorze obserwował Öhman gwiazdy do 15^m. Zasadniczą wadą tej metody jest wprowadzenie dodatkowego elementu do pomiaru (klin fotometryczny czy pomiar natężenia światła żaróweczki), a rezygnacja z tak ważnej zalety komórki fotoelektrycznej, jaką jest liniowość zależności prądu fotoelektrycznego od strumienia światła.



Rys. 24. Zasada metody fotometrycznej Y. Öhmana

Granice gwiazdowej fotometrii fotoelektrycznej

Zasięg astronomicznych fotometrów fotoelektrycznych jest ograniczony. Zastanowimy się teraz, jakie czynniki wpływają na to ograniczenie zasięgu i jaka jest graniczna czułość fotometrów gwiazdowych [36].

Najpoważniejszym ograniczeniem zasięgu fotometrów fotoelektrycznych dla bardzo słabych źródeł światła są wahania prądu elektrycznego, tzw. szumy, występujące w każdym obwodzie elektrycznym. Wahania te ograniczają dokładność odczytu mierzonego natężenia prądu.

Szumy te powstają w poszczególnych elementach obwodu elektrycznego: w samej komórce fotoelektrycznej, oraz w oporach i lampach wcho-

dzących w skład urządzenia wzmacniającego prąd fotoelektryczny. Graniczna wartość strumienia świetlnego, który można zmierzyć za pomocą fotometru, zależeć będzie z jednej strony od szumów powstających w samej komórce i wzmacniaczu, z drugiej — od żądanej dokładności pomiaru i od czasu, potrzebnego do jego wykonania.

Szumy powstające w samej komórce fotoelektrycznej wywołane są dwoma czynnikami:

1) wahaniami statystycznymi liczby emitowanych fotoelektronów;

2) fluktuacjami samego strumienia światła gwiazdy wynikłymi z efektów scyntylacyjnych w atmosferze ziemskiej.

Pierwsze z wymienionych fluktuacji mogą mieć większe znaczenie tylko dla bardzo dobrych warunków atmosferycznych i bardzo małych prądów.

Szumy pochodzące od wzmacniacza wywołane są przez dwa czynniki:

a) szumy powstające w oporze wejściowym pochodzące od statystycznych fluktuacji ruchów termicznych elektronów w metalu, z którego opór jest wykonany;

b) wahania statystyczne prądu siatkowego lampy elektrometrycznej. Z uwagi na b) prąd siatkowy lampy elektrometrycznej winien być możliwie najmniejszy. Przy obecnie osiągalnych wartościach prądu siatkowego, rzędu 10^{-15} A, szumy pochodzące od wahań prądu siatkowego zaczynają przeważać dopiero powyżej wartości oporu wejściowego $5 \cdot 10^{13}\ \Omega$.

Oznaczmy przez S napięcie na oporze R pochodzące od prądu fotoelektrycznego, a przez N napięcie szumów. Ze względu na dokładność pomiaru należy się starać o to, aby stosunek S/N był możliwie największy. Stosunek ten wzrasta z oporem wejściowym wzmacniacza, a zatem opór ten powinniśmy obierać duży. Największe produkowane obecnie opory elektryczne, o wartościach rzędu $10^{13}\ \Omega$, wystarczają przy tym zupełnie ze względu na to, że opór samej komórki jest zaledwie o jeden rząd wielkości większy.

Na podstawie teoretycznych rozważań dotyczących wielkości szumów obliczyć można graniczne wielkości gwiazd, które można obserwować fotoelektrycznie za pomocą np. 12″ refraktora. Okazuje się przy tym, że stosując komórki fotoelektryczne z odpowiednim wzmocnieniem wewnętrznym (gazowym lub przez powielanie elektronów), opór wejściowy rzędu $10^{13}\ \Omega$ (przy zastosowaniu fotopowielaczy mniejszy) i ograniczając przez silne chłodzenie komórki, np. ciekłym powietrzem, prąd ciemny z katody do wartości poniżej $2{,}5 \cdot 10^{-16}$ A, możemy przy stałej czasu rzędu kilkunastu sekund fotometrować gwiazdy do wielkości $11^{m}3$ z błędem średnim pojedynczego pomiaru rzędu $\pm 0^{m}01$. Obniżając prąd ciemny z katody do wartości $2{,}5 \cdot 10^{-18}$ A (co zasadniczo jest możliwe) i stosując fotopowielacze dające odpowiednie wzmocnienie, sięgnąć możemy do

gwiazd o 5^m słabszych, czyli do 16^m3, przy czym jednakże błąd średni pojedynczego pomiaru wzrasta do wartości rzędu $\pm 0^m,06$. Należy jednak zaznaczyć, że przy tak słabych gwiazdach czynnikiem ograniczającym dokładność pomiarów fotometrycznych może być świecenie nieba w okolicy fotometrowanego obiektu.

Skutkiem występowania pewnej bezwładności systemu mierzącego (galwanometru czy wzmacniacza), wychylenie wskazówki przyrządu mierzącego prąd nie będzie natychmiastowe lecz będzie narastać według funkcji wykładniczej:

$$\alpha = \alpha_0 \left(1 - e^{-\frac{t}{T}}\right),$$

gdzie T nosi nazwę stałej czasu systemu. Dzięki tej bezwładności układ posiada w pewnym sensie własności całkujące, całkując szybkie wahania mierzonego prądu. Wychylenie narasta w czasie następująco:

$\frac{t}{T}$		3,0	4,6	2π
$\frac{\alpha}{\alpha_0}$	%	95,0	99,0	99,8

Praktycznie zatem po czasie $2\pi T$ zostaje osiągnięte pełne wychylenie i po upływie takiego czasu od momentu rozpoczęcia wychylenia winien być dokonany odczyt.

Ze względu na szybkość wykonywania obserwacji stała czasu nie może być oczywiście zbyt duża. W galwanometrach stała czasu określona jest przez mechaniczną i elektryczną bezwładność systemu. Produkowane są galwanometry o czułości dostatecznej do pomiaru prądu fotoelektrycznego z fotopowielacza i o stałej czasu rzędu kilku sekund. Stała czasu występująca przy stosowaniu wzmacniaczy spowodowana jest bezwładnością elektryczną obwodu złożonego z oporu wejściowego R i załączonego równolegle do niego kondensatora wejściowego o pojemności C. Napięcie na takim układzie narasta po załączeniu prądu również eksponencjalnie ze stałą czasu:

$$T = R \cdot C.$$

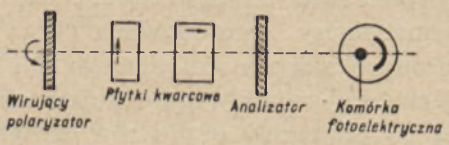
Pojemność wejściowa występuje zawsze, nawet wtedy, gdy nie mamy na wejściu załączonego żadnego kondensatora. Jest nią mianowicie pojemność pomiędzy elektrodami samej lampy wejściowej. Jak dotychczas, nie udaje się przy tym zmniejszyć tej pojemności poniżej wartości $1{,}6 \cdot 10^{-11}$ F. Przy zastosowaniu oporów wejściowych rzędu $10^{13}\ \Omega$ otrzymujemy bardzo duże stałe czasu, około 160 sek. Ponieważ tak duże stałe czasu są przy pomiarach bardzo niewygodne, opracowano szereg metod ograniczenia wpływu pojemności wejściowej, jak neutralizacja przez do-

datnie sprzężenie zwrotne, czy zastosowanie specjalnych obwodów różniczkujących [36].

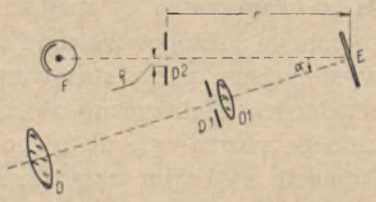
W wypadku stosowania fotopowielaczy, ze względu na bardzo duże wzmocnienie w samej komórce, nie zachodzi konieczność używania bardzo dużych oporów wejściowych, a zatem i stałe czasu łatwo jest utrzymać w granicach kilku sekund.

Inne zastosowania komórek fotoelektrycznych dla celów fotometrii w astronomii

Za pomocą komórek fotoelektrycznych wykonywać możemy również pomiary kolorymetryczne. Najprostszą metodą będzie tu oczywiście zastosowanie przed komórką odpowiednio dobranych filtrów barwnych. Inną bardzo pomysłową metodę pomiarów kolorymetrycznych zastosował Y. Öhman [35]. W metodzie tej włącza Öhman w bieg promieni gwiazdy układ złożony z wirującego polaryzatora, płytek kwarcowych i analizatora, (rys. 25). Komórka jest tu oświetlona na przemian przez dopełniające barwy. Obracając analizatorem, obie składowe barwne przesuwamy wzdłuż widma doprowadzając do położenia, w którym obie dają równe prądy fotoelektryczne. W tym momencie zmienna składowa prądu fotoelektrycznego wzmocniona we wzmacniaczu prądu zmiennego będzie miała wartość zero. Komórka fotoelektryczna jest tu więc, podobnie jak w opisanej poprzednio metodzie fotometrycznej Öhmana, przyrządem zerowym, a pomiar właściwy wykonuje się przez odczytanie położenia analizatora, przy którym znika zmienna składowa prądu fotoelektrycznego.



Rys. 25. Układ optyczny astrokolorymetru fotoelektrycznego Y. Öhmana



Rys. 26. Koronowy fotometr fotoelektryczny W. B. Nikonowa i E. K. Nikonowej

Komórki fotoelektryczne zastosować możemy również do pomiarów bardzo jasnych obiektów jak Słońce czy Księżyc. Ostatnio prace takie wykonane zostały w Związku Radzieckim przez W. B. Nikonowa [37], [38] za pomocą specjalnie do tego celu przystosowanego fotometru, zwanego przez autorów, ze względu na jego pierwotne zastosowanie, koronowym fotometrem fotoelektrycznym. Dla porównania z gwiazdami

tak jasnych obiektów jak Księżyc czy Słońce konieczne jest osłabienie strumienia światła o kilkanaście wielkości gwiazdowych. W tym celu autorowie posłużyli się urządzeniem przedstawionym na rys. 26. Światło Słońca czy Księżyca pada tu przez obiektyw O i soczewkę Fabry $O1$ (dla uniknięcia różnic wywołanych różną strukturą obiektów, np. korony słonecznej, Księżyca w różnych fazach) na rozpraszający światło ekran barytowy E. Rozproszone od ekranu światło, po przejściu przez przesłonę $D2$ z małym otworkiem, pada na komórkę fotoelektryczną. Osłabienie strumienia światła, które obliczyć możemy ze wzoru

$$n = \frac{1}{\delta}\left(\frac{r}{\rho}\right)^2 \sec \alpha,$$

gdzie δ — spółczynnik rozproszenia ekranu,

r — odległość od środka ekranu do przesłony $D2$,

ρ — promień otworu przesłony $D2$,

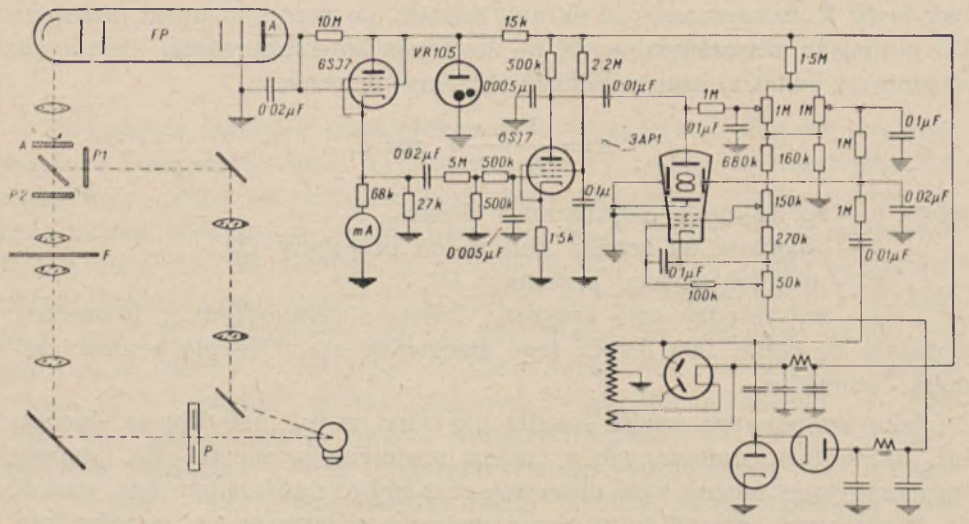
α — kąt między osią optyczną lunety i osią optyczną fotometru,

wynosiło tu około 14^m. Prócz tego stosowano zmniejszenie czułości samego fotometru.

Jako wzorcowego źródła światła używano w tej metodzie żaróweczki lub luminoforu zmieszanego z ciałem promieniotwórczym. Za pomocą tego przyrządu można było obserwować Księżyc nawiązując jego jasność do jaśniejszych gwiazd (przy czym gwiazdy obserwowano bezpośrednio, a jasność Księżyca zmniejszano za pomocą opisanego urządzenia). Słońce — nawiązując do Księżyca obserwowanego bez osłabienia; koronę słoneczną obserwowano bez osłabienia przez nawiązanie do Słońca.

Komórki fotoelektryczne zastosowano również do budowy mikrofotometrów do celów fotometrii na kliszy fotograficznej. W tym wypadku komórka fotoelektryczna jest zwykle używana nie jako przyrząd mierzący wprost strumień światła, lecz raczej jako przyrząd zerowy pozwalający stwierdzić równość dwóch strumieni światła: jednego przechodzącego przez zaczernioną płytę i drugiego porównawczego. O zaczernieniu obrazu na kliszy wnioskujemy tutaj z odczytu na urządzeniu służącym do zmiany jednego ze strumieni światła. W fotometrze przedstawionym na rys. 27 urządzeniem służącym do zmiany strumienia świetlnego przechodzącego przez płytę jest przesłona P o zmiennym otworze [25]. Obraz tej przesłony rzucany jest przez układ soczewek na obraz gwiazdy na płycie fotograficznej F, a dalej na katodę fotopowielacza FP. Porównawczy strumień światła skierowany jest przez układ soczewek i zwierciadeł również na katodę fotopowielacza. W bieg tych wiązek światła wstawione są dwa skrzyżowane polaryzatory $P1$ i $P2$, a w bieg połączonej wiązki przed fotopowielaczem — wirujący analizator napędzany motorkiem synchronicznym. Fotopowielacz oświetlany jest zatem perio-

dycznie raz światłem przechodzącym przez płytę, drugi raz światłem porównawczym. Jeżeli te dwa strumienie światła nie są równe, otrzymujemy z fotopowielacza prąd fotoelektryczny zmienny, o amplitudzie zależnej od różnicy strumieni świetlnych. Prąd ten, po przejściu przez

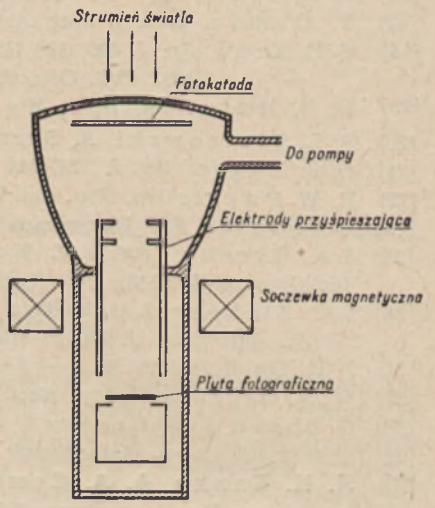


Rys. 27. Układ optyczny i elektryczny mikrofotometru fotoelektrycznego

wtórnik katodowy i wzmacniacz, powoduje odchylenie w kierunku pionowym plamki na ekranie lampy Browna *LB*. Na płyty odchylające plamkę w kierunku poziomym załączone jest zmienne napięcie sieci. Ponieważ częstość napięcia sieci wynosiła tu 60 Hz, a częstość zmiennego prądu fotoelektrycznego 15 Hz, otrzymano na ekranie lampy oscylograficznej podwójną pętlę pokazaną na rysunku. Zmieniając otwór przesłony *P* doprowadzamy obydwa strumienie światła do równości, przy czym znika składowa zmienna prądu fotoelektrycznego i na ekranie lampy Browna otrzymujemy poziomą linię prostą. Miliamperomierz *mA* mierzący wzmocniony przez wtórnik katodowy prąd fotoelektryczny służy do kontroli optymalnej czułości fotometru.

Na zakończenie wspomnieć tu należy jeszcze o teleskopach elektronowych konstruowanych od roku 1933 we Francji [39]. Zasada działania takiego teleskopu polega na otrzymaniu fotograficznych obrazów obiektów niebieskich za pośrednictwem fotoelektronów. Odbiornikiem światła nie jest tu bezpośrednio płyta fotograficzna, lecz pewne urządzenie fotoelektryczne pozwalające na zamianę strumienia padającego światła na

wiązkę elektronów, która dopiero działa na emulsję specjalnej płyty fotograficznej czułej na elektrony. Światło gwiazdy zogniskowane na katodzie antymonowo-cezowej wyzwala fotoelektrony, które następnie przyśpieszane są napięciem rzędu kilkudziesięciu tysięcy wolt i ogniskowane za pomocą elektronowych soczewek elektrostatycznych czy magnetycznych na płycie fotograficznej (rys. 28). Czułość takiego urządzenia jest znacznie większa od czułości bezpośrednio naświetlanej płyty fotograficznej, tak że zastosowanie jego pozwala na wielokrotne skrócenie czasu ekspozycji. Obrazy elektronowe nie są jednak tak dokładne jak obrazy optyczne.



Rys. 28. Zasada działania teleskopu elektronowego

LITERATURA

[1] V. K. Zworykin, E. G. Bamberg, *Photoelectricity and its Application* (1950).
[2] В. Б. Никонов — Фотоэлементы, Курс Астрофизики и звёздной астрономии, Гостехиздат (1951).
[3] M. J. Smyth, *M. N.* **112**, 88 (1952).
[4] V. K. Zworykin, G. A. Morton, L. Malter, *Proc. Inst. Radio Engrs.* **24**, 351 (1936).
[5] R. W. Engström, *J. Opt. Soc. Amer.* **37**, 420 (1947).
[6] D. Blanc, J. F. Detoeuf, P. Maignan, *Journ. Phys. Radium* **13**, 567 (1952).
[7] В. Б. Никонов, Е. К. Никонова, Изв. Крым. Астрофиз. Обс. **9**, 41 (1952).
[8] L. Sosnowski, Badania nad zjawiskami fotoelektrycznymi w półprzewodnikach, *Wyd. Tow. Nauk. Warsz.*, Warszawa (1949).
[9] L. Goldberg, *Rep. Progr. Phys.* **13**, 24 (1950).
[10] Е. В. Пясковская-Фесенкова, Астр. Журн. **26**, 175 (1949).
[11] A. Strzałkowski, Investigations on the Scattering of Radiation in the Earth's Atmosphere, *Acta Astron.* (w druku).
[12] В. Б. Никонов, Фотоэлектрическая астрофотометрия, Курс Астрофизики и звёздной астрономии, Гостехиздат (1951).
[13] П. О. Чечик, Радиотехника и электроника в астрономии, Госэнергоиздат (1953).
[14] J. Stebbins, *Ap. J.* **32**, 187 (1910).
[15] P. Guthnick, *Astr. Nachr.* **196**, 557 (1913).

[16] H. Rosenberg, *Vierteljahrschrift d. Astr. Ges.* **48**, 210 (1913).
[17] Y. Öhman, *Ark. f. Mat. Astr. Fys.* **293**, Nr 12 (1943).
[18] G. E. Kron, *Ap. J.* **103**, 326 (1946).
— *Harv. Coll. Obs. Circ.* Nr 451, 10 (1948).
[19] В. Б. Никонов, П. Г. Куликовский, Астр. Журн. **16**, 54 (1939).
[20] S. L. Piotrowski, A. Strzałkowski, *Acta Astr.* c. 4, 129 (1951).
[21] O. J. Eggen, *Ap. J.* **114**, 141 (1951).
[22] R. W. Engström, *Rev. Sci. Inst.* **18**, 587 (1947).
[23] E. F. Coleman, *Electronics* **19**, Nr 6, 220 (1946).
[24] J. A. Greenwood, J. V. Holdam, D. Macrae, *Electronic Instruments*, Mc Graw Hill (1948).
[25] L. C. Eichner, J. H. Hett, J. Schilt, M. Schwarzschild, H. T. Sterling, *Astronom. J.* **53**, 25 (1947).
[26] J. H. De Witt, C. K. Seyfert, *P. A. S. P.* **62**, 241 (1950).
[27] W. A. Higinbotham. *Rev. Sci. Inst.* **22**, 429 (1951).
[28] R. Sherr, J. B. Gerhart, *Rev. Sci. Inst.* **23**, 770 (1952).
[29] B. Strömgren, *Astrophysik — Hdb. d. Exp., Phys.* Bd. 26 (1937).
[30] Л. И. Баида, А. А. Семенкович, Электронные усилители постоянного тока, Госэнергоиздат (1953).
[31] [illegible] Н. Берлсев, Усп. Физ. Наук, 49, 93 (1953).
[32] H. T. Sterling, *Harv. Coll. Obs. Circ.* Nr 451, 30 (1948).
[33] J. S. Hall, J. F. Jewett, *Sky and Tel.* **8**, 169 (1949).
[34] W. Blitzstein, I. M. Levitt, *Panel Bull.* Nr 6, 13 (1947).
[35] Y. Öhman, *Stockholms Obs. Ann.* **15**, Nr 8 (1949).
[36] H. J. Jonson, *Ap. J.* **107**, 34 (1948).
[37] В. Б. Никонов, Е. К. Никонова, Изв. Крым. Астрофиз. Обс., **1**, 83 (1947).
[38] Е. К. Никонова, Изв. Крым. Астрофиз. Обс., **4**, 114 (1949).
[39] A. Lallemand, *l'Astronomie* **67**, 261 (1953).
[40] M. M. Duchesne, *Bull. Astr.* **17**, 1 (1953).

Zachmurzenie na Suwalszczyźnie w okresie od 19. VI. — 15. VII. 1953

R. SZAFRANIEC

(Obserwatorium Krakowskie)

Dotychczasowe doświadczenia polskich wypraw dla obserwacji całkowitych zaćmień Słońca w latach 1927 (3 stacje obserwacyjne) i 1936 (4 stacje) wykazały, że zachmurzenia występujące w czasie zaćmienia zgadzały się z wynikami wstępnych badań co do spodziewanej pogody *). Aczkolwiek znane są wypadki, gdzie wyprawy astronomiczne spotkał zawód i w najstaranniej wybranym miejscu w chwili zaćmienia właśnie była burza, a w innym, uznanym za gorsze, niebo było bezchmurne, to jednak nie da się zaprzeczyć, że wyniki wstępnych badań określają pewne prawdopodobieństwo spodziewanego stanu zachmurzenia i powinny być brane pod uwagę przy wyborze miejsca obserwacji.

W wypadku zaćmienia w 1954 r., które będzie widoczne jako całkowite jedynie na małym skrawku Polski, z góry nie należy spodziewać się poważniejszych różnic klimatycznych w obrębie terenu o szerokości średnio 40 km i długości średnio 80 km. Niestety ilość stałych stacji meteorologicznych na tym obszarze jest niewielka (Suwałki, Augustów) i badania materiału obserwacyjnego z ubiegłych lat nie rokowały pewnych wyników. W dodatku wyprawy astronomiczne przeważnie lokować się będą możliwe blisko środka pasa całkowitości, a zatem w pasie nadgranicznym odległym od stacji meteorologicznej o 25 km; taka odległość może mieć pewne znaczenie w badaniach mikroklimatu. Teren zaćmienia jest pod względem topograficznym bardzo urozmaicony. Są na nim obszary lasów, większe zwierciadła jezior otoczonych niekiedy lasami, a nade wszystko dość duże nierówności terenowe (pojezierze morenowe). Mikroklimat takiego terenu może już w obrębie niewielkich obszarów wykazywać różnice, które powinny się uwydatnić również w krótkich seriach obserwacyj.

Toteż komisja zaćmieniowa Polskiego Towarzystwa Astronomicznego postanowiła przeprowadzić na terenie Suwalszczyzny, głównie w pasie nadgranicznym na północny wschód od Suwałk, jednomiesięczne obserwacje pogody od połowy czerwca do połowy lipca 1953 roku, na rok przed zaćmieniem, w możliwie gęsto rozmieszczonych punktach na terenie pasa całkowitości. W wykonaniu tego postanowienia dr K. Kordylewski przebywał na Suwalszczyźnie od 15. VI. do 21. VI. 1953 r. i znalazł tam 50 obserwatorów. Zaopatrzył ich w specjalne, wcześniej przygotowane dzienniczki obserwacyjne do zapisywania widzialności Słońca i pogody codziennie o godz. 14 czasu środkowo-europejskiego, to jest o godzinie całkowitego zaćmienia Słońca.

Dzienniczki te zostały zwrócone do Krakowa po 15 lipca 1953 r. Na 50 dzien-

*) K. Kordylewski i Z. Eckstein, La nébulosité en Scandinavie dans la zone de totalité de l'éclipse de Soleil du 29 juin 1927, Circ. de l'Obs. de Cracovie 22.

niczków rozdanych wróciło 48, z tych 1 był w ogóle niewypełniony, obserwacje w 2 dzienniczkach odnosiły się nie wiadomo do jakiej miejscowości, a korespondencja wysłana w tej sprawie została przez pocztę zwrócona jako niedoręczalna. Z pozostałych 45 dzienniczków nie uwzględniono 4 ze względu na małą ilość dni obserwowanych.

Do opracowania posłużył materiał zawarty w 41 dzienniczkach.

Oto zestawienie dzienniczków:

Nr dzienniczka	Miejsce obserwacji	Obserwator	Okres obserwacji	Przerwy
1	Suwałki	Stacja Meteorol.	16. VI — 15. VII	
2	Stary Folwark, szkoła	Kierownik szkoły	17. VI — 15. VII	
3	Krasnopol, plebania	Ks. Jan Florek	17. VI — 15. VII	2 dni
5	Rutka Tartak, plebania	Ks. K. Staniszewski	17. VI — 15. VII	1 dzień
6	Jeleniewo	Stefania Siemaszko	17. VI — 15. VII	
7	Sejny	Strażnica W. O. P.	17. VI — 15. VII	
8	Poćkuny, szkoła	Aldona Kasperowicz	17. VI — 15. VII	
9	Berżniki	Ks. Józef Załęski	17. VI — 15. VII	
10	Ogrodniki, szkoła	Ludwik Bykowski	17. VI — 15. VII	
11	Łumbie, szkoła	Bronisław Karpowicz	17. VI — 15. VII	
12	Widugiery, szkoła	Halina Kisłówna	18. VI — 15. VII	
13	Krasnowo, szkoła	Romuald Aneszko	18. VI — 2. VII	
14	Polućce, szkoła	Kierow. Brylis	19. VI — 15. VII	7 dni
15	Polućce	Strażnica W. O. P.	18. VI — 15. VII	5 dni
16	Wojtokiemie, szkoła	Helena Oleksa	18. VI — 15. VII	
17	Trakiszki	Nacz. St. A. Bonert	18. VI — 15. VII	
18	Wołyńce, szkoła	Henryk Kulikowski	18. VI — 3. VII	1 dzień
19	Przerośl	Leokadia Sidorkowa	18. VI — 15. VII	1 dzień
20	Żytkiejmy, szkoła	Ludwika Żukowska	18. VI — 15. VII	2 dni
21	Sortowo	Strażnica W. O. P.	19. VI — 15. VII	
22	Wiżajny, szkoła	Janina Szmidt	18. VI — 15. VII	
23	Maszutkinia, szkoła	Mieczysław Socik	18. VI — 15. VII	3 dni
24	Burniszki, szkoła	Maria Szyc	18. VI — 15. VII	4 dni
27	Szymanowizna	Antoni Luty	19. VI — 15. VII	
28	Słobódka, szkoła	Edward Fałtynowicz	19. VI — 15 VII	4 dni
29	Zaboryszki	Fr. Ambrosiewicz	19. VI — 15. VII	
30	Smolany, plebania	Ks. W. Budrewicz	19. VI — 15. VII	
31	Sadłowina	Halina Ostrowska	26. VI — 15. VII	
32	Pawłówka	Wanda Felkner	26. VI — 15. VII	
33	Wigrańce, gm. Berżniki	Jan Alszko	26. VI — 13. VII	5 dni
34	Czarnakowizna, gm. Pawłówka	Eugenia Wawrzyn	25. VI — 15. VII	
35	Motule, szkoła	Alicja Binańska	26. VI — 15. VII	
39	Jabłońskie, p. Janówka	Wł. Pietrulińska	27. VI — 15. VII	
40	Bilwinowo, p. Kaletnik	Zbigniew Grądzki	7. VII — 15. VII	
41	Zusno, gm. Filipów	Jan Romanowski	27. VI — 15. VII	
42	Orlinek	Bolesław Andrulewicz	26. VI — 10. VII	
44	Buda-Ruska	Jadwiga Naumowicz	26. VI — 15. VII	
45	Nowinka	Kazimierz Bujnowski	26. VI — 15. VII	
46	Lipsk	Stanisława Gowin	27. VI — 15. VII	
48	Suwałki	Stanisław Grabowski	21. VI — 5. VII	
50	Płaska	Stanisław Szostak	22. VI — 15. VII	5 dni

Każdego dnia obserwator, który najczęściej nie był meteorologiem, miał zapisać jedną z podanych odpowiedzi na pytania:

1. Jak widać tarczę Słońca?
   - a) Słońce wyraźne na czystym tle (0)
   - b) „ „ przez chmury (1)
   - c) „ rozmazane (8)
   - d) Słońca nie widać (10)

2. Ile widać czystego błękitu nieba?
   a) Niebo całe błękitne (0)
   b) Dużo błękitu nieba, dużo więcej niż chmur (3)
   c) Równo błękitu i chmur (5)
   d) Mało błękitu, dużo mniej niż chmur (7)
   e) Błękitu nieba nie ma (10)
3. Jakie widać chmury na niebie? Chmur nie ma, albo chmury cienkie, albo chmury grube.
4. Jaki wiatr wieje?
   a) Wiatru nie ma (0)
   b) Wiatr lekki, porusza liście i cienkie gałęzie drzew (3)
   c) Wiatr silny, porusza grube gałęzie drzew (6)
   d) Wichura pochyla całe drzewa (9)
5. Czy jest: mgła, deszcz, czy grzmi, czy błyska się?
6. Jaka była pogoda przedtem przez całą godzinę od 13-tej do 14-tej ?
   a) Lepiej (—1)
   b) Gorzej (1)
   c) Tak samo (0)

Później dopisać: Jaka była pogoda potem przez całą godzinę od 14-tej do 15-tej?

W nawiasach podano liczbowe wartości obserwacji przyjęte w dalszych rachunkach.

Prowizorycznie utworzono różnice w codziennych zapiskach obserwatorów w stosunku do stacji meteorologicznej Suwałki i naniesiono je na mapę. Od razu rzuciły się w oczy wyraźnie obszary o lepszym (Wiżajny, Wołyńce, Łumbie, Ogrodniki, Berżniki, Jeleniewo, Filipów) i gorszym (Szypliszki, Smolany, jezioro Wigry) zachmurzeniu, potwierdzające się w obserwacjach prawie każdego dnia i to u wielu sąsiednich obserwatorów, którzy często o sobie nic nie wiedzieli. Zgodność ich obserwacyj nie może być tłumaczona ani uprzedzeniem, ani systematycznymi błędami obserwatorów, jedynie tylko faktycznymi różnicami w mikroklimacie.

Użyteczne okazało się przy tym dokonywanie obserwacji w miejscach odległych co 5 km od siebie.

Materiał obserwacyjny wykazywał drobne luki, stanowiące mniej niż 3%, które w celu ułatwienia opracowania zostały zapełnione przez interpolacje pomiędzy sąsiednimi stacjami.

Liczbowe wartości zachmurzenia wyznaczono oddzielnie dla trzech okresów po 9 dni: 1) od 19. VI. do 27. VI, 2) od 28. VI. do 6. VII. i 3) od 7. VII. do 15. VII. i rozpatrzono średnie wartości dla poszczególnych stacji. Z zestawienia od razu widać było, że okres 3-ci był wybitnie niepogodny. Ogólnie biorąc, najpogodniejszy był okres od 28. VI. do 6. VII. 1953 r., a więc okres obejmujący datę zaćmienia. Należałoby sobie życzyć, aby w roku 1954 zachował się ten porządek rzeczy, a wtedy byłyby duże szanse, że obserwacje zaćmienia się udadzą.

Za cały okres 27 dni obliczyłam średnie zachmurzenie tylko dla 25 stacji, na których czynione były obserwacje przez cały czas i podałam je na załączonej mapce, na której linia oznaczona 5 oddziela tereny o średnim zachmurzeniu mniejszym niż 50%. Są to trzy wyróżniające się obszary obejmujące miejscowości: I obszar: Burniszki, Wiżajny, Maszutkinia; II obszar: Wojtokiemie, Trakiszki, Wołyńce, Polunce; III obszar: Łumbie, Ogrodniki.

Wykresy średnich zachmurzeń z poszczególnych trzech okresów wyżej wymienionych, opartych o większą ilość stacyj, potwierdzają zgodnie ten sam wynik,

zaznaczając jeszcze dość wyraźnie IV obszar obejmujący Jeleniewo. Policzyłam dalej częstość występowania zachmurzeń oraz widzialności Słońca. W miejscowościach wymienionych o zachmurzeniu średnim mniejszym niż 5, częstość zachmurzeń 0 do 3 zdarza się więcej niż 14 na 27 razy. Widzialność Słońca na czystym tle nieba obserwowano w 15 do 20 dniach w okresie 27 dni.

W procentach wyrażają się te warunki następująco:

	Zachmurzenie 0—3	Słońce na czystym tle	Słońca nie widać	Cisza	Wiatr silny	Wichura
I obszar	52%	63%	17%	5 %	16%	1%
II „	51%	58%	25%	18·5%	17%	0%
III „	50%	65%	21%	3 %	9%	0%
IV „	55%	30%	37%	3·6%	37%	0%
Inne, najgorsze obszary	15%	15 %	37%	0 %	50%	1%

IV obszar — Jeleniewo nie okazał się korzystny ze względu na rzadką widzialność Słońca na czystym tle, jak również na silne wiatry, które na tym obszarze zdarzają się często.

Z obserwacji pogody przez godzinę przed 14-tą i przez godzinę po 14-tej nie wynikają żadne różnice pomiędzy stacjami, jak i nie zaznacza się maksimum południowe zachmurzenia w obrębie 2 godzin.

Wyniki zawdzięczamy z jednej strony sprawnej organizacji obserwacji, wspartej odczytami i pogadankami wygłoszonymi przez dr K. Kordylewskiego w czasie jego bytności na Suwalszczyźnie — z drugiej strony systematycznej, ofiarnej i sumiennej pracy obserwatorów, którym na tym miejscu składamy gorące podziękowanie. Wymienione osoby na stacjach obserwacyjnych chętnie zapisywały pogodę przez cały miesiąc, doceniając znaczenie tej pracy.

Wydzielenie korzystniejszych terenów pozwoli astronomom polskim obrać (ewentualnie z opisanych przez dr K. Kordylewskiego 15 miejsc, nadających się na stacje obserwacyjne) te miejsca, gdzie prawdopodobieństwo pogody jest największe.

W obrębie obszarów o mniejszym zachmurzeniu opiszemy tu krótko 3 wytypowane miejsca obserwacji:

1. Wiżajny — obszerna szkoła o 8-miu salach przy dużym placu targowym na wysokości 250 m nad poziom morza. Telefon na miejscu: Wiżajny Nr 8. Miejscowość dostępna jest lepiej od stacji kolejowej Gołdap (50 km), niż od Suwałk, z powodu przebudowy szosy na odcinku Rutka-Tartak — Wiżajny. Z Suwałk dojazd samochodem możliwy po niezbyt dobrych drogach przez miejscowość Smolniki (40 km).

2. Stacja kolejowa Trakiszki — na wysokości 165 m nad poziom morza. Jest to końcowa stacja kolejowa z długim wolnym torem, zdolnym pomieścić kilkadziesiąt wagonów kolejowych w celu rozmieszczenia w nich instrumentów, laboratoriów i pomieszczenia uczestników wyprawy. Wzdłuż tego toru Nr II znajduje się plant kolejowy o szerokości 12 do 18 m i długości około 150 m, dostępny również dla samochodów drogą polną. Na nim można by wznieść słupy pod instrumenty. Dojazd do Trakiszek możliwy jest również szosą, częściowo dobrą, z Suwałk przez Szypliszki i Wojtokiemie. W sąsiedztwie większa miejscowość Puńsk (3 km).

3. Berżniki — duża 2-piętrowa szkoła z suterenami i piwnicą. Znajduje się tuż przy szosie, z dość dużym placem dookoła, na wysokości 135 m nad poziom morza. Z drugiej strony szosy niewielkie jezioro. Dojazd względnie dobrą szosą z Suwałk przez Krasnopol, Sejny (40 km). Do Sejn kursuje autobus, skąd 8 km do Berżnik. Latem w tym budynku mieści się kolonia szkolna.

Nigdzie w zwiedzanym terenie nie ma prądu elektrycznego, ani wodociągów. Jedynie w Wiżajnach spodziewają się doprowadzenia prądu elektrycznego z Gołdapu w roku 1954 (warto by przyśpieszyć). Podobnie, poza opisanymi wyżej dwiema szkołami, nie ma pomieszczeń na większą liczbę osób jak i nie ma możności masowego żywienia. Dla wypraw zaćmieniowych potrzebne będą pod tym względem specjalne przygotowania.

Zjawiska występujące w czasie zaćmień Słońca

K. KORDYLEWSKI

(Obserwatorium Krakowskie)

Opisy zaćmień Słońca — zwłaszcza całkowitych — podawane przez poszczególnych obserwatorów, różnią się niejednokrotnie bardzo znacznie między sobą: wynika to zapewne z pobieżności obserwacji. Zawodowy astronom rzadko tylko może zwrócić dostateczną uwagę na różnorakie, a często zaskakujące go szczegóły, gdyż w zupełności zaabsorbowany jest głównym własnym programem obserwacji, wyliczonym na sekundy czasu. Zresztą pojedynczy obserwator nie zdoła objąć całości przebiegu tego zjawiska. Dla uzyskania pełnego opisu zaćmienia konieczny jest podział tematów pomiędzy wielu obserwatorów.

Oto zwięzły, bynajmniej nie wyczerpujący, wykaz zjawisk — wymienianych przez różnych obserwatorów — obejmujący dostrzeżenia gołym okiem lub przez małe lunety. Licznych uczestników mającego nastąpić w tym roku zaćmienia pragnę zachęcić do należytego przygotowania się do obserwacji. Dokładne i krytyczne spostrzeżenia zjawisk, szczegółowo opisane, będą niewątpliwie, mimo nieuniknionej subiektywności, interesującym materiałem naukowym.

Dostrzeżenia możliwe również przy zachmurzonym niebie

1. Zmiany oświetlenia i barwy krajobrazu
2. Czas trwania gwałtownej zmiany oświetlenia przed i po maksimum zaćmienia
3. Nagła czy stopniowa zmiana oświetlenia przy II. i III. kontakcie
4. Wyznaczenie czasu trwania całkowitości (czy z obserwacji krajobrazu, czy tła nieba)
5. Stopień ściemnienia w czasie maksimum zaćmienia (porównanie z pełnią księżycową lub ze zmrokiem)
6. Różnice w zabarwieniu nieba w różnych jego częściach
7. Odczuwalność zmian temperatury
8. Odczuwalność zmian natężenia i kierunku wiatru
9. Zachowanie się zwierząt domowych, ptaków, owadów
10. Zamykanie się kwiatów roślin
11. Reakcja publiczności na zaćmienie (milcząca, głośna; kiedy ustaje zainteresowanie)

Dostrzeżenia przy pogodzie w czasie częściowego zaćmienia (prócz wymienionych pod 1. *do* 11.)

12. Wystąpienie niezwykłych cieni pod drzewami (obrazy sierpa)
13. Widzialność gwiazd (Wenus, Syriusz i in.)
14. Zmiany ostrości cieni rzucanych przez przedmioty
15. Pojawienie się i zanik złoto-czerwonej poświaty nad horyzontem
16. Widzialność brzegu tarczy Księżyca na tle nieba (poza tarczą Słońca) ewentualnie przy zastosowaniu filtrów
17. Widzialność pełnego obwodu tarczy Księżyca
18. Cienie latające, ich wygląd i zmiany kierunku ruchu oraz orientacji
19. Widzialność z wysokich wzniesień zbliżającego się i oddalającego się brzegu cienia Księżyca na Ziemi (jego barwa)
20. Szybki obrót sierpa Słońca (w miejscowościach bliskich granicy pasa całkowitości).

Dostrzeżenia w czasie całkowitej fazy zaćmienia z użyciem małych lunet

21. Widoczność pereł Baily (mały kontrast z jasną chromosferą)
22. Różnorodność barw i kształtów chromosfery, wyskoków, korony wewnętrznej i podstaw promieni korony zewnętrznej
23. Związek promieni korony z wyskokami (kaptury)
24. Ocena jasności Komety Enckego, Komety Abella oraz Merkurego.

Dostrzeżenia bez użycia lunet

25. Stopniowe wyrastanie ze Słońca promieni korony słonecznej (efekt adaptacji oka), czy nagłe pojawienie się całej korony
26. Ilość, rozmieszczenie, kształt i długość promieni korony Słońca oraz ich barwa
27. Interpretacja przestrzenna obrazu korony słonecznej (promienie jako rzuty krzywych powierzchni świecących)
28. Widoczność postrzępionej korony wewnętrznej i jej barwa
29. Widoczność chromosfery i wyskoków oraz ich barwa (również w czasie częściowej fazy)
30. Efekt kulistości Księżyca i jego zawieszenia w przestrzeni
31. Barwa tarczy Księżyca (głęboka czerń, jak smoła, czy popielata, srebrzysta)
32. Kontrola otoczenia Słońca (ewentualnie niespodziewane komety)
33. Barwa tła nieba oraz chmur kłębiastych i pierzastych
34. Zasięg widzialności gwiazd
35. Oświetlenie krajobrazu
36. Widzialność promieni korony również po III kontakcie
37. Wrażenia i opinie postronnych widzów.

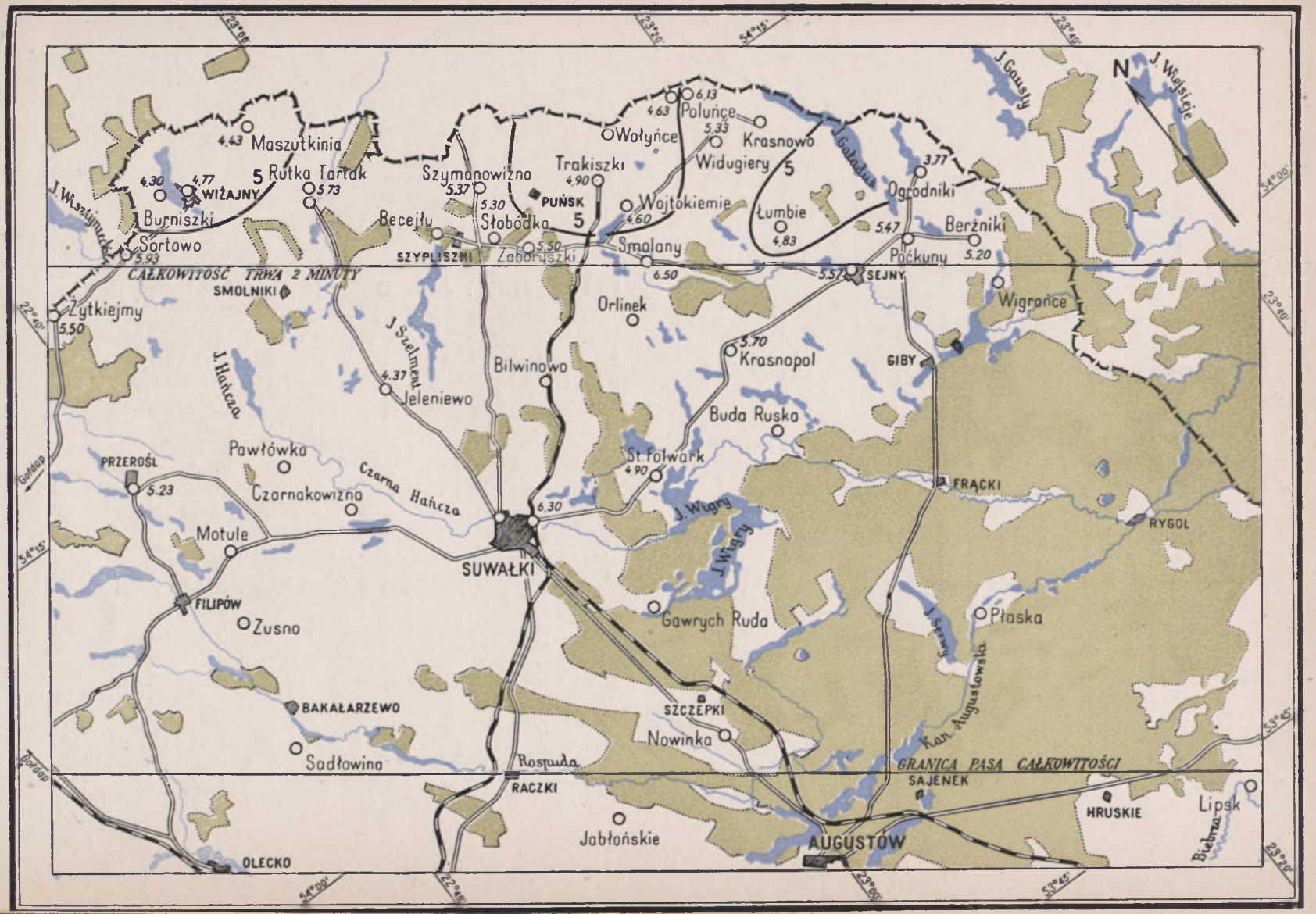
LITERATURA

I. M. Lewis, *A Handbook of Solar Eclipses*, New York 1924.

S. A. Mitchell, *Eclipses of the Sun*, New York 1924.

K. Kordylewski, *Polska wyprawa do Laponii Szwedzkiej dla obserwacji całkowitego zaćmienia Słońca z 29 czerwca 1927 roku*, Prace Astronomiczno-Geodezyjne, Kraków 1932. Nr 2.

Н. З. Бугославская, В. А. Бронштэн, Б. Ю. Левин, Инструкции для наблюдений солнечных и лунных затмений, Москва 1952.



N
J. Wiejsieje
J. Gausły
J. Gaładus
J. Wisztyniecka
Maszutkinia
Rutka Tartak
WIŻAJNY
Burniszki
Sortowo
Żytkiejmy
CAŁKOWITOŚĆ TRWA 2 MINUTY
SMOLNIKI
Szymanowizna
Becejły
SZYPLISZKI
Słobódka
Zaboryszki
PUŃSK
Trakiszki
Wołyńce
Polunce
Krasnowo
Widugiery
Wojtokiemie
Smolany
Łumbie
Ogrodniki
Berżniki
Poćkuny
SEJNY
Wigrańce
Orlinek
Krasnopol
GIBY
Bilwinowo
Jeleniewo
J. Szelment
J. Hańcza
Buda Ruska
St. Folwark
FRĄCKI
RYGOL
PRZEROŚL
Pawłówka
Czarnakowizna
Czarna Hańcza
Motule
SUWAŁKI
J. Wigry
FILIPÓW
Zusno
Gawrych Ruda
Płaska
J. Serwy
Kan. Augustowski
BAKAŁARZEWO
SZCZEPKI
Nowinka
Sadłowina
Rospuda
RACZKI
GRANICA PASA CAŁKOWITOŚCI
SAJENEK
HRUSKIE
Lipsk
Biebrza
Jabłońskie
AUGUSTÓW
OLECKO
Gołdap
Bołdap

Objaśnienie mapy
obejmującej główną partię pasa całkowitego zaćmienia Słońca 30. VI. 1954 r. w północno-wschodniej Polsce

Skala: 1:330.000 (1 cm na mapie równa się 3 km i 800 m w terenie).

Kierunek na północ wskazuje strzałka w prawym górnym narożniku mapy.

Kreski na obwodzie mapy z podanymi liczbami w stopniach i minutach oznaczają kierunki południków i równoleżników.

Barwy oznaczają: kolor zielony — większe obszary lasów, kolor niebieski — większe jeziora i rzeczki.

Podwójne linie: ważniejsze drogi samochodowe. Biało-czarne linie — tory kolejowe.

Dwie proste linie równoległe do brzegu mapy oznaczają:

1) biegnąca powyżej Augustowa i Olecka — brzeg pasa całkowitego zaćmienia. Poniżej tej linii zaćmienie jest tylko częściowe, powyżej zaś zachodzi zaćmienie całkowite, tym dłuższe i ciemniejsze, im dalej od tej linii ku górze;

2) biegnąca przez Sortowo, Smolany i Sejny — czas trwania zaćmienia całkowitego 2 minuty. Powyżej tej linii w stronę granicy państwa czas trwania całkowitości jest coraz większy i w Poluńcach, tuż przy granicy Polski, czas całkowitości jest najdłuższy na terenie Polski i wynosi 2 m 12 s. Środek pasa całkowitości przebiega poza granicami Polski.

Kółkiem oznaczono te miejscowości, w których dokonywano specjalnych obserwacji pogody przez miesiąc na rok przed terminem zaćmienia.

Liczba wypisana obok kółka oznacza średnie zachmurzenie w skali 0 (czyste niebo), 10 (zupełnie zachmurzone niebo), ważne dla godziny 14 i wyznaczone z okresu od 19. VI. do 15. VII. 1953 r.

Trzy grube czarne linie z wypisaną obok liczbą 5 oddzielają obszary o średnim zachmurzeniu mniejszym niż 50%. Są to obszary lepszej pogody w wyżej wymienionym okresie obserwacyjnym.

R. SZAFRANIEC

(Z *Postępów Astronomii*, t. II, zesz. 2)

Nowe badania mgławic planetarnych

K. RUDNICKI

Toczy się spór, czy powstawanie mgławic planetarnych jest związane z wybuchami gwiazd nowych, względnie pseudonowych („nowych powrotnych"), czy też — mimo, że idzie tu również o wyrzucanie materii przez gwiazdy — jest to proces o innej naturze.

G. A. Gurzadian z Biurakańskiego Obserwatorium Astrofizycznego ogłosił ostatnio trzy prace poświęcone teorii mgławic planetarnych.

Rozpatrując mgławice o kształtach regularnych, Gurzadian zajął się szczegółowo mgławicami o podwójnym pierścieniu (np. *NGC* 1535, 2392, 2342, 7954 i wiele innych). Zwalcza on hipotezę, że powstały one wskutek kolejnych wybuchów gwiazd pseudonowych. Nigdy mianowicie nie spotyka się mgławic o trzech pierścieniach, mimo że wybuchy Nowych powrotnych uważa się za periodyczne. Przy tym zewnętrzny pierścień posiada zawsze mniejszą masę od wewnętrznego, gdy tymczasem nic nie wskazuje, aby z dwu kolejnych wybuchów gwiazd pseudonowych pierwszy miał być zawsze słabszy.

Szeregując ze względu na rozmiary liniowe mgławice o kształtach sferycznych Gurzadian otrzymał następujący ciąg ewolucyjny typów mgławic planetarnych: Od początku rozszerzania się otoczki, aż do chwili, gdy rozmiary liniowe mgławicy dochodzą do dziesięciu tysięcy j. a., mgławica przedstawia się jako tarcza o jasności z grubsza równomiernej (typ I). Następnie od zewnętrznej warstwy mgławicy odrywa się wierzchnia otoczka, widoczna jako pierścień. W tym okresie wewnętrzna mgławica, wskutek stałej ekspansji, zaczyna się przedstawiać jako drugi środkowy pierścień (typ II). Oba pierścienie rozszerzają się dalej, przy czym zewnętrzny ma większą prędkość ekspansji i po pewnym czasie jego jasność powierzchniowa staje się zbyt mała, aby był dostrzegalny. Począwszy od średnicy około 80 tys. j. a. mgławica przedstawia się wskutek tego jako pierścień pojedynczy (typ III). Widma typu I i II są niemal identyczne. O widmach typu III istnieją tylko bardzo skąpe wiadomości.

Każda mgławica planetarna przechodzi więc w trakcie ewolucji przez typ II. Ponieważ zaś po wybuchach gwiazd nowych nigdy nie obserwowano podwójnych otoczek (wyjątek stanowi mgławica-Krab, która zresztą jest osobliwością pod wieloma względami) należy przyjąć, że nie ma związku między gwiazdami nowymi i mgławicami planetarnymi.

Gurzadian opracował również teorię mgławic planetarnych spiraloidalnych (symbol: *Sp*), które dzieli na trzy podtypy: 1) spiralne (*Sp-s*, np. *NGC* 4361), 2) *z*-kształtne (*Sp-z*, np. *NGC* 6778) i 3) ślimakowate (*Sp-a*, *NGC* 6543). Pierwsze mają zbliżony wygląd do galaktyk o dwu spiralnych ramionach, drugie — podobnie, lecz ramiona spiral szybko zmieniają kierunek, trzecie wreszcie posiadają tylko jedno, długie ramię spiralne. Takie kształty można objaśnić wypływem jednego lub dwu strumieni materii z określonych miejsc wirującej gwiazdy (wypływ „punktowy"). Okazuje się, że ilość materii wyrzuconej w tym procesie w ciągu jednego

roku jest tego rzędu, co przy jednym wybuchu gwiazdy nowej. Rozpatrując ruch mas w wypływających strumieniach z uwzględnieniem pola grawitacyjnego gwiazdy oraz ośrodka hamującego, składającego się z materii międzygwiazdowej i mas uprzednio wyrzuconych przez gwiazdę, otrzymuje się dość złożoną matematycznie teorię objaśniającą zadowalająco obserwowane kształty ramion spiralnych.

Przyjmując szybkość wypływu strumieni zawartą między 100 a 1000 km/sek można — znając rozmiary i nachylenie gałęzi spiralnych — obliczyć okres obrotu gwiazd centralnych, który wypada rzędu kilkudziesięciu lub kilkuset lat. Szybkości rzędu 10 000 km/sek, dającej odpowiednio krótsze okresy obrotu, Gurzadian nie bierze pod uwagę, gdyż mogłaby ona występować tylko przy katastrofalnym, wybuchowym wyrzucaniu materii, nie przy stacjonarnym wypływie. Ponieważ formy spiralne występują często łącznie ze sferycznymi, a nawet u mgławic podtypu spiralnego jest to regułą, Gurzadian przypuszcza, że wszystkie jądra mgławic planetarnych posiadają równie powolny ruch wirowy, co w świetle kosmogonicznych rozważań Fiesjenkowa może wpływać decydująco na drogę ewolucyjną tych gwiazd.

Według *Astronomiczeskij Żurnał* XXX. 383, 487 i 593, (1953).

Pola magnetyczne w spiralnych ramionach galaktyki

A. STRZAŁKOWSKI

Obserwacje polaryzacji światła odległych gwiazd wykonane przez W. A. Hiltnera [1] wskazują na możliwość występowania pól magnetycznych w przestrzeniach Galaktyki. Opracowane teorie [2], [3] tłumaczą tę polaryzację jako wynik specjalnej orientacji cząstek materii międzygwiezdnej w występujących w Galaktyce polach magnetycznych, o natężeniach rzędu 10^{-3} do 10^{-5} erstedów. Możliwość istnienia takich pól magnetycznych w Galaktyce była już wcześniej przewidywana przez wielu autorów (Fermi, Schlutter, Biermann). Jak wynika z dalszych badań, kierunki polaryzacji światła gwiazd wykazują pewien rozrzut, co wskazywałoby na to, że linie pól magnetycznych orientujących cząstki nie są zupełnie proste. To „falowanie" linii w wypadku bardzo słabych pól — a z takimi należy się tu właśnie liczyć — mogłoby być spowodowane przez wpływ ruchu turbulencyjnego mas gazu w ramionach spiralnych. Jeżeli tak jest, powinien istnieć związek między rozrzutem zaobserwowanych kierunków polaryzacji, a natężeniem pola magnetycznego. Stosując pewne wyrażenia z teorii fal magnetohydrodynamicznych S. Chandrasekhar i E. Fermi [4] — który już w roku 1949 wysunął hipotezę istnienia pól magnetycznych w Galaktyce — szacują wartość natężenia tego pola na $7{,}2.10^{-6}$ erstedów. Autorowie wskazują na jeszcze jedną możliwość obliczenia natężenia tego pola, opartą na rozważaniach równowagi między ciśnieniem grawitacyjnym a ciśnieniem pochodzącym od ruchu mas i pól magnetycznych w ramionach spiralnych. Z rachunków tych otrzymują wartość 6.10^{-6} erstedów, dobrze zgodną z wartością poprzednią, otrzymaną na innej drodze. Jeżeli wartość ta jest poprawna — przynajmniej co do rzędu wielkości — należy przypuszczać, że mechanizm orientowania cząstek zaproponowany przez Davisa i Greensteina [3] w ich teorii polaryzacji światła gwiazd powinien być bardziej efektywny.

LITERATURA

[1] W. A. Hiltner, *Ap. J.* **109**, 471 (1949).
[2] L. Spitzer, J. W. Tukey, *Ap. J.* **114**, 187 (1951).
[3] L. Davis, J. L. Greenstein. *Ap. J.* **114**, 206 (1951).
[4] S. Chandrasekhar, E. Fermi, *Ap. J.* **118**, 113 (1953).

Badania dwóch katalogów strefowych Obserwatorium Astronomicznego w Yale

W. WIŚNIEWSKI

Dość niespodziewane są wyniki pracy A. Gulajewa i W. Korżiewa dotyczące badania dwóch fotograficznych katalogów strefowych obserwatorium w Yale w celu wyznaczenia błędów systematycznych i błędu średniego jednego położenia. Otrzymano błędy, których wielkości wahają się w bardzo dużych granicach oraz niedopuszczalne dla katalogów strefowych bardzo silne zmiany błędu w przedziałach małych. Katalog Obserwatorium w Yale zbadano przez porównanie go z katalogiem AGK_2A, co do którego można było założyć, że jako katalog ściśle związany z systemem FK_3 poprzez szereg gwiazd fundamentalnych posiada małe błędy systematyczne. Średnie epoki obserwacji porównywanych katalogów różnią się o 1,7 roku, co powoduje mały wpływ błędów przyjętych ruchów własnych gwiazd. Badania przeprowadzono dla 1955 gwiazd znajdujących się w obydwu katalogach. Utworzone różnice *Yale* — AGK_2A dla α i δ poprawiono na różnice stałych precesji Struwego i Newcomba oraz na ruch własny gwiazd.

Przyjmując, że

$$\Delta\alpha = \Delta\alpha_\delta + \Delta\alpha_\alpha + \Delta\alpha_m \quad \text{i} \quad \Delta\delta = \Delta\delta_\delta + \Delta\delta_\alpha + \Delta\delta_m$$

gdzie $\Delta\alpha_\delta$ oznaczają systematyczne różnice rektascenzji zależne od deklinacji, $\Delta\alpha_\alpha$ systematyczne różnice rektascenzji zależne od rektascenzji, $\Delta\alpha_m$ systematyczne różnice rektascenzji zależne od wielkości gwiazdowej itd., wyznaczono systematyczne różnice. Uwzględniając następnie podane w katalogu AGK_2A błędy średnie jednego położenia otrzymano odpowiednie błędy średnie dla katalogu Yalskiego

strefa od $+20^0$ do $+25^0$	strefa od $+25^0$ do $+30^0$
$\varepsilon_\alpha = \pm 0'',260$	$\varepsilon_\alpha = \pm 0'',283$
$\varepsilon_\delta = \pm 0'',233$	$\varepsilon_\delta = \pm 0'',205$

Błędy wyprowadzone okazują bardzo duży chód: wzrost ku granicom strefy w deklinacji, oraz dla jasnych gwiazd. Wielkości wahań $\Delta\delta_\delta$ osiągają $0'',7$, $\Delta\delta_\alpha : 0'',5$; $\Delta\alpha_\alpha : 0^s,04$.

Przy niekorzystnym położeniu zmiana ogólnego błędu systematycznego może osiągnąć dla $\Delta\alpha : 0^s,05$, dla $\Delta\delta : 1'',3$. Za przyczynę powyższych błędów uważa się niedokładnie wyznaczone miejsca gwiazd oporowych, które obserwowano tylko jednym instrumentem.

Według *Astronomiczeskij Żurnał*, XXX, 340, (1953).

KRONIKA

Działalność obserwatoriów astronomicznych Uniwersytetu Wrocławskiego w latach 1950—1953 [1])

1. *Uwagi ogólne*

W obserwatoriach astronomicznych Uniwersytetu im. B. Bieruta we Wrocławiu kontynuowano w latach 1950—1953 prace zarówno w zakresie astronomii klasycznej, jak i astrofizyki. Katedra astronomii, związana z Obserwatorium Astronomicznym, prowadziła nadal prace dydaktyczne przewidziane programem studiów astronomicznych, a poza tym personel Obserwatorium Wrocławskiego brał żywy udział w popularyzacji astronomii przez pisanie książek, artykułów oraz wygłaszanie odczytów.

2. *Zespół osobowy*

Dr Jan Mergentaler, adiunkt obserwatorium, habilitował się w maju 1950 r. w Uniwersytecie Wrocławskim. Habilitacja ta została zatwierdzona w tymże roku przez Ministerstwo Szkół Wyższych i Nauki. Od 1 września 1951 r. doc. dr Jan Mergentaler jest samodzielnym pracownikiem naukowym (zastępcą profesora) na Wydziale Matematyczno-Fizycznym Uniwersytetu Wrocławskiego.

Dr Antoni Opolski, adiunkt obserwatorium, habilitował się w grudniu 1951 r. Habilitacja została zatwierdzona przez Ministerstwo Szkolnictwa Wyższego w lutym 1952 r.

Senat Uniwersytetu Wrocławskiego złożył w Ministerstwie Szkolnictwa Wyższego wnioski w sprawie mianowania doc. Mergentalera i doc. Opolskiego profesorami nadzwyczajnymi astronomii w Uniwersytecie Wrocławskim.

W grudniu 1951 r. uzyskała doktorat st. asystentka Obserwatorium Wrocławskiego mgr Stefania Kosibowa. Od 1952 r. dr S. Kosibowa jest adiunktem obserwatorium.

W r. 1951 przeniesiony został z Obserwatorium Poznańskiego do Obserwatorium Wrocławskiego dr Stefan Wierzbiński. Zajmuje on stanowisko adiunkta.

W latach 1950—1952 uzyskali magisteria z astronomii: Jan Kubikowski i Przemysław Rybka w 1950 r., Tadeusz Jarzębowski, Jan Walichiewicz i Jadwiga Krawiecka w 1951 r. oraz Antoni Głania i Jana Paciorek w 1952 r.

Wszyscy wymienieni stali się pracownikami Obserwatorium Wrocławskiego: Mgr Jan Kubikowski i mgr Przemysław Rybka — mianowani byli starszymi asystentami w r. 1950, mgr Tadeusz Jarzębowski — st. asystentem w r. 1951, mgr Jan Walichiewicz — asystentem w r. 1951, mgr Jadwiga Krawiecka, mgr Antoni Głania i mgr Jana Paciorek — asystentami w r. 1952. Mgr Antoni Głania został st. asystentem od 1 grudnia 1953 r.

Mgr Jan Walichiewicz opuścił obserwatorium w dniu 1 września 1953 r. Na jego miejsce przyjęto od 1. XII. 1953 r. studenta II roku II stopnia astronomii, Adolfa Stankiewicza.

---

[1]) Sprawozdanie za lata 1945—1949 wydrukowano w *Sprawozdaniach P. T. A.*, Wrocław 1951, zeszyt II, str. 30—43.

Poza tym obserwatorium uzyskało trzy dalsze etaty laborantów: mechanika we Wrocławiu (w r. 1951 W. Gumulski, a od 1952 r. E. Urbański), laboranta do mierzenia taśm chronograficznych (Maria Bojko), laboranta-mechanika w Białkowie (od 1951 r. Józef Świerk).

Obserwatorium w Białkowie uzyskało w r. 1951 etat administracyjny, który zajmował do 31. XII. 1953 r. A. Kołowski.

Jako woźni byli zajęci: we Wrocławiu S. Karnasowa, w Białkowie najpierw M. Miłuch i R. Wysłobocka; po ustąpieniu M. Miłucha woźnym został G. Dubel.

Obserwatorium Astronomiczne Uniwersytetu Wrocławskiego wraz z katedrą astronomii zatrudniało w dniu 31. XII. 1953 r. 23 stałych pracowników; 1 profesor zwyczajny (kierownik obserwatorium), 1 zastępca profesora, 2 adiunktów habilitowanych, 2 adiunktów, 4 starszych asystentów, 3 asystentów, 5 laborantów, 2 urzędników, 3 pracowników fizycznych.

Do końca 1953 r. w bezpośrednim zarządzie obserwatorium było gospodarstwo rolne w Białkowie. Z dniem 1 stycznia 1954 r. objęte zostało ono przez Wyższą Szkołę Rolniczą we Wrocławiu.

Kierownik obserwatorium, prof. Eugeniusz Rybka, był w okresie sprawozdawczym do końca listopada 1950 r. dziekanem Wydziału Matematyki, Fizyki i Chemii Uniwersytetu i Politechniki we Wrocławiu, a następnie od 15 grudnia 1951 r. do 31 sierpnia 1953 r. dziekanem Wydziału Matematyczno-Fizycznego Uniwersytetu Wrocławskiego.

Od 1 września 1953 r. prof. J. Mergentaler objął stanowisko prodziekana Wydziału Matematyczno-Fizycznego Uniwersytetu Wrocławskiego.

3. *Badania naukowe*

a) Katalog słabych gwiazd

Kontynuowano zapoczątkowane w roku 1949 prace obserwacyjne nad katalogiem słabych gwiazd. W latach 1950—1953 wykonywano obserwacje położeń względnych 559 gwiazd fundamentalnych w systemie FK3. Obserwacje te zakończono w grudniu 1953 r. Instrumentem przejściowym Repsolda obserwowali mgr Przemysław Rybka i mgr Jan Walichiewicz; zespół obserwacyjny przy kole wertykalnym stanowili mgr Jan Kubikowski (obserwator przy mikrometrze) i mgr Antoni Głania (odczytywanie mikroskopów). Obserwacje przeprowadzano najpierw w jednym położeniu instrumentów (do czerwca 1952 r.), a następnie powtórzono je w drugim położeniu. Obserwacje instrumentem przejściowym dały dwie serie rektascensji (po jednej od każdego obserwatora), obserwacje kołem wertykalnym — jedną serię deklinacji.

Część obliczeń w latach 1952 i 1953 była opłacana z subwencji udzielonej dla tych badań przez Polską Akademię Nauk, a poza tym w r. 1953 część nowego wyposażenia instrumentalnego została zakupiona z zasiłku udzielonego przez PAN.

Ogólny nadzór nad całością prac związanych z katalogiem słabych gwiazd sprawuje mgr Przemysław Rybka. Obliczenia do katalogów wrocławskich są w toku. Planowane jest przygotowanie do druku katalogów wrocławskich w r. 1954.

b) Obserwacje fotoelektryczne we Wrocławiu

W roku 1950 nadeszły do obserwatorium dwa identyczne fotometry fotoelektryczne ze wzmacniaczami, wykonane w warsztatach Obserwatorium Lejdejskiego przez mechanika tegoż obserwatorium A. A. Disco. W fotometrach tych zainstalowano nabyte dawniej komórki fotoelektryczne 1P21. Jeden z fotometrów zmontowano przy 203 mm refraktorze we Wrocławiu. Całkowita praca zainstalowania komórek i całego urządzenia aparatury fotoelektrycznej została wykonana przez mgra T. Jarzębowskiego. Po okresie próbnych badań w jesieni 1950 i na wiosnę 1951 r.

rozpoczęto od września 1951 r. (E. Rybka) systematyczne obserwacje. Tematem badań jest wyznaczenie podstawowych wielkości gwiazd około szóstej wielkości w pobliżu pól Kapteyna w dwóch barwach w celu zapewnienia należytego punktu zerowego. Wybrano do obserwacji po dwie gwiazdy w sąsiedztwie każdego z pól, przy tym jedna gwiazda w każdej parze jest klasy A, druga zaś — klasy K. Przy wyznaczaniu wartości chwilowej ekstynkcji korzysta się ze źródła stałego światła (preparat radioaktywny), w które zaopatrzone są fotometry. E. Rybka opracował nową metodę wyznaczania współczynnika ekstynkcji.

Obserwacje fotoelektryczne we Wrocławiu wykonywał głównie E. Rybka. Obserwował on w latach 1951—1953 gwiazdy w polach Kapteyna od 1 do 19 (pasy deklinacyjne $+75^0$ i $+60^0$). Pierwszą serię prac ukończono w r. 1952, powtórzenie jej rozpoczęte w r. 1953 jest na ukończeniu. Tymczasowe wyniki badań były komunikowane przez E. Rybkę na Zjeździe Polskiego Towarzystwa Astronomicznego w r. 1951, następnie na Kongresie Międzynarodowej Unii Astronomicznej w Rzymie w r. 1952 i wydrukowane w *Acta Astronomica* (ser. c, Vol. 5, 41-43, 1953).

c) Obserwacje 30 cm reflektorem

W r. 1952 obserwatorium otrzymało z firmy Grubb-Parsons (Anglia) 30 cm paraboloidalne zwierciadło wklęsłe o długości ogniskowej około 11 metrów. Wmontowano je na miejsce zwierciadła rozbitego w r. 1945. Doc. A. Opolski uruchomił obserwacje 30 cm reflektorem, instalując przy nim szczelinowy spektrograf kwarcowy. Zebrał około 40 spektrogramów Marsa i Jowisza, zamierzone zaś są obserwacje spektrofotometryczne brzegu tarczy słonecznej w celu zbadania na nim rozkładu temperatury. W obserwacjach bierze udział obok doc. Opolskiego mgr J. Krawiecka.

d) Obserwacje słoneczne

Prof. J. Mergentaler zorganizował w Obserwatorium Wrocławskim obserwacje słoneczne. Dla obserwowania plam słonecznych ustawiono w r. 1951 na tarasie obserwatorium we Wrocławiu 10 cm refraktor Zeissa zmontowany paralaktycznie (z mechanizmem zegarowym) i zaopatrzony w okular słoneczny z pryzmatem Colziego. Refraktorem tym przeprowadza się regularne obserwacje wizualne plam słonecznych, rozpoczęto również fotografowanie tarczy słonecznej w celu zbadania rozkładu jasności na tarczy. Zamierzona zaś jest fotometria plam słonecznych w różnych długościach fali za pomocą 30 cm reflektora w związku ze zjawiskami magnetycznymi.

Prof. J. Mergentaler pozyskał dla tego rodzaju obserwacji słonecznych dziesięciu miłośników astronomii z różnych części Polski, którzy obserwują Słońce i wyniki swych spostrzeżeń nadsyłają do Obserwatorium Wrocławskiego.

e) Inne prace z astrofizyki i astronomii gwiazdowej

Prof. J. Mergentaler ukończył pracę dotyczącą korelacji średniego okresu klasycznych cefeid ze średnią gęstością przestrzenną gwiazd w Drodze Mlecznej. W pracy swej, wydrukowanej w r. 1952 w Pracach Wrocławskiego Towarzystwa Naukowego, stwierdził istnienie tej korelacji sprawiającej między innymi to, że średnie okresy klasycznych cefeid wzrastają od peryferii ku środkowi. Podobna zależność istnieje i w innych galaktykach.

Doc. A. Opolski podczas pobytu w r. 1950 w obserwatorium w Saltsjöbaden ogłosił 4 prace w *Arkiv för Astronomi* (1950—1951). Pierwsza z nich dotyczy nieciągłości rozkładu mas i zawartości wodoru na wykresie Hertzsprunga-Russella. W pracy tej wykrył trzy nieciągłości odpowiadające wielkościom bolometrycznym $+2^M,4$, $-0^M,5$ i $-3^M,1$. Druga praca zawierała wielkości fotograficzne 71 gwiazd

w centralnej dziedzinie Praesepe. Trzecia praca dotyczyła rozkładu przestrzennego płaszczyzn orbit wizualnych gwiazd podwójnych, czwarta zaś stanowiła uzupełnienie pierwszej i dotyczyła rozkładu prędkości przestrzennej i energii kinetycznej na wykresie Hertzsprunga-Russella.

Po powrocie do Wrocławia doc. Opolski, poza organizowaniem obserwacji 30 cm reflektorem, zajął się zagadnieniem rozkładu natężenia w promieniowaniu gwiazd i podał trzy możliwe sposoby uwzględnienia wpływu linii absorpcyjnych na obserwowany rozkład natężeń.

Dr S. Kosibowa zajmowała się wpływem linii absorpcyjnych w widmach gwiazd na izofotowe i efektywne długości fal stwierdzając, że efektywne długości fal lepiej charakteryzują system fotometryczny, niż to czynią długości izofotowe. Przebadała ponownie mikroskopem błyskowym płyty johannesburskie, wykryła dalszych 11 gwiazd zmiennych i opracowała krzywe ich zmian blasku. Wykonała liczne obserwacje fotograficzne i fotoelektryczne świecenia nocnego nieba prowizorycznie skonstruowanymi instrumentami, w różnych długościach fal, przy równoczesnych badaniach laboratoryjnych, w celu uzyskania możliwie najlepszych warunków do przyszłych obserwacji (badania powyższe były wykonywane w Białkowie wspólnie z mgrem J. Słomką). Następnie zaprojektowała wspólnie z mgrem A. Głanią fotometr fotoelektryczny i 4-obiektywową kamerę fotograficzną do obserwacji świecenia nocnego nieba. Wykonanie obydwóch przyrządów przez mgra Głanię jest obecnie na ukończeniu. Przeznaczone są do fotometrii widma ciągłego, poszczególnych linii i pasm w widmie świecenia nocnego nieba oraz badania ich polaryzacji.

Mgr J. Kubikowski zajmował się zagadnieniem orientacji przestrzennej orbit gwiazd podwójnych.

f) Wyznaczanie orbit

Dr S. Wierzbiński kontynuował rozpoczętą w Obserwatorium Poznańskim pracę nad obliczeniem orbity definitywnej komety Reida (1925 III). Pracę tę ukończył w r. 1953. Poza tym zajmował się różnymi zagadnieniami z astronomii gwiazd podwójnych oraz zestawił katalog kartkowy orbit gwiazd podwójnych wizualnych. Zestawienie tego katalogu napotykało na duże trudności z powodu braku literatury przedmiotu.

g) Obserwacje w Białkowie

Uruchomienie refraktora w Białkowie przeciągnęło się znacznie dłużej, niż to było przewidywane. Mimo, że Jeleniogórska Wytwórnia Optyczna podjęła się dostarczyć w r. 1949 obiektyw do 24 cm refraktora, trzy obiektywy fotograficzne i komplet okularów astronomicznych i pobrała na to pokaźną zaliczkę, jednak żadnego z tych przedmiotów nie dostarczyła. Dopiero w lecie r. 1951 dostarczono obiektyw 24 cm; wykonany był jednak tak wadliwie, że nie nadawał się do obserwacji. Obiektyw przeszlifowano, po czym został zmontowany w r. 1952 na refraktorze białkowskim. Nie daje jeszcze dobrych obrazów gwiazdowych, może jednak służyć do obserwacji z zakresu fotometrii fotoelektrycznej. Ma być zastąpiony nowym obiektywem, który Jeleniogórska Wytwórnia Optyczna ma wykonać w najbliższej przyszłości.

W r. 1951 została założona przez mgr T. Jarzębowskiego przy refraktorze Białkowskim instalacja do fotometrii fotoelektrycznej, analogiczna do instalacji wrocławskiej. Obserwacje rozpoczęły się w r. 1952. Dotyczą one fundamentalnej fotometrii w pobliżu pól Kapteyna. Ponieważ obserwatorium w Białkowie położone jest z dala od miast i ośrodków przemysłowych i ma dogodne warunki dla przepro-

wadzania obserwacji astrofizycznych, więc planowane jest w nim wykonywanie głównego programu z zakresu fotometrii.

W grudniu 1950 r., podczas pobytu prof. E. Rybki w Moskwie, Akademia Nauk ZSRR zwróciła się doń z propozycją zorganizowania w Białkowie obserwacji zmian szerokości, z uwagi na to, że szerokość geograficzna Białkowa ($\varphi = 51^{\circ}28'32''$) jest prawie równa szerokości obserwatorium w Greenwich ($\varphi = 51^{\circ}28'36''$), gdzie były wykonywane długie serie obserwacji szerokościowych. Kontynuowanie obserwacji szerokościowych na równoleżniku Greenwich wchodziłoby w plan badań realizowanych przez Akademię Nauk ZSRR głównie dlatego, że na tym równoleżniku można wyznaczać szerokość z obserwacji gwiazdy zenitalnej γ Draconis (δ 1954 = $+51^{\circ}29'37''$).

W roku 1951 w pawilonie południowym Obserwatorium Białkowskiego zainstalowano prowizorycznie instrument przejściowy Bamberga zaopatrzony w libelle Talcotta. Obserwacje rozpoczął w tymże roku doc. S. Szeligowski. Ponieważ słup, na którym ustawiono instrument przejściowy, okazał się nie dość stały, przeniesiono instrument do pawilonu wschodniego, wymurowawszy w nim nowy słup. — Do obserwacji szerokościowych został zamówiony w firmie Carl Zeiss teleskop zenitalny.

4. *Działalność dydaktyczna*

Zajęcia dydaktyczne katedry astronomii Uniwersytetu Wrocławskiego obejmowały wykłady i ćwiczenia przewidziane w planie studiów astronomicznych, wykłady i ćwiczenia z astronomii ogólnej dla matematyków i fizyków oraz wykłady i ćwiczenia z astronomii dla geografów. Od r. 1952 w Uniwersytecie Wrocławskim uruchomiono II stopień studiów astronomicznych.

Wykłady w latach 1950—1953 prowadzili: prof. E. Rybka (astronomia ogólna, astronomia sferyczna i praktyczna, fotometria gwiazdowa) prof. J. Mergentaler (astronomia ogólna, astrofizyka obserwacyjna, astronomia gwiazdowa, fizyka Słońca), doc. S. Szeligowski (mechanika nieba, statystyka), doc. A. Opolski (astrofizyka teoretyczna, wykłady astronomii dla geografów), dr S. Wierzbiński (geodezja wyższa, rachunek wyrównawczy, matematyczne opracowanie obserwacji).

W październiku 1952 r. ukazał się nakładem Państwowego Wydawnictwa Naukowego podręcznik prof. E. Rybki *Astronomia ogólna*. Wobec szybkiego wyczerpania tego podręcznika już na wiosnę 1953 r. zostało przygotowane drugie wydanie.

W r. 1953 nakładem Państwowego Wydawnictwa Naukowego wyszło II wydanie podręcznika doc. A. Opolskiego *Astronomiczne podstawy geografii*.

Prof. E. Rybka opracował podręcznik Astronomii dla XI klasy, wydany przez Państwowe Zakłady Wydawnictw Szkolnych kolejno w trzech nakładach w latach 1951, 1952 i 1953.

Prof. E. Rybka jest przewodniczącym zespołu rzeczoznawców astronomii przy Radzie Głównej Ministerstwa Szkolnictwa Wyższego.

5. *Kongresy i konferencje zagraniczne*

W grudniu 1950 r. prof. E. Rybka udał się do Moskwy, na zaproszenie Akademii Nauk ZSRR, na konferencję astrometryczną. Na konferencji tej omawiano między innymi zagadnienia związane z obserwacjami do katalogu słabych gwiazd we Wrocławiu oraz sprawy obserwacji szerokościowych w Białkowie.

W maju 1952 r. prof. E. Rybka był w Moskwie ponownie, również na zaproszenie Akademii Nauk ZSRR, uczestnicząc w konferencji dotyczącej kosmogonii gwiazdowej i zasiadając w jej prezydium.

We wrześniu 1952 r. prof. E. Rybka brał udział w Kongresie Międzynarodowej

Unii Astronomicznej jako przewodniczący delegacji polskiej. Wygłosił na sympozjonie poświęconym zagadnieniom astrometrycznym gwiazd słabych referat o organizacji obserwacji południkowych do katalogu słabych gwiazd. Wybrany został na jednego z wiceprezesów Międzynarodowej Unii Astronomicznej.

Doc. A. Opolski przebywał na studiach do grudnia 1950 r. w Obserwatorium w Saltsjöbaden (Szwecja).

6. *Zjazdy naukowe w Obserwatorium Wrocławskim*

W czerwcu 1950 r. odbył się we Wrocławiu drugi z kolei zjazd naukowy Polskiego Towarzystwa Astronomicznego. W zjeździe tym wzięła udział 12-osobowa delegacja astronomów radzieckich. Astronomowie radzieccy wygłosili 12 referatów oświetlających zagadnienia naukowe z zakresu różnych działów astronomii opracowywane w Związku Radzieckim.

Sprawozdania z obrad pierwszego (1948) i drugiego (1950) zjazdu wyszły z druku we Wrocławiu (1950 i 1951) pod redakcją prof. E. Rybki jako I i III zeszyt *Sprawozdań Polskiego Towarzystwa Astronomicznego*. Zeszyt II tych sprawozdań, również wydany we Wrocławiu pod tą samą redakcją, zawierał sprawozdania z działalności obserwatoriów polskich w latach 1945—1950.

Zeszyt IV sprawozdań, redagowany przez prof. J. Mergentalera i wydany w r. 1953 we Wrocławiu, zawierał sprawozdanie ze zjazdu Polskiego Towarzystwa Astronomicznego w r. 1951 w Toruniu.

W r. 1953 odbył się we Wrocławiu sympozjon astrofizyczny, zorganizowany przez Polskie Towarzystwo Astronomiczne. Z sześciu referatów na sympozjonie trzy były wygłoszone przez astronomów wrocławskich, a mianowicie prof. J. Mergentaler wygłosił referat o *Jasnościach absolutnych gwiazd*, a doc. A. Opolski — dwa referaty: *Skale typów widmowych i temperatur gwiazd* oraz *Masy gwiazd*.

7. *Kongres Nauki i Polska Akademia Nauk*

Przy końcu 1950 r. prof. E. Rybka objął przewodnictwo nowoutworzonej podsekcji astronomii wyodrębnionej z podsekcji fizyki. W I Kongresie Nauki Polskiej z Obserwatorium Wrocławskiego wzięli udział: Prof. E. Rybka i prof. J. Mergentaler.

W r. 1952 prof. E. Rybka został powołany przez władze Polskiej Akademii Nauk na przewodniczącego Komitetu Astronomicznego PAN. W Komitecie tym jest zarazem przedstawicielem Ministra Szkolnictwa Wyższego. Był on również przewodniczącym komisji do budowy Centralnego Obserwatorium Astronomicznego.

W skład Komitetu Astronomicznego spośród pracowników Obserwatorium Wrocławskiego wchodzi też prof. J. Mergentaler.

8. *Działalność popularyzacyjna*

Obserwatorium Astronomiczne było otwarte dla zwiedzających co środę. W ciągu czterech lat sprawozdawczych obserwatorium zwiedziło ponad 4300 osób. W obserwatorium we Wrocławiu i w Białkowie były robione w r. 1951 zdjęcia do filmu *W pracowniach polskich astronomów*.

Pracownicy obserwatorium wrocławskiego brali udział w popularyzacji astronomii przez pisanie książek, artykułów popularnych, wygłaszanie odczytów, pokazów planetarium i pokazów ciał niebieskich przez lunetę. W okresie sprawozdawczym opublikowano następujące książki popularne:

Państwowe Zakłady Wydawnictw Szkolnych:

1) E. Rybka, *Energia atomowa w gwiazdach*. II wydanie 1951. 2) J. Mergentaler, *Astronomia radiowa*. 1953.

Wydawnictwo Wiedza Powszechna:

1) J. Mergentaler, *Wiadomości ogólne o gwiazdach*. 1950. 2) E. Rybka, *Rozwój zagadnień astronomicznych od czasów najdawniejszych do chwili obecnej*. II wyd. 1951. 3) J. Mergentaler, *Prawo ciążenia we wszechświecie*. I wyd. 1952, II wyd. 1953. 4) E. Rybka i P. Rybka, *Mikołaj Kopernik i jego nauka*. 1953.

Prof. E. Rybka był nadal redaktorem działu astronomicznego wydawnictwa Wiedza Powszechna.

Poza tym pracownicy obserwatorium ogłaszali artykuły w takich czasopismach popularno-naukowych jak: *Urania, Wszechświat, Problemy, Wiedza i Życie*, w tygodniku studenckim *Po prostu* oraz w prasie codziennej.

W obserwatorium wrocławskim mieściło się nadal Koło Wrocławskie Polskiego Towarzystwa Miłośników Astronomii. Spośród pracowników obserwatorium prezesami byli: 1950 — prof. J. Mergentaler, 1952 — prof. E. Rybka, 1953 — doc. A. Opolski. Do Zarządu koła wchodzili następujący pracownicy obserwatorium: dr S. Kosibowa, mgr P. Rybka, mgr J. Kubikowski, mgr J. Walichiewicz, mgr J. Krawiecka, mgr J. Paciorek, H. Kaczmarzowa. Zebrania koła z odczytami odbywały się dwa razy na miesiąc. Poza tym była prowadzona praca popularyzacyjna na terenie szkół we Wrocławiu (mgr J. Krawiecka i mgr P. Rybka) i w Zakopanem (dr S. Kosibowa).

Wszyscy prawie pracownicy naukowi obserwatorium i niektórzy studenci lat wyższych byli prelegentami Towarzystwa Wiedzy Powszechnej. Wygłaszali oni odczyty we Wrocławiu oraz poza Wrocławiem.

Prof. E. Rybka jest członkiem prezydium Zarządu Wojewódzkiego Towarzystwa Wiedzy Powszechnej we Wrocławiu.

9. *Planetarium Wrocławskie*

W r. 1951, dzięki staraniom inż. K. Czetyrboka, ówczesnego prezesa Koła Wrocławskiego Polskiego Towarzystwa Miłośników Astronomii oraz wysiłkom pracowników obserwatorium wrocławskiego (A. Opolski, A. Głania, J. Kubikowski, P. Rybka), zostało zmontowane z części znalezionych w Obserwatorium Wrocławskim planetarium Zeissa (małego typu). Planetarium to zostało otwarte w maju 1951 r. w jednym z pawilonów „czterech kopuł" (na terenach powystawowych) i udostępnione dla pokazów publicznych. W r. 1952 przeniesiono je do innej odpowiedniejszej kopuły. Wobec objęcia w r. 1953 pawilonu „czterech kopuł" przez Film Polski planetarium nie mogło nadal być czynne w tym pawilonie. Prowizorycznie umieszczono je w jednej z rotund Hali Ludowej. Odczyty i pokazy w r. 1951 odbywały się pod kierownictwem Koła Wrocławskiego Polskiego Towarzystwa Miłośników Astronomii, a od 1952 r. organizację odczytów objęło Towarzystwo Wiedzy Powszechnej, we współpracy z PTMA. Prelegentami w planetarium są pracownicy Obserwatorium Wrocławskiego i studenci lat wyższych astronomii.

10. *Rok Kopernikowski*

W r. 1953 została zorganizowana we Wrocławiu w przylegających do planetarium pomieszczeniach Hali Ludowej światopoglądowa wystawa astronomiczna. W organizacji wystawy otwartej 4 października wziął czynny udział zespół pracowników obserwatorium, złożony z E. Rybki, A. Opolskiego, J. Kubikowskiego, J. Krawieckiej, J. Paciorek, P. Rybki. Wystawa ma charakter trwały.

Prof. E. Rybka wygłosił referaty o Koperniku:

18 lipca 1953 r. na Centralnej Akademii Kopernikowskiej w Teatrze Polskim w Warszawie (referat transmitowany przez Polskie Radio);

26 sierpnia 1953 r. na sympozjonie astrofizycznym we Wrocławiu;
1 września na Kongresie Międzynarodowym Studentów w Warszawie;
1 października 1953 r. w Uniwersytecie Wrocławskim jako odczyt inauguracyjny;
3 października 1953 r. na Akademii Kopernikańskiej we Wrocławiu.

Poza tym na Sesji Kopernikowskiej PAN w dniu 15 września 1953 r. wypowiedział prof. E. Rybka w dyskusji krótki referat o światopoglądzie Kopernikańskim.

Zespół pracowników Obserwatorium Wrocławskiego (J. Krawiecka, J. Kubikowski, P. Rybka) pod kierownictwem doc. A. Opolskiego opracował album Kopernikowski, który będzie wydany przez wydawnictwo „Wiedza Powszechna".

11. *Prace naukowe wydrukowane w latach* 1950—1953:

1. J. Mergentaler, *On the asymmetry of the light-curves of the eclipsing Variables.* Prace Wrocł. T. N. ser. B, nr 26, 1950.

2. E. Rybka, *Red magnitudes of 172 stars north of* $\delta = +84^0$. Prace Wrocł. T. N., ser. B, nr 28, 1950.

3. A. Opolski, *On the discontinuities of the distribution of masses and hydrogen-content in the Hertzsprung-Russell diagram.* Arkiv för Astronomi, Bd 1, Nr 14, 155—174, 1950.

4. A. Opolski, *Photographic magnitudes of 71 stars in the central region of the Praesepe.* Arkiv för Astronomi, Bd 1, Nr 20, 215—221, 1950.

5. J. Mergentaler, *Zależność długości okresu klasycznych cefeid od odległości od środka Galaktyki.* Sprawozdania PTA, Z. I, 6—8, 1950.

6. J. Mergentaler, *Efekt periastronu u gwiazd zaćmieniowych.* Sprawozdania PTA, Z. I, 8—9, 1950.

7. A. Opolski, *Zależność wskaźników barwnych od wielkości absolutnych gwiazd.* Sprawozdania PTA, Z. 1, 9—11, 1950.

8. A. Opolski, *Uwagi o promieniowaniu cefeid.* Sprawozdania PTA. Z. I. 11—12, 1950.

9. E. Rybka, *Fotowizualne wielkości 635 gwiazd na północ od* $\delta = +80^0$. Sprawozdania PTA, Z. I, 17—18, 1950.

10. A. Opolski, *Orientation of the orbital planes of the visual binaries.* Arkiv för Astronomi, Bd 1, Nr 22, 249—255, 1951.

11. A. Opolski, *Some remarks on the distribution of space velocities and kinetic energy on the Hertzsprung-Russell diagram.* Arkiv för Astronomi Bd 1. Nr 23. 257—259, 1951.

12. E. Rybka. *Czerwone wielkości 172 gwiazd na północ od* $\delta = +84^0$. Sprawozdania PTA, Z. III, 135—136, 1951.

13. J. Mergentaler, *O zależności średnich okresów klasycznych cefeid od gęstości przestrzennej gwiazd.* Sprawozdania PTA, Z. III, 151—157, 1952.

14. J. Mergentaler, *On the correlation between the mean period of classical cepheids and the mean star space-density in the Milky Way.* Prace Wrocławskiego T. N. Ser. B, Nr 44, 1952.

15. S. Ninger-Kosibowa, *Influence of absorption lines in stellar spectra upon the isophotal and effective wave-lengths.* Prace Wrocławskiego T. N. Ser. B, Nr 47, 1952.

16. A. Opolski, *On the three possible characterizations of the distribution of intensities of stellar radiation.* Prace Wrocławskiego T. N. Ser. B, Nr 59, 1952.

17. S. Ninger-Kosibowa. *The determination of the photovisual extinction.* C. R. de la Soc. des Sc. et des Lettres de Wrocław, Vol. 3, Comm. 5, 1953.

18. S. Ninger-Kosibowa, *The corrected elements of SY Aurigae.* C. R. de la Soc. des Sc. et des Lettres de Wrocław, Vol. 3, Comm. 6, 1953.

19. S. Ninger-Kosibowa, *Estimates of ten new variable stars in Centaurus.* C. R. de la Soc. des Sc. et des Lettres de Wrocław, Vol. 4, Comm. Nr 1, 1953.

20. A. Opolski, *Absolute magnitudes of Visual Binaries.* C. R. de la Soc. des Sc. et des Lettres de Wrocław, Vol. 4, Comm. 2, 1953.

21. A. Opolski, *O określaniu współczynnika absorpcji ciągłej atmosfer gwiazd.* Spraw. PTA, IV, 90, 1953.

22. J. Kubikowski, *O pewnej możliwości określania orientacji płaszczyzn orbit gwiazd wizualnie podwójnych,* Spraw. PTA, Z. IV, 91—93, 1953.

23. E. Rybka, *Wyznaczanie pozaatmosferycznych wielkości gwiazd za pomocą fotometru fotoelektrycznego.* Spraw. PTA, Z. IV. 94—97, 1953.

24. J. Mergentaler, *Rola małych plam w aktywności Słońca.* Spraw. PTA, Z. IV, 98—100, 1953.

25. A. Opolski, *Paralaksy spektrofotometryczne.* Spraw. PTA, Z. IV, 101, 1953.

26. E. Rybka, *A determination of the photoelectric magnitudes of stars in Wrocław Observatory.* Acta Astronomica. Sér. c. Vol. 5, 40—43, 1953.

27. A. Opolski — E. Rybka, *Occultations of stars by the Moon observed in the Astronomical Observatory of Wrocław University in the years 1946—1951.* Acta Astronomica, Sér. c, Vol. 5, 49—50, 1953.

28. E. Rybka, *BD+56°798 — a star of unusual colour-index.* Acta Astronomica, Sér. c, Vol. 5, 50—51, 1953.

29. St. Wierzbiński, *Comet Reid* (1925 III) Circ. U. A. Z. Nr 1432, 1953.

30. J. Mergentaler, *Aktywność Słońca w 1951 r.* Urania Z. IV, 1952.

31. J. Mergentaler, *Aktywność Słońca w 1952 r.* Urania Z. IV, 1953.

Wrocław, luty 1954 r.

EUGENIUSZ RYBKA